TC İSTANBUL KÜLTÜR ÜNİVERSİTESİ

XV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
ve
IV. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

25 Ağustos – 01 Eylül 2006
İstanbul Kültür Üniversitesi
Ataköy- İSTANBUL

BİLDİRİ KİTABI

CİLT I

Yayına Hazırlayanlar:

Hulusi GÜLSEÇEN (İstanbul Üniversitesi)
Füsun LİMBOZ (İstanbul Üniversitesi)
Ayşegül F. TEKER (İstanbul Kültür Üniversitesi)

İstanbul-2007

İstanbul Kültür Üniversitesi Yayınları
Yayın No:60

ISBN:978-975-6957-61-5
C :Her türlü yayın hakkı İstanbul Kültür Üniversitesi'ne aittir.

T C İstanbul Kültür Üniversitesi
Fen-Edebiyat Fakültesi

Ataköy Kampusü, 34156 Bakırköy- İstanbul
Telf: 0 212 498 43 00
Faks:0 212 661 92 74

www.iku.edu.tr

XV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IV. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

Prof. Dr. Metin HOTİNLİ Onuruna

28 Ağustos – 01 Eylül 2006
İstanbul

BİLİM KURULU:

Prof. Dr. M. Ali ALPAR	Sabancı Üniversitesi
Prof. Dr. Zeki ASLAN	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
Prof. Dr. Çetin BOLCAL	İstanbul Kültür Üniversitesi
Prof. Dr. Nihal ERCAN	Boğaziçi Üniversitesi
Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI	İstanbul Üniversitesi
Prof. Dr. Latif TOPAKTAŞ	İstanbul Kültür Üniversitesi

DÜZENLEME KURULU:

Prof. Dr. Dursun KOÇER	İstanbul Kültür Üniversitesi
Prof. Dr. H. Hüseyin MENTEŞE	İstanbul Üniversitesi
Doç.Dr. Füsun LİMBOZ	İstanbul Üniversitesi
Doç.Dr. Yüksel KARATAŞ	İstanbul Üniversitesi.
Doç.Dr. Hülya ÇALIŞKAN	İstanbul Üniversitesi
Yard. Doç.Dr. Gürsel HACİBEKİROĞLU	İstanbul Kültür Üniversitesi
Yard. Doç.Dr. Ayten KOÇ	İstanbul Kültür Üniversitesi
Yard. Doç.Dr. Mehmet ÖZER	İstanbul Kültür Üniversitesi
Yard. Doç.Dr. Hulusi GÜLSEÇEN	İstanbul Üniversitesi
Araş. Gör. Dr. İpek H. ÇAY	İstanbul Üniversitesi
Araş. Gör. Ayşegül F. TEKER	İstanbul Kültür Üniversitesi.
Araş. Gör. Suzan BAYHAN	İstanbul Kültür Üniversitesi
Araş. Gör. Gülce ÖĞRÜÇ ILDIZ	İstanbul Kültür Üniversitesi
Araş. Gör. Ertuğrul BOLCAL	İstanbul Kültür Üniversitesi
Özge AVCIL	İstanbul Üniversitesi
Nazlı Derya DAĞTEKİN	Erciyes Üniversitesi
Tahir ERGENÇOĞLU	Ege Üniversitesi
Tuğça ŞENER	Ankara Üniversitesi

Prof. Dr. Ahmet Metin HOTİNLİ

7 Haziran 1920 tarihinde İstanbul'da doğmuştur. Orta öğrenimini Fevziye (Işık) ve Galatasaray Liseleri'nde yapmıştır. 1941 yılında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Matematik-Astronomi dalına kaydolmuş, mezun olduktan sonra 1947 yılında Astronomi Kürsüsü'ne aday asistan olarak girmiştir. 1948 yılında da asil asistan olmuştur. 1951 yılında Doktor, 1956 yılında Üniversite Doçenti olmuş ve 25 Aralık 1957 tarihinde aynı Kürsü'de Eylemli Doçentlik kadrosuna atanmıştır. 1963 yılında Utrecht'de, 1966 yılında Bükreş'de, 1967 yılında Prag'da, 1969 yılında Liege'de, 1970 yılında Briston'da, 1973 yılında Varşova'da, 1976 yılında Erice-İtalya'da yurtdışı ve 1968 yılında Ankara'da, 1971 yılında İstanbul'da, 1978 yılında Silivri'de yurtiçi bilimsel toplantılara katılmıştır. Uluslararası Astronomi Derneği'nin ve bu derneğin Güneş Atmosferi Komisyonu'nun üyesi olan Prof. Hotinli, 17 Mayıs 1980 tarihinde Profesör unvanını almıştır.

1982-1987 yılları arasında Bölüm Başkanlığı görevinde bulunmuş olan Prof. Dr. Metin Hotinli, Fransızca ve İngilizce dillerini bilmektedir. 1 Temmuz 1987 tarihinde yaş haddinden emekliye ayrılmıştır.

Yrd. Doç. Dr. Zekeriya MÜYESSEROĞLU
(1959-2006)

29 Mart 1959 tarihinde Ankara'da dünyaya gelen Yrd. Doç. Dr. Zekeriya MÜYESSEROĞLU ilk, orta ve lise öğrenimini Ankara'da tamamladıktan sonra 1976 yılında Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Bölümü'ne girdi. 1981 yılında Astronomi-Fizik ikili bilim lisansı diploması alarak Astronomi Bölümünden mezun oldu.Aynı Bölümde,1981-1983 yılları arasında yüksek lisans,1987-1994 yılları arasında ise doktora çalışmasını tamamladı.

Vatani görevini yedek subay olarak 1983-1984 yılları arasında tamamlayan Yrd. Doç. Dr. Zekeriya MÜYESSEROĞLU, Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümümüzde 1985 – 1988 yılları arasında UZMAN,1988 – 1995 yılları arasında ARAŞTIRMA GÖREVLİSİ,1995 – 1997 yılları arasında ÖĞRETİM GÖREVLİSİ ve 1997 yılından bu yana YARDIMCI DOÇENT kadrolarında görev almıştır.

Yrd. Doç. Dr. Zekeriya MÜYESSEROĞLU, bu görevleri süresince, A.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkez Müdür Yardımcılığı, A.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi Yönetim Kurulu Üyeliği, Türk Astronomi Derneği Yönetim Kurulu Üyeliği, Amatör Astronomi Topluluğu (ASART) Bilimsel Danışmanlığı, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölüm Başkan Yardımcılığı, A.Ü. Fen Fakültesi Yönetim Kurulu Üyeliği yapmıştır.

1982'den bu yana ulusal ve uluslararası bilimsel toplantılarda sunmuş olduğu çok sayıda bildirilerinin yanı sıra, 30'a yakın yurtdışı hakemli bilimsel dergilerde yayınlanmış eseri bulunmaktadır. Bu çalışmalarına 100'e yakın atıf almıştır.

O.D.T.Ü. Prof. Dr. Mustafa Parlar Eğitim ve Araştırma Vakfı, ARAŞTIRMA ve TEŞVİK ÖDÜLÜ sahibi Yrd. Doç. Dr. Zekeriya MÜYESSEROĞLU, bilimsel çalışmalarının yanında, astronominin halka doğru tanıtılması ve güncel-popüler konularda bilgilendirilmesi konusunda çok sayıda seminer ve konferans da vermiştir.

Kongre Fotoğrafı 28 Ağustos-01 Eylül 2006

XV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IV. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ
Prof. Dr. Metin HOTİNLİ Onuruna
28 Ağustos – 01 Eylül 2006
İstanbul

PROGRAM

28 Ağustos 2006 Pazartesi

08:00-09:30 **Kayıt**
09:30-09:45 **Açılış Konuşmaları**
09:45-10:30 ***Prof.Dr. Metin HOTİNLİ***
10:30-11.00 **Çay Arası**

PARALEL OTURUMLAR

Önder Öztunalı Salonu	Seminer Salonu II
I. Oturum	**I. Oturum**
• **Esin Sipahi, Serdar Evren (Ege Üniv.),** "Sıcak Altcüce B Bileşenli Kromosferik Aktif Yıldız: V1379 Aquilae"	• **Serap Ak, Selçuk Bilir, Salih Karaali, Esma Yaz, Esat Hamzaoğlu (İstanbul Üniv., Beykent Üniv.),** "İnce Disk Yıldızlarının Model Parametrelerinin Tayini"
• **Mehmet Tüysüz, Zeki Eker, Nurten Filiz, D. Sürgit, Esin Soydugan, H. Bakış, B. Ulaş, Faruk Soydugan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Kromosferik Aktif Çift Yıldızlar (CAB) Kataloğunun Güncellenmesi"	• **Selçuk Bilir, Salih Karaali, Tolga Güver, Yüksel Karataş, Serap Ak (İstanbul Üniv.),** "Alan Cüce ve Dev Yıldızlarının Ayırımında Yeni Bir Yöntem"
• **Derya Doğru, Ahmet Erdem, Zeki Eker, Osman Demircan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "RS CVn Türü Örten Çift Yıldızlar Kataloğu"	• **Yüksel Karataş, William .J. Schuster (İstanbul Üniv., UNAM),** "Fotometrik Sistemlerin Kalibrasyonu"
• **Sertaç Serkan Doğru, Ahmet Erdem, Mehmet Tüysüz, Derya Doğru, Hicran Bakış, Faruk Soydugan, Esin Soydugan, Osman Demircan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Bazı RS CVn Türü Çift Yıldızların Işık Ölçümü"	• **E. Nihal Ercan, Fatma Gök, Gülnur İkis Gün, Murat Hüdaverdi, Tolga Güver, Akihiro Furuzawa (Akdeniz Üniv., Boğaziçi Üniv., Çanakkale Onsekiz Mart Üniv., Nagoya Üniv., İstanbul Üniv.,),** "ABELL 2255 Kümesindeki Galaksilerin Karşılaştırmalı Çok Bant Araştırması"
12:00-14:00 Öğle Yemeği	12:00-14:00 Öğle Yemeği
II. Oturum	**II. Oturum**
• **Hasan Ali Dal, Serdar Evren (Ege Üniv.),** "EV Lac'ın Flare ve Leke Aktivitesi"	• **Şebnem Sezen, Füsun Limboz, Sinan Aliş (İstanbul Üniv.),** "Fotometrik Kırmızıya Kayma Yöntemi ve Uygulamaları"
• **Burcu Özkardeş, Ahmet Erdem (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Değen Çift Yıldız V829 Hercules'in Standart BVR Işıkölçümü ve Salt Öğeleri"	• **Sinan Aliş, A. Talât Saygaç, Massimo Della Valle (İstanbul Üniv., INAF, Osservatorio Astrofisico di Arcetri),** "Yerel Grup Dışı Galaksilerde Hubble Uzay Teleskopu Verileriyle Nova Taraması"
• **Tenay Saguner, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.),** "Çıkarım (Inference) Yöntemi Kullanılarak W Uma Yıldızlarının Salt Parametrelerinin Bulunması"	• **Kutluay Yüce (Ankara Üniv.),** "η Lep, HR6455 ve δ Aqr Yıldızlarının Tayfsal Analizleri: İlk Sonuçlar"
• **Caner Çiçek, Ömer L. Değirmenci, İbrahim Bulut, Osman Demircan, Ahmet Erdem,Volkan Bakış, Naci Erkan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv., Ege Üniv.),** "Eksen Dönmesi Gösteren Hipparcos Örten Çift Sistemi V398 Lac'ın İlk Yer Tabanlı Gözlemlerinin Fotometrik Analizi"	• **Ayşegül F. Teker, Hülya Çalışkan, Saul J. Adelman, A.F. Gulliver (İstanbul Kültür Üniv., İstanbul Üniv., The Citadel, Brandon Üniv.),** "Merkür-Mangan Yıldızları 53 Tau, β Tau, γ Crv Ve υ Her 'İn Tayfsal Bolluk Analizi"

- **Faruk Soydugan, Esin Soydugan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Algollerde Kütle Aktarımının Belirteçleri: S Equ ve KO Aql'nın Tayf Analizi"
- **Hasan Ak, Pavel Chadima, Petr Harmanec, Osman Demircan (Çanakkale Onsekiz Mart Univ., Astronomical Institute of the Charles Univ.),** "Beta Lyr Sisteminde, KOREL Programı Yardımı ile Diskli Bileşene Ait Yeni Çizgilerin Keşfi"

15:30-16:00 Çay Arası

III. Oturum

- **Zahide Terzioğlu, Gökhan Gökay, Ethem Derman (Ankara Üniv.),** "Parçalı Tutulma Gösteren Sistemlerde Kütle Oranı Taraması Sonuç Veriyor Mu ?"
- **Elif Pekeroğlu, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.),** "W UMa-türü Yıldızlarda Kütle Oranı Fonksiyonu"
- **Zekeriya Müyesseroğlu (Ankara Üniv.),** "Etkileşen Çift Yıldızlarda Yüzey Çekim İvmesi"
- **Gonca Salman, Zekeriya Müyesseroğlu (Ankara Üniv.),** "W UMa Türü Çift Sistemlerde O'Connell Etkisi"
- **Uğurcan Sağır, Birol Gürol (Ankara Üniv.),** "Eksen Dönmesi Gösteren Sistemler Üzerine İstatistiksel İnceleme"

- **Fehmi Ekmekçi (Ankara Üniv.),** "Etkin Çift Sistem UX Arietis'in IUE-Newsips Tayfları"
- **Gül Sevin Pekmezci, Atilla Özgüç (Boğaziçi Üniv.),** "Göklerin Yere Dokunduğu Zaman Atmosfer Olaylarında Kozmik Etkiler"

15:30-16:00 Çay Arası

III. Oturum

- **Afşar Kabaş (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Asteroidlerin Fotometrik Gözlemlerinden Belirlenebilen Bulgular Ve Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde Bazı Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri"
- **Özlem Kocahan, Mehmet Emin Özel, Ebru Şengül (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Türkiye'nin Meteorit Çarpma Kraterleri Envanteri Çalışmaları"
- **Kadir Uluç, Zeki Aslan, Zeynel Tunca, Tuncay Özışık, Murat Parmaksızoğlu, İrek Khamitow (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi),** "TUG 'da Yapılan Seçilmiş Küçük Gezegen Gözlemleri"
- **İsmail Yusifov, İbrahim Küçük, Ferhat Fikri Özeren, Akif Yusifov (Erciyes Üniv., Azerbaycan Bilimler Akademisi, Bakü Devlet Üniv., Halliburton International Inc.),** "ERT-5 Radyo Teleskopu: Teknik Ozellikleri ve Ayar Gozlemleri"
- **Hüseyin Çavuş, Aysel İ. Karafistan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Güneşin Konveksiyon Bölgesine ait Bazı Özel MHD Çözümleri"

18:00-20:00 Açılış Kokteyli

29 Ağustos 2006 Salı

Önder Öztunalı Salonu ve Seminer Salonu II

IV. Oturum

- **Ebru Devlen, E.Rennan Pekünlü (Ege Üniv.),** "Yerel Akımların Neden Olduğu Manyetik Alan Gradyentinin Açısal Momentum Taşınımına Katkısı"
- **Esat Rennan Pekünlü, E. Devlen, B. Kalomeni, K. Yakut, M.M. Keskin (Ege Üniv.),** "Güneştacı Plazmasında Manyetik Alana Dik Yönde Isı İletkenliği"
- **Ayşe Ulubay Sıddıkı, Ortwin Gerhard, Magda Arnaboldi (Max-Planck Institute for Extraterrestrial Physics-MPE, ESO),** "Süper-Kütleli Karadelikler Etrafındaki Eğrilikli Diskler"
- **Uğur Ural, Ulf Torkelsson (Chalmers Teknik Üniv., Göteborg Üniv.),** "Kataklizmik Değişen Yıldızlarda Soğuk Kütle Aktarım Diskleri"
- **Murat Hüdaverdi, Hideyo Kunieda, E.Nihal Ercan (Nagoya Univ., Boğaziçi Üniv.),** "Yakın Galaksi Kümelerindeki X-Işın Kaynaklarının Doğası: Kümelerdeki Aktif Galaktik Çekirdeklerin (AGN) Yoğunluğu"
- **Esin Soydugan, Faruk Soydugan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Örten Çift Sistemlerdeki Delta Scuti Türü Zonklamalara İki Örnek: AB Cas ve RZ Cas"

10:00-10:30 Çay Arası

V. Oturum

- **Talat Saygaç (İstanbul Üniv.),** "VW Hydri: En İyi Çalışılmış Cüce Novaya Genel Bir Bakış"
- **Yasemin Kaçar, Volkan Bakış, Mehmet Emin Özel (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "SN2004dj Süpernovası Gözlemleri"
- **Eda Sonbaş, Aysun Akyüz, Şölen Balman, Eyyup Çekmecelioğlu, Hasan Esenoğlu, Yakup Pekon (Çukurova Üniv., ESA, İstanbul Üniv., ODTÜ),** "NGC3184 ve NGC2903 Galaksilerinde Süpernova Kalıntılarının Araştırılması"
- **Hasan H. Esenoğlu A. Retter, A. S. Kordi (İstanbul Üniv., King Saud Üniv., Pennsylvania State Univ.),** "Tekrarlayan Nova IM Nor'un Tayf Gözlemleri"
- **Gülnur İkis Gün (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "WZ Sge Sisteminin X-Işın Tayf Analizi"

12:00-14:00 Öğle Yemeği

VI. Oturum

- **Hüseyin Kılıç, Orhan Gölbaşı, Volkan Özkan, A.Yadikar Yüceer (Akdeniz Üniv.),**"Güneş Yarıçapındaki Kısa ve Uzun Dönemli Değişimler"
- **Tolga Güver, Feryal Özer (İstanbul Üniv., Arizona Üniv.),** "Rezonant Siklotron Saçılmanın Magnetarların Yüzey Işınımı Üzerine Etkileri"
- **Ersin Göğüş, Peter M. Woods, Chryssa Kouveliotou, Mark H. Finger, Colleen A. Wilson (Sabancı Üniv.),** "Yumuşak Gama Tekrarlayıcılarının X–Işını Özellikleri"
- **Ersin Göğüş, Ümit Kızıloğlu, Tolga Güver, Mehmet Emin Özel, Carl Akerlof ve ark. (Sabancı Üniv., ODTÜ, İstanbul Üniv., ÇOMÜ, Michigan Üniv.),** "Rotse-III Ile Gama Işını Patlamalarının Erken Evre Gözlemleri"
- **Özgecan Önal, A. Talât Saygaç, Massimo Della Valle (İstanbul Üniv., INAF),** "Süpernovalarla (SN) İlişkili Gama Işın Patlamalarının (GIP) Optik ve Gama Işın Özellikleri Arasındaki Korelasyon"
- **Emrah Kalemci (Sabancı Üniv.),** "Karadelik Sistemlerinin Çok Bantlı Gözlemleri"

15:30-16:00 Çay Arası

VII. Oturum

- **Ünal Ertan, M.Hakan Erkut, K.Yavuz Ekşi, M. Ali Alpar, Şirin Çalışkan (Sabancı Üniv., İTÜ),** "Anormal X-Işını Kaynaklarının Düzenli Fazlarında Optik Ve Kızılotesi Işıma"
- **Kazım Yavuz Ekşi, Aslıhan Ünsal (İTÜ),** "Süpernova Kalıntısı Diskler Üzerine Kısıtlamalar"
- **Şölen Balman, Baybars Külebi, Elif Beklen (ESA,ODTÜ),** "Seçilmiş Kataklismik Değişkenlerin 2-20 keV Aralığında Geniş Bant Aralığı Gürültü Analizi"
- **M. Ali Alpar, Ünal Ertan, Hakan Erkut, Yavuz Ekşi, Şirin Çalışkan (SabancıÜniv., İTÜ, BÜ),** "Nötron Yıldızları Etrafında Kalıntı Diskler"
- **M. Ali Alpar (SabancıÜniv.),** "Türkiye Merkezli Bir Avrupa Birliği Marie Curie Transfer of Knowledge Projesi: Astrophysics of Neutron Stars"

30 Ağustos 2006 Çarşamba

IV. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

PARALEL OTURUMLAR

Önder Öztunalı Salonu ve Seminer Salonu II	Anfi A
VIII. Oturum	**VIII. Oturum**
• **Evrim Kıran, Funda Kıvanç (Ege Üniv.),** "Mavi Aykırı Yıldızlar" • **Oğuzhan Köse, Tuğba Karalar, Aysun Şule Can, Ömür Gülmen (Ege Üniv.),** " En Soğuk	• **İlfan Bikmaev (KSU),** Tayf İndirgeme Uygulamaları

Yıldızlar” • **Barış Dinçbaş, Pınar Akbulut (Ege Üniv.),** “VZ Pıscıum Değmeye Yakın Bir Çift Yıldız Mı?” • **Mutlu Yıldız , Eren Ozan Canpolat, İhsan Dündar (Ege Üniv.),** “Açık Kümelerdeki Örten Çift Yıldızların Özelliklerinden Yıldız Evrimine İlişkin Çıkarımlar” • **Tahir Ergençoğlu (Ege Üniv.),** “Kromosferik Aktif Tek Dev V390 Aur ve Flare Araştırması” • **Can Güngör, Serdar Evren (Ege Üniv.),** “Bazı Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri”	
10:00-10:30 Çay Arası	10:00-10:30 Çay Arası

Önder Öztunalı Salonu ve Seminer Salonu II
IX. Oturum

- **Özgür Gültekin (İstanbul Üniv.),** “Astrofiziksel Dinamo Problemi”
- **Tuğba Nur Sönmez, Havva Harmanlıo, İbrahim Küçük (Erciyes Üniv.),** “29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması”
- **Serkan Terleç, Serkan Soysal, Volkan Soysal, Müge Genç, Sinan Aliş, Talat Saygaç (Eyüboğlu Eğitim Kurumları),** “Bir Güneş Lekesi’nin Görünen Yüzey Alanı Ve Konumuna Bağlı Olarak Gerçek Yüzey Alanının Bulunması Ve Evrimsel Yüzey Değişiminin Hesaplanması”
- **Mürüvvet Cin, Begüm Yılmaz, Yağmur Karan, Nurcan Aktürk, Cihan Adayan, Hasan Ali Dal (Ege Üniv.),** “Manyetik Aktivite Nedeniyle Güneş Işınımındaki Değişimin Yer İklimine Etkisi”
- **Seda Fıstıkçı, Seda Kazan, Ayşe Melike Denizelli, Hasan Ali Dal (Ege Üniv.),** “Güneş-Yer- Ay Dizgesinin Yer Kabuğu Hareketlerine Etkisi”
- **Bora Seyrek, İbrahim Berkin Yetkin, Ali Açıkgöz, Yahya Yıldırım (Ege Üniv.),** “Yer'in Dönme Süresini Etkileyen Nedenler”

12:00-14:00 Öğle Yemeği

X. Oturum

- **F. Korhan Yelkenci (Ankara Üniv.),** “Güneş Dışı Gezegen Sistemleri”
- **Zeynep Avcı, ASART Öğrencileri (Ankara Üniv., ASART),** “ASART Tanıtımı”
- **Nazlı Derya Dağtekin, Sibel Çalık, Nazlı Emanet, İbrahim Küçük (Erciyes Üniv.),** “Radyo Astronomi ve Erciyes Üniversitesi Radyo Astronomi Gözlemevi”
- **Nurdan Bağrıaçık (Özel Yüzyıl Işıl Okulları),** “Gözlemevlerinde Teknoloji ve Kubbe Otomasyon Projesi”
- **Aziz Koru, Aslı Pınar Tan , Halit Mirahmetoğlu (Space Generation Advisory Council),** “Uzay Nesli Danışma Konseyi”
- **Halit Mirahmetoğlu (Ege Üniv.),** “Avrupa Birliği Gençlik Programları ve Astronomi”

15:30-16:00 Çay Arası

XI. Oturum

- **Ayşegül Tansen, Mesut Önen (İstanbul Bilgi Üniv., İstanbul Kültür Üniv.),** “Uzayın Hukuki Statüsü”
- **Gaye Danışan (İstanbul Üniv.),** “Tarihöncesi Çağda Ateşten Bir Küre”
- **İlfan Bikmaev (KSU), Zeki Aslan (TUG,Akdeniz Üniv.),** ‘’RTT150’de Sönük ve Parlak Kaynakların TFOSC ve Coude Tayfölçümü’’

19:00-..... Tekne ile Boğaz Gezisi

31 Ağustos 2006 Perşembe

Önder Öztunalı Salonu ve Seminer Salonu II

XII. Oturum

- **Oktay Kahraman, Ali Eryılmaz, Sinan Kaan Yerli (ODTÜ),** "Eğitimde Astronominin Yeri: Geri Gelsin Mi Gelmesin Mi?"
- **Özgür Akarsu, Şafak Ural (Ege Üniv., İstanbul Üniv.),** "Kant'ın Newtoncu Kozmolojisi ve Modern Yıldız Oluşum Kuramının Temellerinin Atılması"
- **Yavuz Unat (Ankara Üniv.),** "Tarih Boyunca Türklerde Astronomi"
- **Yavuz Unat (Ankara Üniv.),** "On Sekizinci Yüzyılda Hindistan'da Türkler Tarafından Kurulan Bir Gözlemevi: Jantar Mantar"
- **Yavuz Unat (Ankara Üniv.),** "Hoca İshak Efendi'den Hoca Tahsin'e Çağdaş Astronominin Türkiye'ye Girişi"

10:00-10:30 Çay Arası

XIII. Oturum *AB 7. Çerçeve Programı Oturumu*

- **Aziz Koru, Hakan Karataş (TÜBİTAK),** "Avrupa Birliği 7. Çerçeve Programı ve Uzay"
- **AB 7. Çerçeve Programı Oturumu**

12:00-14:00 Öğle Yemeği

XIV. Oturum

- **Mevlana Başal, Tuncay Özışık, Tolga Güver, Z.Funda Bostancı (İstanbul Üniv.),** "TÜBİTAK - Ulusal Gözlemevi, Güneş Tepesi SDIMM Gözlemleri"
- **Mevlana Başal, M.Türker Özkan, Nurol A. Erdoğan, Z.Funda Bostancı, Adnan Ökten, Mehmet Kara (İstanbul Üniv.),** "29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulmasında Beyaz Işık Korononasının Polarizasyonu"
- **Z. Funda Bostancı, M.Türker Özkan, Nurol A.Erdoğan, Nilda Oklay, Asuman Gültekin, Adnan Ökten, Mevlana Başal, Mehmet Kara, (İstanbul Üniv.),** "29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulmasında Beyaz Işık Koronasının Yapısı ve Basıklığı"
- **Tuncay Özışık, Zeki Aslan, Zeynel Tunca, Kadir Uluç, Murat Parmaksızoğlu, İrek Khamitov, Tansel Ak, İlfan Bikmaev (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, İstanbul Üniv., Kazan Üniv.),** "TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması Çalışmaları"
- **Tansel Ak, Tuncay Özışık, Korhan Yelkenci, Can Buğra Girgin, Özgür Baştürk (İstanbul Üniversitesi, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Ankara Üniversitesi),** "TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde Gece Görüş Sistemi: TUG-DIMM"
- **Murat Parmaksızoğlu, Zeki Aslan, İlfan Bikmaev, Birol Gürol, Timur Şahin (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi,Ankara Üniv., Kazan Üniv.),** "TUG'da TFOSC ile Tayf Gözlemleri"

15:30-16:00 Çay Arası

XV. Oturum

- **Zeki Aslan, Zeynel Tunca, Tuncay Özışık (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi),** "TUG'un Bugünü: Teknik ve Gözlemsel Yapı"

- *TAD Oturumu*
  - **TAD Genel Kurulu Toplantısı**

- **Ethem Derman (Ankara Üniv.),** Sohbet Toplantısı: "Linux, İnternet ve Astronomi"

01 Eylül 2006 Cuma

PARALEL OTURUMLAR

Önder Öztunalı Salonu	Seminer Salonu II
XVI. Oturum	**XVI. Oturum**
• **Tolga Çolak, Zekeriya Müyesseroğlu, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak (Ankara Üniversitesi Gözlemevi),** "W Uma Türü EE Cet, XY Leo ve AQ Psc'ın Fotometrik Analizi"	• **Ziyad Matalgah, Halil Kırbıyık, Rikkat Civelek, Nilgün Kızıloğlu (ODTÜ),** "Delta-Scuti Yıldızlarının Çapsal Olmayan Salınımlarına Dönmenin İkinci Dereceden Etkileri"
• **Hakan Volkan Şenavcı, Tolga Çolak, Zekeriya Müyesseroğlu, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak (Ankara Üniversitesi Gözlemevi),** "TX Her ve HS Her Çift Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizi"	• **Kadri Yakut, C. Aerts (Ege Üniv., Leuven Üniv.),** "Fiziksel Parametreleri En İyi Bilinen Sıcak Çift Yıldız: CV Vel"
• **Mesut Yılmaz, Berahitdin Albayrak, Selim O. Selam (Ankara Üniversitesi Gözlemevi),** "SW Lac'in Uzun Dönemli Işık Değişimi"	• **Ebru Aktekin, Fatma Gök (Akdeniz Üniv.),** "1RXS J232954 ROSAT Kaynağının Uzun Ve Kısa Dönem Değışımlerının İncelenmesı"
• **Taner Tanrıverdi, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak (Ankara Üniversitesi Gözlemevi),** "TT Her Çift Sisteminin Dönem Değişimi"	• **Mustafa Helvacı, Cahit Yeşilyaprak, Bülent Güçsav, Emre Aydın, Deniz Çoker (Ankara Üniv., Akdeniz Üniv.),** "Bazı AGB Yıldızlarının Düşük Çözünürlüklü Kırmızı-Öte Tayflarının Modellemesi"
• **Mehmet Ertan Törün, Berahitdin Albayrak, Selim O. Selam (Ankara Üniveristesi Gözlemevi),** "V842 Her Çift Sisteminin Dönem Değişimi"	• **Tuncay Doğan, Mutlu Yıldız (Ege Üniv.),** "Biri Evrimleşmiş Yakın Çift Yıldızlar İle İlgili Kuramsal Bir Çalışma"
• **Mehmet Ertan Törün, A. Serkan Kahraman, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak (Ankara Üniveristesi Gözlemevi),** "GO Cyg Örten ÇİFt Sisteminin Dönem Değişimi"	
10:00-10:30 Çay Arası	10:00-10:30 Çay Arası
XVII. Oturum	**XVII. Oturum**
• **Aslı Elmaslı, Berahitdin Albayrak, Selim O. Selam (Ankara Üniv.),** "LS Del'in Işık Eğrisinin Çözümü""	• **İnci Akkaya, İbrahim Küçük (Erciyes Üniv.),** "Taurus Auriga Molekül Bulutu'ndaki T Tauri Yıldızlarının Kütle Fonksiyonları ve Yaş Tayini"
• **Orkun Özdarcan, Serdar Evren, Günay Taş, Esin Sipahi, Hasan Ali Dal (Ege Üniv.),** "Genç ve Hızlı Dönen Aktif Yıldız V889 Herculis'te Fotometrik Dönem Değişimi"	• **Nurten Filiz Ak, Zeki Eker, Osman Demircan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Aktif Kromosferli Çift Sistemlerin Izokron Yaşları"
• **Ayçin Aykutalp, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.),** "M67 Açık Yıldız Kümesinde Bulunan Bazı Çift Yıldız Sistemlerinin İlk Işık Eğrisi Analizleri"	• **Emre Işık, Manfred Schüssler, Sami K. Solanki, (Max Planck Institute for Solar System Research),** "Etkin Soğuk Yıldızlarda Manyetik Akının Yüzeysel Taşınımı Ve Yıldız Lekelerinin Ömürleri"
• **Selçuk Topal, Fehmi Ekmekçi (Ankara Üniv.),** "CC And ve V350 Peg' in 2005 Yılı Fotometrik Gözlemleri"	
• **Gökhan Gökay, Rahşan Kalcı, Yahya Demircan, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.),** "V566 Oph Örten Çift Yıldızının Işık Eğrisi Çözümü"	
• **Rahşan Kalcı, İ. Ethem Derman (Pleksus Bilişim Teknolojileri A.Ş, Ankara Üniv.),** "V502 Oph: 15 Yıllık Işık Eğrisi Çözümü ve Dönem Analizi"	
12:00-14:00 Öğle Yemeği	12:00-14:00 Öğle Yemeği

XVIII. Oturum

- **Ahmet Devlen (Ege Üniv.),** "W UMa Örten Çiftinin Çok Renk Çok Band Işık Eğrisi Analizi"
- **Belinda Kalomeni, Kadri Yakut, E. Rennan Pekünlü (İzmir Yüksek Teknoloji Enstitüsü),** "AM Her Sisteminin Optik Gözlemleri"
- **Varol Keskin (Ege Üniv.),** "ROTSE IIID ile Gözlenen Bazı Uzun Dönemli Çiftler"
- **Özgür Akarsu, Tuncay Doğan, Ahmet Dervişoğlu, Serdar Evren (Ege Üniv.),** "FG UMa'nın Üç Ayrı Yöntemle Işıkölçüm Çözümlemesi"
- **İbrahim Bulut, Caner Çiçek, Ahmet Erdem, Volkan Bakış, Osman Demircan, Ömer L. Değirmenci, (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv., Ege Üniv.),** "Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldız V744 Cas ' ın Yere Dayalı ilk Gözlemlerinin Fotometrik İncelenmesi"
- **İbrahim Bulut, Osman Demircan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Eksantrik Yörüngeli Çift Yıldızlar Katalogu"

15:30-16:00 Çay Arası

XIX. Oturum

- **Yahya Demircan, Gökhan Gökay, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.),** "HD65498 Örten Çift Yıldızının İlk Işık Eğrisi Çözümü"
- **Mustafa Helvacı, Cahit Yeşilyaprak, Deniz Çoker, Özgür Baştürk, Korhan Yelkenci (Ankara Üniv., Akdeniz Üniv.),** "BL Cam Yıldızının Işık Eğrisi Analizi"
- **Nalan Özbek, Birol Gürol (Ankara Üniv.),** "Gsc 2751-1007 Örten Değişen Çift Yıldız Sisteminin İlk Işık Eğrisi Analizi"

XVIII. Oturum

- **Mutlu Yıldız (Ege Üniv.**), "Sismik Olan Ve Olmayan Verilerin Işığında α Centauri A ve B İçin İç Yapı Modelleri: Konvektif Parametrenin Zamana Bağımlılığı"
- **Mutlu Yıldız (Ege Üniv.),** "Hyades Çift Yıldızlarının Bileşenleri İçin İç Yapı Modelleri: Konvektif Parametrenin Yıldız Kütlesine Bağımlılığı"
- **Şeyma Çalışkan, İbrahim Küçük (Erciyes Üniv.),** "Küçük Kütleli Yıldızlarda Termonükleer Reaksiyonlar, Enerjiler Ve Kompozisyon Değişimi"
- **Cahit Yeşilyaprak, Mustafa Helvacı, Özgür Baştürk (Akdeniz Üniv., Ankara Üniv.),** "Rotse İle SR Tipi Kırmızı Yıldızların Kısa Dönemli Değişimleri"
- **Cahit Yeşilyaprak, Timur Şahin (Akdeniz Üniv., Armagh Gözlemevi),** "SR Tipi Kırmızı Yıldızların Uzun Dönemli Gözlemleri Ve Periyot Analizleri"
- **Cahit Yeşilyaprak, Mustafa Helvacı, Ahmet İskender, Özgür Baştürk, Korhan Yelkenci, Emre Aydın, Bülent Güçsav (Akdeniz Üniv., Ankara Üniv., İnönü Üniv.),** "T40 İle Farklı Türden Değişen Yıldız Gözlemleri"

15:30-16:00 Çay Arası

XIX. Oturum

- **Aysun Böke, Gülay İnlek, Oktay Yılmaz, Edwin Budding (Balıkesir Üniv., Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.),** "Rosseland Absorpsiyon Katsayılarının Lagrange İnterpolasyon Yöntemiyle Farklı Sıcaklıklar İçin Hesaplanması"
- **Zeki Eker, Osman Demircan, Yüksel Karataş, Selçuk Bilir (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv., İstanbul Üniv.),** "Ayrık Aktif Çift Yıldızların Yörünge Evrimi ve W Uma Değen Sistemlerin Oluşumu"

KAPANIŞ

Önder Öztunalı Salonu ve Seminer Salonu II

XX. Oturum **Oturum Başkanı: Cemal AYDIN**

16:45-17:15 Kongrelerin Değerlendirilmesi, XVI. Kongrelerin düzenleneceği kurumun belirlenmesi. Kapanış.

XV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
POSTER BİLDİRİLER

1. **Tamer Akın (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Teleskop Kubbeleri Otomasyonu"

2. **Sinan Aliş, Şebnem Sezen (İstanbul Üniv.)**, "Tip Ia Süpernovaları ve Kozmoloji"

3. **Tamer Ataç, Atila Özgüç, Jan Rybak, Hülya Yeşilyaprak, Rıza Pektaş (Boğaziçi Üniv., Kandilli Rasathanesi)**, "23. Güneş Çevriminde Kısa Süreli Dönemli Değişimler"

4. **V. Bakış, H. Bakış, E. Budding, Osman Demircan (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Gould's Belt Ve Sco-Cen OB Oymağında Büyük Kütleli Yıldızların Salt Parametreleri"

5. **Neşever Baltacı (Ümraniye Anadolu İ.H.ve İ.H.Lisesi)**, "Galaksi Abell 1835 İle Karanlık Enerji"

6. **Neşever Baltacı (Ümraniye Anadolu İ.H.ve İ.H.Lisesi)**, "Saros Periyodu Ve Tutulmalar"

7. **Mevlana Başal, Z. Funda Bostancı, Hikmet Çakmak (İstanbul Üniv.)**, "İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Güneş Dönüşüm Prolesi: Gözlem ve Değerlendirme Sistemlerinin Yenilenmesi"

8. **E. Budding, Osman Demircan,V. Bakış, H. Bakış, (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Etkileşen Çift Yıldızların, Yakınlık Ve Tutulma Etkilerini Dikkate Alarak, Dikine Hız Eğrilerinin Modellenmesi"

9. **Hüseyin Çavuş (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Plazma, MHD : Güneş"

10. **Eyyüp Çekmecelioğlu, Aysun Akyüz, Eda Sonbaş, İlham Nasıroğlu (Çukurova Üniv)**, "Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma-Uygulama Merkezi (UZAYMER) Faaliyetleri"

11. **E. Nihal Ercan, Murat Hüdaverdi, Hideyo Kunieda (Nagoya Üniv., Boğaziçi Üniv.)**, "A194 Galaksi Kümesinin Yapısal Analizi"

12. **Işıl Erdeve (İstanbul Üniv.)**, "Süpernova Kalıntılarındaki Merkezi Yoğun Cisimlerin Yüksek Enerji Uydu Verilerinin Analizi"

13. **Gülhan Gülnaz, Birol Gürol, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.)**, "W UMa Türü Örten Çift Yıldız AH Cnc'nin Dönem Analizi"

14. **Murat Hüdaverdi, E.Nihal Ercan, Hideyo Kunıeda, Y. Tawara (Nagoya Üniv., Boğaziçi Üniv.)**, "Abell 1060 Galaksi Kümesi Xmm-Newton X-Işın Veri Analizi"

15. **Gülay İnlek, Aysun Böke, Oktay Yılmaz, Edwin Budding (Balıkesir Üniv., Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Çekim Kararmasının W Uma Türü Örten Çift Yıldızların Işık Eğrilerinin Üzerine Etkisi"

16. **Gülay İnlek, Aysun Böke, Oktay Yılmaz, Edwin Budding (Balıkesir Üniv., Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Kurucz Opaklık Tablolarının Chebyshev İnterpolasyon Metodu ile İncelenmesi"

17. **Hüseyin Kalkan, Gonca Özdemir (Ondokuz Mayıs Üniv.)**, "Temel Astronomideki Kavram Yanılgıları Ve Değişimleri"

18. **Baybars Külebi, Şölen Balman (ODTÜ, ESA)**, "Sıradışı X-Işını Pulsarları Ve Yumuşak Gama Yineleyicilerinin Geniş Bant Gürültü Analizi"

19. **İlham Nasıroğlu, Aysun Akyüz, Şölen Balman, Eda Sonbaş, Eyyüp Çekmecelioğlu (Çukurova Üniv.UZAYMER, ESA)**, "Nova Cyg 2006 ve RS Oph' un Işık Eğrileri Analizleri"

20. **Nilda Oklay (İstanbul Üniv.)**, "23. Güneş Çevriminin Çeşitli Aktivite İndekslerinde İncelenmesi"

21. **İbrahim Özavcı, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak (Ankara Üniversitesi Gözlemevi)**, "DN Boo ve FT UMa Çift Sistemlerinin Fotometrik Gözlemleri ve Işık Eğrisi Analizi"

22. **Orkun Özdarcan, Serdar Evren, Günay Taş (Ege Üniv.)**, "V1123 Tauri'nin 2003 ve 2005 Yılı Işık Eğrileri ve Işık Eğrisi Çözümleri"

23. **H. Tuğça Şener, İ. Ethem Derman (Ankara Üniv.)**, "Etkileşen Çift Yıldızların X-Işın Akıları İle Salt Parametreleri Arasındaki İlişki"

24. **Ebru Şengül, Özlem Kocahan, Mehmet Emin Özel (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)**, "Bazı Meteorit Adaylarının Kimyasal Yöntemlerle Sınıflandırılması"

25. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Eski Türklerde Kozmoloji"

26. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Osmanlı Öncesi Türk Astronomları"

27. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Türklerin Kurdukları Gözlemevleri"

28. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Osmanlılarda Astronomi ve Osmanlı Astronomları"

29. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Takiyüddin ve İstanbul Gözlemevi"

30. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Modern Astronominin Türkiye'ye Girişi ve Rasathane-i Amire"

31. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.)**, "Cumhuriyet Dönemi'nde Astronomi"

32. **Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, M.Fatih Engin (Ankara Üniv.),** "Cumhuriyet Dönemi Astronomları"

33. **İsmail Yusifov, İbrahim Küçük, Cemal Eyyübov, Mehmet Mete, Rafet Sabancı, Hikmet Parak (Erciyes Üniv., AES, PARAK)**, "Uydu Anteninden Radyo Teleskopa: ERT-5 Projesi Örneği"

34. **Ü. Kızıloğlu , N. Kızıloğlu, A. Baykal, S.K. Yerli, M. Özbey, (ODTÜ),** "Seçilmiş Be/X Yıldızlarının TFOSC ile Tayf Gözlem ve Analizleri"

IV. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ POSTER BİLDİRİLER

1. **Zeynep Avcı, ASART Öğrencileri (Ankara Üniv., ASART)**, "HV Aqr'nın Fotometrik Analizi"

2. **Barış Çolak, İhsan Anıl Gümüş, Mert Acar, Özcan Çalışkan, Serdar Evren (Ege Üniv.)**, "Amatör Astronomlar Yaz Okulunun 10 Yıllık Geçmişi"

3. **Gaye Danışan (İstanbul Üniv.)**, "Bir Varmış Bir Yokmuş"

4. **Tahir Ergençoğlu (Ege Üniv.)**, "V1647 Ori Ve X-Işın Parlamasının Sorumlularından Manyetik Yeniden Birleşme"

5. **Özgecan Önal, A. Talât Saygaç (İstanbul Üniv.)**, "Cassini-Huygens Misyonu"

6. **İmir Kalkancı, Selçuk Bilir, Funda Bostancı, Tolga Güver (İstanbul Üniv.)**, "İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü İnternet Sayfası Uygulaması"

7. **Funda Özge Şahin, Ayşe Şebnem Kaygusuz (Mersin Fen Lisesi)**, "Astronominin Fen Bilimlerindeki Yeri ve Önemi"

İÇİNDEKİLER

XV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ SÖZLÜ BİLDİRİLER

Beta Lyr Sisteminde, KORAL Programı Yardımı ile Diskli Bileşene Ait Yeni Çizgilerin Keşfi ***1***
Hasan Ak[1], Petr Harmanec[2], Pavel Chadima[2], Osman Demircan[3]
[1] Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri
[2] Astronomical Institute of the Charles University, V Holesovickach 2, CZ-180 00 Prague 8, Czech Republic
[3] Çanakkale Onsekiz Üniversitesi Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale

Aktif Kromosferli Çift Sistemlerin İzokron Yaşları ***13***
Nurten Filiz Ak, Zeki Eker, Osman Demircan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampusu, 17100, Çanakkale

İnce Disk Yıldızlarının Model Parametrelerinin Tayini ***29***
Serap Ak[1], Selçuk Bilir[1], Salih Karaali[1], Esma Yaz[1], Esat Hamzaoğlu[2]
[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[2]Beykent Üniversitesi, Mühendislik ve Mimarlık Fakültesi, Bilgisayar Mühendisliği Bölümü, 34500, Beykent, İstanbul

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin Robotik Görüş Gözlemi Düzeneği TUG-DIMM : Son Durumu ve İlk Gözlemler ***41***
T. Ak[1], T. Özışık[2], K. Yelkenci[3], C.B. Girgin[1], Ö. Baştürk[3]
[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
[3]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

Kant'ın Newtoncu Kozmolojisi ve Modern Yıldız Oluşum Kuramının Temellerinin Atılışı ***55***
Özgür Akarsu[1], Şafak Ural[2]
[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir
[2]İstanbul Üniversitesi, Edebiyat Fakültesi, Felsefe Bölümü, 34452 Beyazıt, Eminönü, İstanbul

Taurus Auriga Molekül Bulutu'ndaki T Tauri Yıldızlarının Kütle Fonksiyonları ve Yaş Tayini ***61***
İnci Akkaya, İbrahim Küçük
Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri

1RXS J232954 ROSAT Kaynağının Uzun ve Kısa Dönem Değişimlerinin İncelenmesi ***73***
Ebru Aktekin, Fatma Gök
Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik bölümü, 07058, Antalya

Yerel Grup Dışı Galaksilerde Hubble Uzay Teleskopu Verileri ile Nova Taraması ***81***
Sinan Aliş[1], A. Talat Saygaç[1], Massimo Della Valle[2]
[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[2]INAF, Observatorio Astrofisico di Arcetri, Firenze, Italy

Nötron Yıldızları Etrafında Kalıntı Diskler ***87***
M. Ali Alpar[1], Ünal Ertan[1], Hakan Erkut[1], Yavuz Ekşi[2], Şirin Çalışkan[1,3]
[1]Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, Fizik Bölümü, Tuzla, 34956, İstanbul
[2] İTÜ, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 34469, Maslak, İstanbul
[3]Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342 Bebek, İstanbul

TUG'un Bugünü: Teknik ve Gözlemsel Altyapımız ***89***
Zeki Aslan[1, 3], Zeynel Tunca[1, 2], Tuncay Özışık[1]
[1] TUBITAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
[2] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir
[3] Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya

M67 Açık Yıldız Kümesinde Bulunan Bazı Çift Yıldız Sistemlerinin İlk Işık Eğrisi Analizleri ***99***
Aycin Aykutalp, İ. Ethem Derman
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

Seçilmiş Kataklismik Değişkenlerin 2-20 Kev Aralığında Geniş Bant Aralığı Gürültü Analizi ***105***
Şölen Balman[1], Baybars Külebi[2], Elif Beklen[2]
[1] ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, Keplerlaan 1 P.O. Box 299 2200 AG Noordwijk ZH, The Netherlands
[2] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Güneş Tepesi S-DIMM Gözlemleri ***111***
Mevlana Başal[1], Tuncay Özışık[2], Z.Funda Bostancı[1], Tolga Güver[1]
[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi 07058, Antalya

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulmasında Beyaz Işık Koronası'nın Polarizasyonu ***119***
Mevlana Başal, M. Türker Özkan, Nurol Al Erdoğan, Z. Funda Bostancı Güver, Adnan Ökten, Mehmet Kara
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

TFOSC and Coude Spectroscopy of Faint and Bright Targets at RTT150 ..... ***129***
Ilfan Bikmaev[1, 2], Zeki Aslan[3, 4]
[1] *Kazan State University, Kazan, Russia*
[2] *Academy of Sciences of Tatarstan, Kazan, Russia*
[3] *TUBITAK National Observatory, Antalya, Turkey*
[4] *Akdeniz University, Antalya, Turkey*

Alan Cüce ve Dev Yıldızlarının Ayırımında Yeni Bir Yöntem ***141***
Selçuk Bilir, Salih Karaali, Tolga Güver, Yüksel Karataş, Serap Ak
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulmasında Beyaz Işık Koronasının Yapısı ve Basıklığı ***149***
Z. Funda Bostancı, M. Türker Özkan, Nurol Al Erdoğan, Nilda Oklay, Asuman Gültekin, Adnan Ökten, Mevlana Başal, Mehmet Kara
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

Rosseland Absorpsiyon Katsayılarının Lagrange İnterpolasyon Yöntemiyle Farklı Sıcaklıklar İçin Hesaplanması ***155***
Aysun Böke[1], Gülay İnlek[1], Oktay Yılmaz[2], Edwin Budding[2]
[1] *Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir*
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale*

Eksantrik Yörüngeli Çift Yıldızlar Katalogu ***157***
İbrahim Bulut, Osman Demircan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100 Çanakkale

Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldız V744 Cas'nın Yere-Dayalı İlk Gözlemlerinin Fotometrik Analizi ***161***
İbrahim Bulut[1], Caner Çiçek[1], Ahmet Erdem[1], Volkan Bakış[1], Osman Demircan[1], Ömer L. Değirmenci[2]
[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100 Çanakkale,*
[2] *Ege Üniversitesi Gözlemevi, Bornova, İzmir*

Küçük Kütleli Yıldızlarda Termonükleer Reaksiyonlar, Enerjiler ve Kompozisyon Değişimi ***169***
Şeyma Çalışkan, İbrahim Küçük
Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri

Güneşin Konvektif Bölgesine Ait Bazı Özel MHD Çözümler ***181***
Hüseyin Çavuş[1], Aysel İ. Karafistan[2]
[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yeni Yerleşke, 17100, Çanakkale*
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Su Ürünleri Fakültesi, Terzioğlu Yeni Yerleşke, 17100, Çanakkale*

Eksen Dönmesi Gösteren Hipparcos Örten Çift Sistemi V398 Lac'ın İlk Yer Tabanlı Gözlemlerinin Fotometrik Analizi ***187***
Caner Çiçek[1], Ömer L. Değirmenci[2], İbrahim Bulut[3], Osman Demircan[1], Ahmet Erdem[1], Volkan Bakış[1], Naci Erkan[1]
[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü ve Astrofizik Araştırma Merkezi , Terzioğlu Yerleşkesi, Çanakkale*
[2] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir*
[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Çanakkale Meslek Yüksek Okulu ve Astrofizik Araştırma Merkezi, Terzioğlu Yerleşkesi ,Çanakkale*

W UMa Türü XY Leo, EE Cet ve AQ Psc'in Fotometrik Analizi ***195***
Tolga Çolak, Zekeriya Müyesseroğlu, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837 Ahlatlıbel, Ankara

EV Lac'ın Flare ve Leke Aktivitesi ***211***
Hasan Ali Dal, Serdar Evren
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

HD65498 Örten Çift Yıldızının İlk Işık Eğrisi Çözümü ***225***
Yahya Demircan, Gökhan Gökay, Ethem Derman
Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri, 06100, Beşevler, Ankara

VV UMa'nın Orta ve Geniş Band Işık Eğrisi Analizi ***233***
Ahmet Devlen
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Yerel Akımların Neden Olduğu Manyetik Alan Gradyentinin Açısal Momentum Taşınımına Katkısı ***243***
Ebru Devlen, E.Rennan Pekünlü
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

FG UMa'nın Üç Ayrı Yöntemle Işıkölçüm Çözümlemesi ***259***
Tuncay Doğan, Özgür Akarsu, Ahmet Dervişoğlu, Serdar Evren
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Biri Evrimleşmiş Yakın Çift Yıldızlar İle İlgili Kuramsal Bir Çalışma ***267***
Tuncay Doğan, Mutlu Yıldız
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

RS CVn Türü Örten Çift Yıldızlar Katalogu ***275***
Derya Doğru, Ahmet Erdem, Osman Demircan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale

Bazı RS CVn Türü Çift Yıldızların Işıkölçümü ***293***
Serkan Doğru, Ahmet Erdem, Mehmet Tüysüz, Derya Doğru, Hicran Bakış, Faruk Soydugan, Esin Soydugan, Osman Demircan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale

Ayrık Aktif Yıldızların Yörünge Evrimleri ve W UMa Yıldızlarının Oluşumu ***301***
Zeki Eker[1], Osman Demircan[1], Selçuk Bilir[2], Yüksel Karataş[2]
[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul

Etkin Çift Sistem UX Ariatis'in IUE-Newsips Tayfları ***317***
Fehmi Ekmekçi
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

Süpernova Kalıntısı Diskler Üzerine Kısıtlamalar ***335***
K. Yavuz Ekşi[1], Aslıhan Ünsal[2]
[1] İstanbul Teknik Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Maslak, 34469, İstanbul
[2] Bilkent Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06800, Bilkent, Ankara

LS Del Çift Sisteminin Işık Eğrisi Analizi ***341***
Aslı Elmaslı, Berahitdin Albayrak, Selim O. Selam
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

ABELL 2255 Kümesi Galaksilerin Çok Band Araştırması ***349***
E. Nihal Ercan[1], Murat Hüdaverdi[1,2], Fatma Gök[3], Gülnur İkis Gün[4], Tolga Güver[5], Akihiro Furuzawa[2], Ebru Aktekin[3]
[1] Boğaziçi Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Bebek, 34342, İstanbul
[2] Nagoya University, Department of Particle and Astrophysical Science, Furocho, Chikusa, 464-8602, Japan
[3] Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Dumlupınar Bulvarı, 07058, Antalya
[4] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34119, İstanbul
[5] Çanakkale Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale

Anormal X-Işını Kaynaklarının Düzenli Fazlarında Optik ve Kızılötesi Işıma ***357***
Ünal Ertan[1], M. Hakan Erkut[1], K.Yavuz Ekşi[2], M. Ali Alpar[1], Şirin Çalışkan[1,3]
[1]Sabancı Üniversitesi, Orhanlı-Tuzla, 34956, İstanbul, Tel: 0216 483 9614, Faks: 0216 483 9550
[2] İTÜ, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 34469, Maslak, İstanbul
[3]Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342 Bebek, İstanbul

Tekrarlayan Nova IM Nor'un Tayf Gözlemleri ***359***
Hasan H. Esenoğlu[1,2], Alon Retter[3], Ayman S. Kordi[2]
[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34119, İstanbul
[2] King Saud University, College of Science, Department of Physics and Astronomy, Riyadh
[3] Pennsylvania State University, Department of Astronomy and Astrophysics, USA

ROTSE-III ile Gama Işını Patlamalarının Erken Evre Gözlemleri ***365***
Ersin Göğüş[1], Ümit Kızıloğlu[2], Tolga Güver[3], Mehmet Emin Özel[4], Carl Akerlof[5] ve Ark.
[1]Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, Fizik Bölümü, Tuzla, 34956, İstanbul, ersing@sabanciuniv.edu
[2] ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara
[3] İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[4]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale
[5] Michigan Üniversitesi, Randall Laboratory of Physics, 500 East University, Ann Arbor, MI, USA.

Yumuşak Gama Tekrarlayıcılarının X–Işını Özellikleri ***367***
Ersin Göğüş[1], Peter M. Woods, Chryssa Kouveliotou, Mark H. Finger, Colleen A. Wilson
[1] Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, Fizik Bölümü, Tuzla, 34956, İstanbul,

V566 Oph Örten Çift Yıldızının Işık Eğrisi Çözümü ***369***
Gökhan Gökay, Rahşan Kalcı, Yahya Demircan, Ethem Derman
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

WZ Sge Sisteminin X-Işın Tayf Analizi ***377***
Gülnur İkis Gün
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampusü, 17100, Çanakkale

Rezonant Siklotron Saçılmanın Magnetarların Yüzey Işınımları Üzerine Etkileri ***385***
Tolga Güver[1,2], Feryal Özel[2], Maxim Lyutikov[3]
[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul
[2] Arizona Üniversitesi, Fizik Bölümü, 1118 E. 4th St., Tucson, AZ, 85721
[3] British Columbia Üniversitesi, Fizik ve Astronomi Bölümü, 6224 Agricultural Road, Vancouver, BC, V6T 1Z1, Kanada

BL Cam Yıldızının Işık Eğrisi Analizi ***391***
Mustafa Helvacı[1], Cahit Yeşilyaprak[2], Deniz Çoker[1], Özgür Baştürk[1], F. Korhan Yelkenci[1]
[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, Ankara
[2]Akdeniz Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Bölümü, 07058 Antalya,

Bazı AGB Yıldızlarının Düşük Çözünürlüklü Kırmızı-Öte Tayflarının Modellemesi ***393***
Mustafa Helvacı[1], Cahit Yeşilyaprak[2], Bülent Güçsav[1], Emre Aydın[1] , Deniz Çoker[1]
[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, Ankara
[2]Akdeniz Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Bölümü, 07058 Antalya

Yakın Galaksi Kümelerindeki X-Işın Kaynakların Doğası ***395***
Murat Hudaverdi[1,2], Hideyo Kunieda[1], E. Nihal Ercan[2]
[1] Nagoya University, Department of Particle and Astrophysical Science, Furocho, Chikusa, 464-8602, Japan
[2] Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek, 34342, İstanbul

Etkin Soğuk Yıldızlarda Manyetik Akının Yüzeysel Taşınımı ve Yıldız Lekelerinin Ömürleri ***405***
Emre Işık
Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max-Planck-Str. 2, 37191, Katlenburg-Lindau, Almanya

T40 ile Farklı Türden Değişen Yıldız Gözlemleri ***415***
Ahmet İskender[1], Emre Aydın[2], Barbaros Evin[2], Özgür Baştürk[2], Korhan Yelkenci[2], Bülent Güçsav[2], Cahit Yeşilyaprak[3], Mustafa Helvacı[2]
[1] İnönü Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 44069, Yerleşke, Malatya
[2] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara
[3] Akdeniz Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya

Asteroidlerin Fotometrik Gözlemlerinden Belirlenebilen Bulgular ve Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde Bazı Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri ***421***
Afşar Kabaş
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü (Yeni Yerleşke), 17100 Çanakkale

SN2004dj Süpernovası Gözlemleri ***429***
Yasemin Kaçar, Volkan Bakış, Mehmet Emin Özel
Çanakkale Onsekiz Mart Üniveristesi Ulupınar Gözlemevi – Çanakkale

Eğitimde Astronominin Yeri: Geri Gelsin mi Gelmesin mi? ***443***
Oktay Kahraman[1], Ali Eryılmaz[1], Sinan Kaan Yerli[2]
[1] ODTÜ, Ortaöğretim Fen ve Matematik Alanları Eğitimi, 06531, Ankara
[2] ODTÜ, Fizik Bölümü, 06531, Ankara

V502 Oph: 15 Işık Eğrisi Çözümü ve Dönem Analizi ***449***
Rahşan Kalcı[1], İ. Ethem Derman[2]
[1]Pleksus Bilişim Teknolojileri A.Ş, Avni Dilligil Sok. Çelik iş merkezi A blok No:11 Mecidiyeköy, İstanbul
[2]Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara

Karadelik Sistemlerinin Çok Bantlı Gözlemleri ***459***
Emrah Kalemci
Sabancı Üniversitesi, Orhanlı-Tuzla, 34956, İstanbul

AM Her Sisteminin Optik Gözlemleri ***469***
Belinda Kalomeni[1], Kadri Yakut[2,3], E. Rennan Pekünlü[3]
[1] İzmir Yüksek Teknoloji Enstitüsü, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Gülbahçe Kampüs, 35430, Urla, İzmir
[2] Institute of Astronomy, Catholic University of Leuven, Celestijnenlaan 200 B, 3001 Leuven, Belgium
[3] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kampüs, 35100, Bornova, İzmir

Fotometrik Sistemlerin Kalibrasyonu ***473***
Yüksel Karataş[1], William. J. Schuster[2]
[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul
[2] Observatorio Astronomico Nacional (UNAM), Ensenada, B.C., Mexico

ROTSEIIID ile Gözlenen Bazı Uzun Dönemli Çiftler ***493***
Varol Keskin
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Güneş Yarıçapındaki Kısa ve Uzun Dönemli Değişimler ***509***
Hüseyin Kılıç, Orhan Gölbaşı, Volkan Özkan, A.Yadigar Yüceer
Akdeniz Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya

Türkiye'nin Meteorit Çarpma Kraterleri Envanteri Çalışmaları ***517***
Özlem Kocahan[1], Ebru Şengül[2], Mehmet Emin Özel[1]
[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Jeofizik Mühendisliği Bölümü, 17100, Çanakkale

Delta-Scuti Yıldızlarının Çapsal Olmayan Salınımlarına Dönmenin İkinci Dereceden Etkileri ***527***
Ziyad Matalgah, Halil Kırbıyık, Rikkat Civelek, Nilgün Kızıloğlu
ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara

Etkileşen Çift Yıldızlarda Yüzey Çekim İvmesi ***529***
Zekeriya Müyesseroğlu
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

Süpernovalarla İlişkili Gama Işın Patlamalarının Optik ve Gama Işın Özellikleri Arasındaki Korelasyon ***535***
Özgecan Önal[1], A. Talât Saygaç[1], Massimo Della Valle[2]
[1]İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[2]Padova Üniversitesi, Astrofizik Enstitüsü, Padova, İtalya.

GSC 2751-1007 Örten Değişen Çift Yıldız Sisteminin İlk Işık Eğrisi Analizi ***553***
Nalan Özbek, Birol Gürol
Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara

Genç ve Hızlı Dönen Aktif Yıldız V889 Herculis'te Fotometrik Dönem Değişimi ***563***
Orkun Özdarcan, Serdar Evren, Günay Taş, Esin Sipahi, ve Hasan Ali Dal
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması Çalışmaları ***573***
T. Özışık[1], Z. Aslan[1], Z. Tunca[1], K. Uluç[1], M. Parmaksızoğlu[1], I. Khamitov[1], T. Ak[2], I. Bikmaev[3]
[1] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[3] Kazan Devlet Üniversitesi ve Tataristan Bilimler Akademisi

Değen Çift Yıldız V829 Hercules'in Standart BVR Işıkölçümü ve Salt Öğeleri ***581***
Burcu Özkardeş, Ahmet Erdem
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale

TUG'da TFOSC ile Tayf Gözlemleri ***595***
Murat Parmaksızoğlu[1], Zeki Aslan[1,2], İlfan Bikmaev[3], Birol Gürol[4]
[1] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
[2] Akdeniz Üniversitesi, Fen - Edebiyat. Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya
[3] Kazan Devlet Üniversitesi ve Tataristan Bilimsel Akademisi
[4] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

W UMa Türü Yıldızlarda Kütle Oranı Fonksiyonu ***605***
Elif Pekeroğlu, İ. Ethem Derman
Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara

Göklerin Yere Dokunduğu Zaman : Atmosfer Olaylarında Kozmik Etkiler ***613***
Gül Sevin Pekmezci1, Atila Özgüç2
1 Boğaziçi Üniversitesi, Çevre Bilimleri Enstitüsü & Kandilli Rasathanesi D.A.E. İstanbul
2 Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi ve D.A.E., İstanbul

Güneştacı Plazmasında Manyetik Alana Dik Yönde Isı İletkenliği ***621***
E. R. Pekünlü[1], Ebru Devlen[1], Belinda Kalomeni[2], Kadri Yakut[1], M. Mustafa Keskin[1]
[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir
[2] İYTE, Gülbahçeköyü, Urla, İzmir

Çıkarım (Inference) Yöntemi Kullanılarak W UMa Yıldızlarının Salt Parametrelerinin Bulunması ***635***
Tenay Saguner , Ethem Derman
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

Eksen Dönmesi Gösteren Sistemler Üzerine İstatistiksel İnceleme ***647***
Uğurcan Sağır, Birol Gürol
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

W UMa Türü Çift Sistemlerde O'connell Etkisi ***663***
Gonca Salman[1], Zekeriya Müyesseroğlu[1]
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatıbel, Ankara

VW Hydri: En İyi Çalışılmış Cüce Novaya Genel Bir Bakış ***673***
A.Talât Saygaç
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

Fotometrik Kırmızıya Kayma Yöntemi ve Uygulamaları ***689***
Şebnem Sezen, Füsun Limboz, Sinan Aliş
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

Süper Kütleli Karadelikler Etrafında Eğrilikli Diskler ***699***
Ayşe Ulubay-Sıddıki[1], Ortwin Gerhard[1], Magda Arnaboldi[2]
[1] Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Giessenbachstr., D-85748, Garching/ Münih, Almanya
[2] ESO, Karl Schwarzschildstr. 1, D-85748, Garching /Münih, Almanya

Sıcak Altcüce Bileşenli Kromosferik Aktif Yıldız: V1379 Aquilae ***709***
Esin Sipahi, Serdar Evren
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

NGC3184 ve NGC2903 Galaksilerinde Süpernova Kalıntılarının Araştırılması ***717***
Eda Sonbaş[1], Aysun Akyüz[1], Şölen Balman[2], Eyyup Çekmecelioğlu[1], Hasan Esenoğlu[3], Yakup Pekon[4]
[1] Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Adana
[2] ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, The Netherlands
[3] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul
[4] ODTU, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ankara

Örten Çift Sistemlerdeki δ Scuti Türü Zonklamalara İki Örnek: AB Cas ve RZ Cas ***727***
Esin Soydugan[1,2], Faruk Soydugan[1,2]
[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Çanakkale

Algollerde Kütle Aktarımının Belirteçleri: S Equ ve KO Aql'nın Tayf Analizi ***747***
Faruk Soydugan[1,2], Esin Soydugan[1,2]
[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Çanakkale

TX Her ve HS Her Çift Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizi ***767***
Hakan Volkan Şenavcı, Tolga Çolak, Zekeriya Müyesseroğlu, Selim Osman Selam, Berahitdin Albayrak
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

TT Her Çift Sisteminin Dönem Değişimi ***779***
Taner Tanrıverdi, Selim O. Selam, Berahitdin Albayrak
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

Merkür-Mangan Yıldızları 53 Tau, β Tau, γ Crv ve υ Her 'in Tayfsal Bolluk Analizi ***785***
Ayşegül F. Teker[1], Hülya Çalışkan[2], Saul J. Adelman[3,4], A.F. Gulliver[4,5]
[1] İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ataköy Kampüsü, 34156, Bakırköy, İstanbul
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul
[3] The Citadel, Fizik Bölümü, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 20409, USA
[4] Dominion Astrofizik Gözlemevi, Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of Canada, 5071 W. Saanich Road, Victoria V8X 4M6 Canada
[5] Brandon Üniversitesi, Fizik Bölümü, Brandon, MB R7A 6A9 Canada

Parçalı Tutulma Gösteren Sistemlerde Kütle Oranı Taraması Sonuç Veriyor Mu? ***795***
Z. Terzioğlu, G. Gökay, İ. E. Derman
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

CC And ve V350 Peg'in 2005 Yılı Fotometrik Gözlemleri ***805***
Selçuk Topal, Fehmi Ekmekçi
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

V842 Her Çift Sisteminin Dönem Değişimi ***819***
M. Ertan Törün, Berahitdin Albayrak, Selim O. Selam
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, İncek Bulvarı 06837, Ahlatlıbel, Ankara

GO Cyg Örten Çift Sisteminin Dönem Değişimi ***827***
M.E. Törün, A.S. Kahraman, S.O. Selam, B. Albayrak
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Billimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

Aktif Kromosferli Çift Yıldızlar (CAB) Katalogunun Güncellenmesi ***835***
M. Tüysüz, Z. Eker, N. Ak, D. Doğru, E. Soydugan, H. Bakış, B. Uğraş, F. Soydugan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100, Çanakkale

TUG' da Yapılan Seçilmiş Küçük Gezegen Gözlemleri ***843***
Kadir Uluç, Zeki Aslan, Zeynel Tunca, Tuncay Özışık, Murat Parmaksızoğlu, Irek Khamitov
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya

Tarih Boyunca Türklerde Astronomi ***847***
Yavuz Unat
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Sıhhiye, Ankara

On Sekizinci Yüzyılda Hindistan'da Türkler Tarafından Kurulan Bir Gözlemevi: Jantar Mantar ***863***
Yavuz Unat
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Sıhhiye, Ankara

Hoca İshak'tan Hoca Tahsin'e Çağdaş Astronominin Türkiye'ye Girişi ***871***
Yavuz Unat
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Sıhhiye, Ankara

Kataklismik Değişen Yıldızlarda Soğuk Kütle Aktarım Diskleri 887
Uğur Ural[1], Ulf Torkelsson[2]
[1] *Chalmers Technical University. Radyo ve Uzay Bilimleri Bölümü, Göteborg İsveç*
[2] *University of Leicester, Fizik ve Astronomi Bölümü, Leicester, İngiltere, uu2@astro.le.ac.uk*
Department of Physics, Göteborg University, 412 96 Gothenburg, Sweden

Erken Tür Ayrık Sistem CV Vel Örten Çift Sisteminin Tayfsal Gözlemleri 893
K. Yakut [1,2], C. Aerts [2,3]
[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kampüs, 35100, Bornova, İzmir*
[2] *Institute of Astronomy, Catholic University of Leuven, Celestijnenlaan 200 B, 3001 Leuven, Belgium*
[3] *Department of Astrophysics, University of Nijmegen, PO Box 9010, 6500 GL Nijmegen, the Netherlands*

ROTSE ile SR Tipi Kırmızı Yıldızların Kısa Dönemli Değişimleri 899
Cahit Yeşilyaprak[1], Özgür Baştürk[2], Mustafa Helvacı[2]
[1] *Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya*
[2] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara*

SR Tipi Kırmızı Yıldızların Uzun Dönemli Gözlemleri ve Periyot Analizleri 905
Cahit Yeşilyaprak[1], Timur Şahin[2], Ahmet İskender[3]
[1] *Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya*
[2] *Armagh Observatory, College Hill, Armagh BT61 9DG, Northern Ireland*
[3] *İnönü Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü,Yerleşke, Malatya*

Hyades Yıldızları için İç Yapı Modelleri: Konvektif Parametrenin Yıldız Kütlesine Bağımlılığı 915
Mutlu Yıldız
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova,İzmir

Sismik Olan ve Olmayan Verilerin Işığında α Centauri A ve B için İç Yapı Modelleri: Konvektif Parametrenin Zamana Bağımlılığı 923
Mutlu Yıldız
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

SW Lac'ın Uzun Dönemli Işık Değişimi 931
Mesut Yılmaz, Berahitdin Albayrak, Selim O. Selam
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

Uydu Anteninden Radyo Teleskopa: ERT-5 Radyo Teleskopunun Teknik Özellikleri 939
İsmail Yusifov[1,2], İbrahim Küçük[1], Cemal Eyyübov[3], Mehmet Mete[4], Rafet Sabancı[5], Hikmet Parak[6], Akif Yusifov[7,8]
[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri*
[2] *Azerbaycan Bilimler Akademisi, Fizik Enstitüsü, Bakü 370143, Azerbaycan*
[3] *Erciyes Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, İnşaat Mühendisliği Bölümü, 38039, Kayseri*
[4] *Anadolu Elektronik Sanay (AES) Şirketi, Kayseri, Türkiye*
[5] *Elektrosan Sanayi Ticaret Ltd. Şti., İstasyon Caddesi No: 34, 38010, Kayseri*
[6] *PARAK Teknik Makina Otomotiv San. ve Tic. Ltd. Şti, Yeni Sanayi 33, Sok. No: 35-37, Kayseri*
[7] *Bakü Devlet Üniversitesi, Uygulamali Matematik Bölümü, Zahid Halilov sk. 23, Bakü, Azerbaycan.*
[8] *Halliburton International Inc. Registered in Azerbaijan No. 64. Tbilisi Ave. 5, Block 1003, Baku, AZ1065, Azerbaijan*

η Lep, HR 6455 ve δ Aqr Yıldızlarının Tayfsal Analizleri: İlk Sonuçlar 947
Kutluay Yüce
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

XV. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ POSTER BİLDİRİLER

Teleskop Kubbeleri Otomasyonu 955
Tamer Akın
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen- Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampusu, 17100, Çanakkale

Tip Ia Süpernovaları ve Kozmoloji 957
Sinan Aliş, Şebnem Sezen
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

23. Güneş Çevriminde Kısa Süren Dönemli Değişimler 959
Tamer Ataç[1], Atila Özgüç[1], Jan Rybak[2], Hülya Yeşilyaprak[1], Rıza Pektaş[1]
[1] *Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü, Çengelköy, 34684, İstanbul*
[2] *Astronomical Institute, Slovak Academy of Sciences,05960 Tatranska Lomnica, Slovak Republic*

GOULD's BELT ve SCO-CEN OB Oymağında Büyük Kütleli Yıldızların Salt Parametreleri 961
V. Bakış, H. Bakış, E. Budding, O. Demircan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioglu Yerleşkesi, 17100, Çanakkale

Galaksi ABELL 1835 ile Karanlık Enerji 963
Neşever Baltacı
Ümraniye Anadolu İ.H. ve İ.H.Lisesi, Ümraniye, İstanbul

Saros Periyodu ve Tutulmalar **…… 965**
Neşever Baltacı
Ümraniye Anadolu İ.H.ve İ.H.Lisesi, Ümraniye, İstanbul

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Güneş Dönüşüm Projesi (GÜNDÖN): Gözlem ve Değerlendirme Sistemlerinin Yenilenmesi, Arşivin Sayısallaştırılması **…… 967**
Mevlana Başal[1], Hikmet Çakmak[2], Z. Funda Bostancı[1]
[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul
[2] hikmetcak@hotmail.com

Etkileşen Çift Yıldızların Yakınlık ve Tutulma Etkilerini Dikkate Alarak Dikine Hız Eğrilerinin Modellenmesi **…… 969**
E. Budding, O. Demircan , V. Bakış, H. Bakış
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Çanakkale

Plazma, MHD: Güneş **…… 971**
Hüseyin Çavuş
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yeni Yerleşke, 17100, Çanakkale

Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER) Faaliyetleri **..... 973**
Eyyüp Çekmecelioğlu, Aysun Akyüz, Eda Sonbaş, İlham Nasıroğlu
Çukurova Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Adana

A194 Galaksi Kümesinin Yapısal Analizi **…… 975**
E. Nihal Ercan[1], Murat Hüdaverdi[1,2], Hideyo Kunieda[2]
[1] Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek 34342 Istanbul
[2] Nagoya University, Department of Physics, Japan

Süpernova Kalıntılarındaki Merkezi Yoğun Cisimlerin Yüksek Enerji Uydu Verilerinin Analizi **…… 977**
Işıl Erdeve
İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, İstanbul

W UMa Türü Örten Çift Yıldız AH Cnc'nin Dönem Analizi **…… 979**
Gülhan Gülnaz, Birol Gürol, Ethem Derman
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara

ABELL 1060 Galaksi Kümesi XMM-NEWTON X-Işın Veri Analizi **…… 981**
Murat Hüdaverdi[1,2], E.Nihal Ercan[2], Hideyo Kunieda[1], Y. Tawara[3]
[1] Nagoya University, Department of Physics, Japan
[2] Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek 34342 İstanbul
[3] Nagoya University, ECOTOPIA Institute, Japan

Çekim Kararmasının W UMa Türü Örten Çift Yıldızların Işık Eğrilerinin Üzerine Etkisi **…… 983**
Gülay İnlek[1], Aysun Böke[1], Oktay Yılmaz[2], Edwin Budding[2]
[1] Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale,

Kurucz Opaklık Tablolarının Chebyshev İnterpolasyon Metodu ile İncelenmesi **…… 985**
Gülay İnlek[1], Aysun Böke[1], Oktay Yılmaz[2], Edwin Budding[2]
[1] Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale

Temel Astronomideki Kavram Yanılgıları ve Değişimleri **…… 987**
Hüseyin Kalkan[1], Gonca Özdemir[2]
[1] Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, Samsun
[2] Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Samsun

Seçilmiş Be/X Yıldızlarının TFOSC ile Tayf Gözlem ve Analizleri **……989**
Ü. Kızıloğlu, N. Kızıloğlu, A. Baykal, S.K. Yerli, M. Özbey
[1] Ortadoğu Teknik Üniversitesi ,Fizik Bölümü, Ankara

Sıradışı X-Işını Pulsarları ve Yumuşak Gama Yineleyicilerinin Geniş Bant Gürültü Analizi **…… 991**
Baybars Külebi[1], Şölen Balman[2]
[1] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara, Türkiye
[2]ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, Keplerlaan 1 P.O. Box 299 2200 AG Noordwijk ZH The Netherlands

Nova Cyg 2006 ve RS Oph'in Işık Eğrileri Analizleri **…… 993**
İlham Nasıroğlu[1], Aysun Akyüz[1], Şölen Balman[2], Eyyüp Çekmecelioğlu[1], Eda Sonbaş[1]
[1] Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü 01330, Adana
[2] ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, The Netherlands

23. Güneş Çevriminin Çeşitli Aktivite İndekslerinde İncelenmesi **…… 995**
Nilda Oklay
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

DN Boo ve FT UMa Çift Sistemlerinin Fotometrik Gözlemleri ve Işık Eğrisi Analizi ……..…… 997
İbrahim Özavcı, Selim O. Selam, Berahatdin Albayrak
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

V1123 Tauri'nin 2003 ve 2005 Yılı Işık Eğrileri ve Işık Eğrisi Çözümleri ……..…..…… 999
Orkun Özdarcan, Serdar Evren, Günay Taş
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Etkileşen Çift Yıldızların X-Işın Akıları ile Salt Parametreleri Arasındaki İlişki ……..... 1001
H. Tuğça Şener, İ.Ethem Derman
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara

Bazı Meteorit Adaylarının Kimyasal Yöntemlerle Sınıflandırılması ……..…..…… 1003
Ebru Şengül[1], Özlem Kocahan[2], Mehmet Emin Özel[2]
[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Mühendislik Mimarlık Fakültesi, Jeofizik Mühendisliği Bölümü, 17020, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17020, Çanakkale

Eski Türklerde Kozmoloji…….....1005
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Osmanlı Öncesi Türk Astronomları ……..…… 1007
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Türklerin Kurdukları Gözlemevleri ……..…….. 1009
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Osmanlılarda Astronomi ve Osmanlı Astronomları ……..…… 1011
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Takîyüddîn ve İstanbul Gözlemevi ……..……1013
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Modern Astronominin Türkiye'ye Girişi ve Rasadhâne-i Âmire ……..…… 1015
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Cumhuriyet Dönemi'nde Astronomi ……..…… 1017
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Cumhuriyet Dönemi
Astronomları……..…… 1019
Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğulları, Mehmet Fatih Engin
Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara

Uydu Anteninden Radyo Teleskopa: ERT-5 Projesi Örneği ……..…… 1021
İsmail Yusifov[1,2], İbrahim Küçük[1], Cemal Eyyübov[3], Mehmet Mete[4], Rafet Sabancı[5], Hikmet Parak[6]
[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri
[2] Azerbaycan Bilimler Akademisi, Fizik Enstitüsü, Bakü 370143, Azerbaycan
[3] Erciyes Üniversitesi, İnşaat Mühendisliği Bölümü, 38039, Kayseri
[4] Anadolu Elektronik Sanayi (AES) Şirketi, Kayseri
[5] Elektrosan Sanayi Ticaret Ltd. Şti., İstasyon Caddesi No: 34, 38010, Kayseri
[6] PARAK Teknik Makina Otomotiv San. ve Tic. Ltd. Şti, Yeni Sanayi 33, Sok. No: 35-37, Kayseri

IV. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ SÖZLÜ BİLDİRİLER

Gözlemevlerinde Teknoloji ve Kubbe Otomasyon Projesi ……..…..…… 1023
Nurdan Bağrıaçık
Yüzyıl Işıl Okulları, Yüzyıl Işıl Okulları YIEV Nahum Gözlemevi, Valide Sultan Caddesi Alay Yolu Yüzyıl Işıl sokak No:2 Bahçeköy/Sarıyer, İstanbul

Açık Kümelerdeki Örten Çift Yıldızların Özelliklerinden Yıldız Evrimine İlişkin Çıkarımlar ……..…… 1029
Eren Ozan Canpolat, İhsan Dündar, Mutlu Yıldız
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Manyetik Aktivite Nedeniyle Güneş Işınımındaki Değişimin Yer İklimine Etkisi ……..…… 1041
Mürüvvet Cin, Begüm Yılmaz, Yağmur Karan, Nurcan Aktürk, Cihan Adayan, Hasan Ali Dal
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Radyo Astronomi ve Erciyes Üniversitesi Radyo Astronomi Gözlemevi ***1049***
Nazlı Derya Dağtekin[1], Sibel Çalık[1], Nazlı Emanet[1], İbrahim Küçük[1]
[1]Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri

Tarih Öncesi Çağda Ateşten Bir Küre ***1051***
Gaye Danışan
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, Üniversite, İstanbul

Ankara Üniversitesi Astronomi Araştırma Topluluğu, ASART ***1067***
Utku Demirhan, Sami Aras
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara

VZ Piscium Değmeye Yakın Bir Çift Yıldız mı? ***1071***
Barış Dinçbaş, Pınar Akbulut
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35100 Bornova, İzmir

Kromosferik Aktif Tek Dev V390 Aur ve Flare Araştırması ***1079***
Tahir Ergençoğlu, Serdar Evren
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Güneş-Yer-Ay Dizgesinin Yer Kabuğu Hareketine Etkisi ***1089***
Seda Fıstıkçı, Seda Kazan, Ayşe Melike Denizelli, Hasan Ali Dal
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Astrofiziksel Dinamo Problemi ***1101***
Özgür Gültekin
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 34119, Üniversite, İstanbul

Bazı Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri ***1107***
Can Güngör, Serdar Evren
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü , 35100, Bornova, İzmir

Mavi Aykırı Yıldızlar ***1115***
Evrim Kıran, Funda Kıvanç
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Uzay Nesli Danışma Konseyi ***1123***
Aziz Koru[1], Aslı Pınar Tan[2], Halit Mirahmetoğlu[2]
[1] Space Generation Advisory Council (SGAC) in support of the United Nations Programme on Space Applications, National Points of Contact for Turkey
[2] Space Generation Advisory Council (SGAC) in support of the United Nations Programme on Space Applications, Middle East Regional Co-ordinator

En Soğuk Yıldızlar ***1125***
Oğuzhan Köse, Tuğba Karalar, Aysun Şule Can, Ömür Gülmen
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Avrupa Birliği Gençlik Programları ve Astronomi ***1141***
Halit Mirahmetoğlu
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir

Yer'in Dönme Süresini Etkileyen Nedenler ***1143***
Bora Seyrek, İ.Berkin Yetkin, Ali Açıkgöz, Yahya Yıldırım
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması ***1149***
Tuğba Nur Sönmez[1,2], Havva Harmanlio[1,2], İbrahim Küçük[1]
[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri
[2] Erciyes Üniversitesi Astronomi Kulübü, Kayseri

Uzayın Hukuki Statüsü ***1151***
Ayşegül Tansen[1], Mesut Önen[2]
[1] İstanbul Bilgi Üniversitesi, Hukuk Fakültesi, İstanbul
[2] İstanbul Kültür Üniversitesi, Hukuk Fakültesi, İstanbul

Bir Güneş Lekesi'nin Görünen Yüzey Alanı ve Konumuna Bağlı Olarak Gerçek Yüzey Alanının Bulunması ve Evrimsel Yüzey Değişiminin Hesaplanması ***1153***
Serkan Terleç[1], Serkan Soysal[1], Volkan Soysal[1], Müge Genç[1], Sinan Aliş[1,2], A. Talât Saygaç[2]
[1] Eyüboğlu Eğitim Kurumları-Eyüboğlu İkiz Gözlemevi, Namık Kemal Mah., Dr. Rüstem Eyüboğlu Sok., 34762, Ümraniye, İstanbul
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, Beyazıt, İstanbul

Güneş Sistemi Dışı Gezegen Sistemleri ***1167***
F. Korhan Yelkenci
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul

IV. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ POSTER BİLDİRİLER

Bir Varmış Bir Yokmuş ***1171***
Gaye Danışan
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34119, Üniversite, İstanbul

Cassini - Huygens Misyonu ***1173***
Özgecan Önal, A. Talât Saygaç
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, İstanbul

HV Aqr'nın Fotometrik Analizi ***1175***
Zeynep Avcı[1], ASART Öğrencileri[2]
[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara
[2]Ankara Üniversitesi, ASART (Astronomi Araştırma Topluluğu), 06100, Tandoğan, Ankara

Amatör Astronomlar Yaz Okulu'nun 10 Yıllık Geçmişi ***1177***
Barış Çolak, İhsan Anıl Gümüş, Mert Acar, Özcan Çalışkan, Serdar Evren
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

V1647 Ori ve X-Işın Parlamasının Sorumlularından Manyetik Yeniden Birleşme ***1179***
Tahir Ergençoğlu
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Internet Sayfası Uygulaması ***1181***
İmir Kalkancı, Selçuk Bilir, Funda Bostancı, Tolga Güver
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119,Üniversite, İstanbul

Astronominin Fen Bilimlerindeki Yeri ve Önemi ***1183***
Funda Özge Şahin, Ayşe Şebnem Kaygusuz
Mersin Fen Lisesi, Gündoğdu Mah. Çiftçiler Cad. 57103 Sok. No:7, Mersin

BETA LYR SİSTEMİNDE, KOREL PROGRAMI YARDIMI İLE DİSKLİ BİLEŞENE AİT YENİ ÇİZGİLERİN KEŞFİ

Hasan AK[1], Petr HARMANEC[2], Pavel CHADIMA[2], Osman DEMİRCAN[3]

Özet

β Lyr sisteminin 1992-2003 yılları arasındaki 6300-6750 Å aralığını kapsayan uzun dönemli tayfları çalışılmıştır. Daha önceki çalışmalarda sistemin her iki bileşeninin radyal hızını elde etmek için sadece SiII λλ 6347, 6371 Å Çizgileri kullanılabiliyordu. Bu çalışmada β Lyr sisteminin her iki bileşenine ait çizgileri içeren başka bir tayfsal aralık bulunmuştur. Orijinal tayftaki FeII λλ 6456, 6482 ve 6516 Å çizgileri, KOREL programı kullanılarak bileşenlerine ayrılabilmiştir. 6456 ve 6516 Å çizgileri sadece soğurma halinde bulunurken diğer çizgi aynı SiII çizgileri gibi geniş bir salma üzerine binmiş soğurma şeklinde görülmektedir. Kütle kazanan bileşene ait çizgiler daha önceki çalışmalarda hep salma veya salma üzerine binmiş soğurma olarak gözlenirken burada ilk defa soğurma çizgileri belirlenmiştir. Bu yeni elde edilmiş çizgilerin radyal hız ölçümlerinden yörünge parametreleri belirlenmiştir. Belirlenen yörünge parametreleri ufak değişiklikler ile beraber öncekiler ile uyum içindedir.

Anahtar Kelimeler: *salma çizgileri, soğurma çizgileri, tayfsal ayrım, bileşen tayfları, β Lyr sistemi*

Abstract

Long-term spectral observations covering 6300-6750 Å, between 1992-2003 period, of β Lyr system were studied. In previous works in literature, only SiII λλ 6347, 6371 Å lines have been used to get radial velocity curve of both components of the system. We found another spectral part which contains both component lines in β Lyr system. FeII λλ 6456, 6482 and 6516 Å lines became possible to be separated into the components by using KOREL code. Two lines (6456 and 6516 Å) were found as an absorption but the other line appears as an absorption superimposed on a wider emission. Contrary to the previous works where the lines from the main sequence component appearing in emission, the absorption lines from the main sequence component in β Lyr system were detected in this study the first time. The orbital parameters were determined from the radial velocity measurements of these newly discovered lines. Determined orbital parameters are in agreement with previous determinations, but with some change.

Keywords: *emission lines, absorption lines, spectral disentangling, component spectra, β Lyr system*

[1] *Erciyes Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri, hasanak_1453@yahoo.co.uk*
[2] *Astronomical Institute of the Charles University, V Holesovickach 2, CZ-180 00 Prague 8, Czech Republic, hec@pleione.asu.cas.cz*
[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale demircan@comu.edu.tr*

1. Giriş

β Lyrae (10 Lyr, HD 174638, HR 7106, Hip 92420), kuzey yarım kürede gözlenebilen Lyra takımyıldızının en parlak ikinci yıldızıdır. Yıldız, yüzyıllardır değişik uygarlıklar tarafından bilinmiş ve farklı isimler almıştır: Eski Çin'de Tien-Tchaj olarak bilinen yıldız, Araplarda Sheliak (bu muhtemelen Farsça Shalyak=kaplumbağadan gelmektedir) diye isimlendirilmiştir. 1784'te John Goodricke, β Lyrae'nin ilk ışık azalmasını kaydetmiş ve daha sonra dönemi 13 günden biraz az olan bir dönemli değişen olduğunu bulmuştur [1]. Böylece β Lyrae, Algol'den sonra örten çift olarak keşfedilen ikinci yıldız olmuştur. Secchi [2], görsel bir tayf çeker ile alınmış 1866 yılı yıldız tayfı gözlemlerini yayınladığında, β Lyr'in tayfında diğer yıldızlarda bulunan normal soğurma çizgi tayfına ek olarak görülen Hβ salmasının olduğunu rapor etmiştir. Böylece β Lyr, bilinen ilk Be yıldızı olmuştur.

Gökyüzünde çıplak gözle bakıldığında görülen β Lyr aslında 6 optik bileşenden oluşmaktadır (A, B, C, D, E, ve F bileşenleri). Ancak bunlardan sadece B ve F bileşenleri β Lyr A'ya (β Lyr olarak bilinen çiftin kendisi) fiziksel olarak bağlıdır. β Lyr sistemi bizden 270 ± 39 pc uzaktadır [3].

Çift, bir erken B anakol ve bir B6-8 tayf türünden parlak devden oluşmaktadır. Yörünge dönemi yılda 19 s kadar artmaktadır. Dönemin değeri, 1784'te $12^{g}.893$ iken bu yıllarda $12^{g}.94$ civarındadır. Bu, dev yıldızın kritik Roche lobunu doldurması ve anakol yıldızına doğru gaz madde göndermesi gerçeğiyle ilişkilidir. Dev yıldız, temel olarak sinüsel olan fakat açıkça dönme etkisi gösteren iyi belirlenmiş bir RV eğrisine sahiptir. Anakol yıldızı kalın bir yığılma diski tarafından tamamen gizlenmiştir. Bu yıldız muhtemelen dönme nedeniyle küresellikten sapmıştır ancak şekli ile ilgili doğrudan hiç bir kanıtımız yoktur. Sadece daha az karmaşık sistemlere benzerliğinden, anakol yıldızının belirlenen kütlesine uygun olarak, temelde erken tür bir B yıldızı olduğu sonucuna varmak mümkündür. Yüksek ayırma güçlü tayflara dayanan tahminleri dikkate alarak ([4], [5], [6]), çiftin bileşenlerinin yörünge hareketini temsil eden hızların yarı-genlikleri,

$$K1=42.0 \text{ km s}^{-1} \qquad \text{ve} \qquad K2=186.3 \text{ km s}^{-1}$$

olarak alınabilir. Bu,

$$a_1 \sin i=10.74\ R_{\odot}, \qquad M_1 \sin^3 i=13.0\ M_{\odot}$$

$$a_2 \sin i=47.64\ R_{\odot}, \qquad M_2 \sin^3 i=2.93\ M_{\odot}$$

demektir. Dünyadan bakıldığında çift hemen hemen kenardan (ekvator-on, yani eğim açısı 90^{o}'ye yakın) görülmektedir. Yörünge eğiminin ışık eğrisi modeline dayanan, muhtemelen şu anki en iyi tahmini $i = 86^{o}$'dir ([7], [8]). Bu, daha önce, Wilson ve Lapaset [9] tarafından yapılan 85^{o}'lik belirleme ile de uyumludur. Bu eğim, bileşenler arasındaki uzaklığın

$$A=58.52\ R_{\odot}$$

olmasını ve en olası temel fiziksel özelliklerin Tablo 1.'deki gibi olmasını gerektirir. Dev yıldızın yarıçapını, ilgili Roche lobunun boyutları belirlemektedir. Dev yıldız için dönme-dolanma kilitlenmesinin gerektirdiği vsin i = 57.4 km s^{-1} değeri doğrudan belirlenen değerler aralığındadır. Anakol yıldızı etrafındaki Roche lobunun ekvatoryal yarıçapı (iki bileşeni birleştiren çizgiye dik) 30.3 $R_{\odot}$'tir.

β Lyr'in gözlenen tayfının karmaşıklığı, yıldızı çevreleyen maddenin iki baskın yapısının varlığından kaynaklanmaktadır: Anakol yıldızı etrafındaki yığılma diski ve yörünge düzlemine dik jet-benzeri yapılar [5] ile diskteki gaz akımı etkileşimlerinin bir bölgesinden kaynaklanan yapılar.

Disk, muhtemelen boşlanabilir bir kütleye sahiptir, ancak süreklilikte bir tür pseudofotosfer (sanki-fotosfer) gibi davranan, optik olarak kalın bir yapıdadır. Doğrudan gözlenebilen kenarı, nispeten soğuktur ve bize biraz A5III tayfı gibi görünmektedir. Diskin ışınım enerjisi kısmen yığılan maddeden gelirken, anlamlı bir miktarı da merkezi yıldızın ışınımının diskte soğrulup yeniden salınmasından gelmelidir. Ayrıca disk, anakol yıldızının ışınımını yörünge düzleminden uzakta yeniden yaymakta ve bu da onun kütlesine göre daha az parlak görünmesine neden olmaktadır. Anakol yıldızının doğrudan gözlenemiyor olması gerçeği, diskin yörünge düzlemine dik olarak kalınlığının en azından 6 $R_{\odot}$ olmasını gerektirmektedir (en az anakol yıldızının yarıçapı kadar olması gerektiğinden). Disk, gözlenen ışık eğrisinin normal olmayan karakterinden sorumlu esas bileşendir.

Tablo 1. β Lyr'in literatürde kabul gören son mutlak parametreleri

Parametre	Anakol yıldızı	Dev yıldız
Kütle ($M_{\odot}$)	13.1	2.96
Yarıçap ($R_{\odot}$)	6:	14.68
T_{et} (K)	28000:	13000
vsin i (km sn^{-1})	?	55±10

Jet benzeri yapılar kesinlikle, iki yıldızı birleştiren çizgiye göre dengede olan bir alandan çıkmakta, ancak anakol yıldızının kutup bölgelerinden de güçlü sıcak bir rüzgar olmalıdır ve muhtemelen gözlemler üzerinde çok baskındır. Onlar, gözlenen çizgi salmasının çoğundan ve 20000 K veya daha fazla sıcaklıklara karşılık gelen maviye kaymış soğurma çizgilerinden sorumludur. Elektromanyetik tayfın UV ve IR/radyo kısmında, yörünge düzleminden uzak gaz madde, çiftten çok uzaklarda kendini gösterir ve bu dalgaboylarında sürekli ışınıma katkıda bulunur ve tutulma derinliklerinin göreli yer değiştirmesinden ve hatta uzak UV bölgelerde kademeli olarak birinci minimumun görünmemesinden sorumlu olmalıdır.

Bileşenler arasındaki gaz akımları, sistemin evrimleşmesinde ve bugünkü görünüşünde çok önemli bir rol oynasa da, pratik olarak onun boyutları ve ışınımı, Roche lobunu dolduran dev yıldız, disk ve jet-benzeri yapılar ile karşılaştırıldığında boşlanabilir olduğundan hala gözlenemez olarak kalmaktadır. Zaten akıntı, yörünge çevriminin büyük bir kısmı boyunca bu yapılar ve yıldızların kendisi tarafından örtülmektedir.

Şu anki β Lyr, şimdikinden çok daha kısa yörünge dönemli bir çiftten, büyük ölçekli kütle aktarımı ile evrimleşmiş bir sistemdir. Roche lobunu dolduran dev yıldız, başlangıçta daha kütleli olan bileşendir [10]. β Lyr ve klasik Algol türü yarı-ayrık çiftler arasındaki fark,

Algollerin, kütle aktarımının çok yavaş son safhasında (yaklaşık 10^{-9} $M_{\odot}$ $yıl^{-1}$'lik tipik $\dot{M}$ değerleri) olmasına rağmen, β Lyr hala 2 x 10^{-5} $M_{\odot}$ $yıl^{-1}$'lik yüksek bir kütle aktarım hızına sahip olan, hızlı kütle aktarım safhasının sonundaki bir sistemdir [10]. Buradan gelecekte β Lyr'in de bir klasik Algol olacağını söylemek pek yanlış olmaz. Bu yüksek kütle aktarımı, β Lyr'in etrafındaki maddenin, Algoller ile karşılaştırıldığında neden bu kadar olağanüstü olduğunu açıklar. İstatistik olarak bir çifti, kütle aktarımının süre olarak kısa olduğu hızlı safhada gözleme şansı, sürenin uzun olduğu yavaş safhadan çok daha küçük olduğu için β Lyr'e benzer sistemleri gözleyebilmek çok zordur.

Şüphesiz β Lyr gibi sitemlerin anlaşılmasında her iki bileşenin radyal hız eğrisinin elde edilmesi çok önemlidir. Ancak çoğu çift sistem için bu kolay değildir. Eğer bileşenler arasındaki parlaklık farkı çok fazla ise diğer bileşene ait çizgilerin tayfta görülmesi çok zorlaşır. Bazen de β Lyr örneğinde olduğu gibi, bileşenlerin birinin etrafında çok yoğun bir zarf (disk şeklinde) olabilir. Bu durumda zarf içinde gömülü yıldızın fotosferinden kaynaklanan çizgiler doğrudan bize ulaşamayacağından o bileşene ait bir radyal hız eğrisi elde etmek zor olabilir. β Lyr durumunda, bu zarf bir pseudofotosfer (sanki-fotosfer) olarak davranmaktadır ve tayfta görülen salma çizgilerinin çoğundan sorumludur. Ancak özellikle Hα'nın çoğu ve HeI 6678 salmaları, genellikle daha önceki çalışmalarda varsayıldığı gibi, ne yığılma diskinden ne de yıldızı çevreleyen zarftan değil fakat, yörünge düzlemine dik ve anakol yıldızı etrafındaki yığılma diski ve gaz akımlarının olası etkileşim bölgesinin merkezinde jet-benzeri yapılardan kaynaklanmaktadır [5].

β Lyr'in radyal hız eğrisi ile ilgili çok önemli iki çalışma 1991 ve 1992'de yapılmıştır. Skulskij and Topilskaya [11], yüksek ayırma güçlü CCD tayflarını kullanarak, daha önce Skulskij [12] tarafından rapor edilen dev yıldız'ın RV eğrisine göre ters evrede olan SiII 6347, 6371 çizgilerinin RV eğrisini belirlemişler ve bunların, onlara göre bir A5III yıldızına karşılık gelen anakol yıldızı'nın atmosferinden kaynaklandığına karar vermişlerdir. Onlar, 4.28 +- 0.13'lük bir kütle oranı belirlemişlerdir. Bundan kısa süre sonra, Skulskij [13], daha çok CCD tayfına dayanan başka bir çalışma yayınlamış ve kütle oranını iyileştirerek 4.6 +- 0.1 değerini bulmuştur. O çalışmadan sonra da β Lyr'in tayfında diskli bileşene ait yeni bir tayf çizgisi bulunamamıştır.

Burada sunulan çalışmada, 1992-2003 yılları arasında 6300-6750 Å (kırmızı bölge) dalgaboyu aralığını kapsayan toplam 651 tayf, (Ondrejov Gözlemevi, Çek Cumhuriyeti, 275 tayf, 17 Å/mm çizgisel ayırma gücü, ortalama S/N~300, Reticon ve CCD dedektör ve Dominion Astrofizik Gözlemevi, DAO, Kanada, 376 tayf, 10 Å/mm, S/N~135, CCD dedektör) incelenmiştir.Tayflar, sayı ve zaman olarak uzun bir zamana yayıldığı için yörünge döneminin her noktasında tayf elde edilmiştir. Tayflar özellikle radyal hız eğrisi elde edilmesi ve diskli yıldıza ait yeni tayf çizgileri belirlenmesi için KOREL ([14], [15]) adlı bir program ile analiz edilmiştir.

2. KOREL Programı ve Denetimi

KOREL (Komponent spectra and ORbital ELements), Ondrejov Gözlemevi'nde (Çek Cumhuriyeti) Petr Hadrava tarafından Fortran dilinde yazılmış, "spectral disengtangling method" denen ve esas olarak bir çizgi profilindeki çift yıldız bileşenlerinin akı katkılarının Fourier Transformu ile ayrıştırılması tekniğine dayanan bir programdır (Hadrava 1995 [14], 1997 [15]). Ayrıştırılan her bileşen çizgisinin radyal hızı, çiftin yörünge parametrelerinden belirlenen değerlere göre hesaplanmakta ve radyal hız eğrisi oluşturulmaktadır. Böylece program, aynı anda radyal hızları bulurken yörünge çözümü de yapmaktadır. Programda tayfsal olarak çözülecek yıldız sayısı en fazla beş olabilir, bu durumda çözülecek yörünge

sayısı en fazla dört tane olmaktadır. Dördüncü yörünge ve beşinci yıldız (ışınım kaynağı) olarak genellikle Dünya (yer atmosferi) ve onun yörüngesi alınır. Böylece tayf içindeki tellurik (dünya atmosferi kaynaklı) çizgilerin de belirlenmesi sağlanır. Şekil 1.'de KOREL'in nümerik yolla akılarını ayırt edebildiği yıldız sisteminin durumu görülmektedir. Burada çember içindeki sayılar yıldızları (ışınım kaynağı), parantez içindekiler de yörüngeleri temsil etmektedir. Programın aşağıda görüldüğü gibi bir parametre kontrol dosyası (korel.par) vardır, her bir parametrenin açıklaması yanına yazılmıştır. Her parametre belli bir değere yakınsaması için serbest parametre olarak (4. sütun, sıfır değeri sabit tutulduğunu gösterir) bırakılabilmektedir. Programın daha fazla ayrıntısı için [14] ve [15] referanslarına ve programın kullanıcı kılavuzuna (user manual) bakılabilir (program ve user manual için bkz. www.asu.cas.cz/~had/had.html). KOREL programı doğrudan salt radyal hızları verdiğinden, buradan bulunan RV eğrisinde sistemin kütle merkezinin hızı (γ hızı) görülmeyecektir.

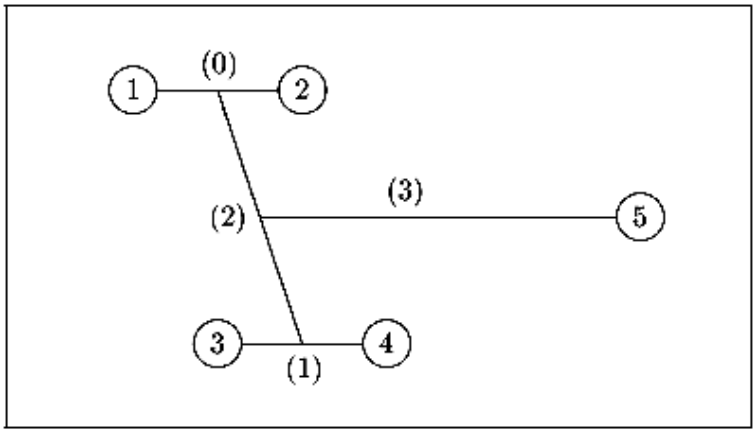
Korel.par dosyasının yapısı

```
1 2 0 0 0 1 0 2 | key(1,...,5), k= Nr. of spectra>0, filter, plot
o 0 1 0 1 1   12.913780 .000001       dönem ve artım miktarı
o 0 2 4 1 1   8247.966     0.05       To ve artım miktarı
o 0 3 0 1 1       0.0   0.02         eksantirisite ve artım miktarı
o 0 4 0 1 1      90.0     10.0        enberi boylamı ve artım miktarı
o 0 5 1 1 1     185.7     2.0         K2 ve artım miktarı
o 0 6 1 1 1     4.484     0.1         q (kütle oranı) ve artım miktarı
o 0 8 0 1 1    5.9966D-7   1D-9       dönem değişimi (dP/dt) ve artım miktarı
o 3 1 0 1 1     365.256360000   .1
o 3 2 0 1 1   51547.520600000   10.
o 3 3 0 1 1       .016710220   0.001        Şekil 1.'deki yörünge numarası
o 3 4 0 1 1      84.725778765   10.
o 3 5 0 1 1         .001000000 .0001
o 3 6 0 1 1         .000060021 .000001
o 3 7 0 1 1         .000009111 .00000001     enberinin değişimi (e≠0 için)
x 0 0 0 0 0 0 0 | end of elements
```

KOREL'de, girdi verisi (korel.dat dosyası) olarak tayflar ascii formunda kullanılır. Bu veri dosyası KOREL için önceden bir yardımcı program (PREKOR) ile hazırlanır. Bu dosya, daha önceden elde edilmiş (fits veya ascii formatında olabilir) herhangi bir tayf bölgesinin belli bir aralığı için oluşturulabilir. Dosya yapısı, aşağıda görüldüğü gibidir.

```
 48804.5225 6338.0000  4.000  1.000
 .99934 1.00079 1.00225 1.00349 1.00392 1.00435 1.00492 1.00614 1.00737 1.00857
1.00966 1.01075 1.01162 1.01099 1.01036 1.00993 1.01118 1.01244 1.01367 1.01460
1.01552 1.01640 1.01640 1.01640 1.01645 1.01857 1.02068 1.02280 1.02485 1.02690
1.02895 1.02955 1.03011 1.03067 1.03023 1.02973 1.02924 1.02944 1.02971 1.02997
1.03205 1.03433 1.03661 1.03915 1.04173 1.04431 1.04425 1.04372 1.04319 1.04190
.....................................................................................
.....................................................................................
```

Burada birinci satırdaki ilk 10 dijit HJD olarak zamanı, sonraki 9 dijit analizi yapılacak tayf aralığının başlangıç dalgaboyunu, daha sonraki 5 dijit, km/sn olarak başlangıç dalgaboyundan itibaren artım miktarını ve en sondaki de söz konusu tayfın ağırlığını belirtmektedir. İkinci satırdan itibaren gelen satırlar, başlangıç dalgaboyundan itibaren km/sn olarak artan her dalgaboyuna karşılık gelen akıları belirtmektedir. Burada kullanılan tayfın önceden normalize işlemlerinin yapılmış olması gerekmektedir.

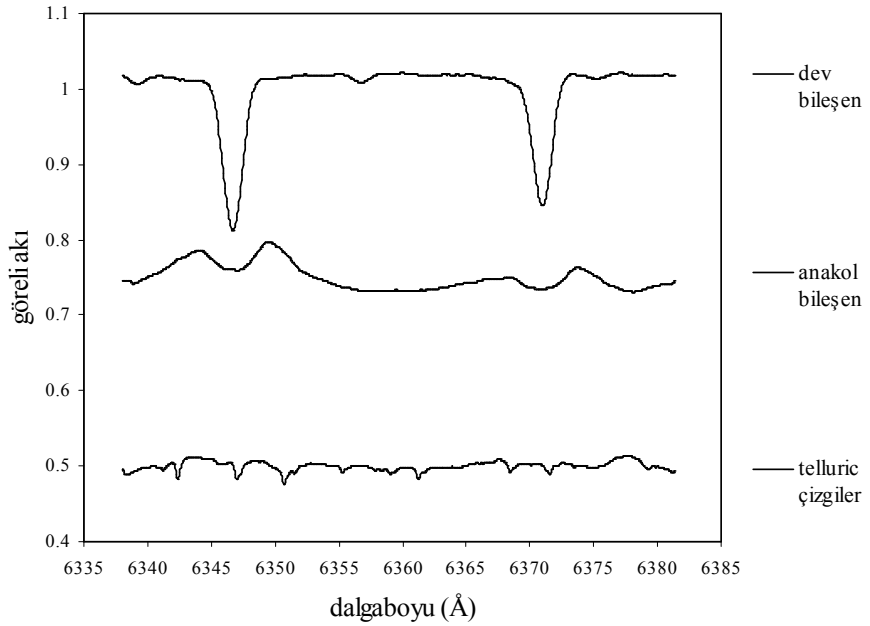


Şekil 1. KOREL programının çözümlemesini yaptığı yıldız sistemi

3. B Lyr Sisteminin Tayfının KOREL Programı ile Analizi

3. 1. Si II 6347-6371 Å Çizgileri

6300-6750 Å aralığındaki tayflarda ilk olarak, daha önce Skulskij & Topilskaya [11] tarafından bulunan Si II 6347 ve 6371 Å çizgilerinin bulunduğu bölgeye bakılmıştır. Bu çizgilerde, dev yıldızın soğurması üzerine binmiş, diskli yıldızın salması açıkça görülmektedir. KOREL programı ile bileşenlerine ayrılan bu çizgilerde, dev yıldızın soğurma çizgisi ve diskli yıldızın salma bileşeni net olarak ayırt edilebilmiştir. Diskli yıldıza ait çizgi esas olarak salma üzerine binmiş hafif bir soğurma içermektedir (Şekil 2.). Korel. par kontrol



Şekil 2. Si II 6347-6371 Å çizgilerinin bileşenlerine ayrılmış durumu.

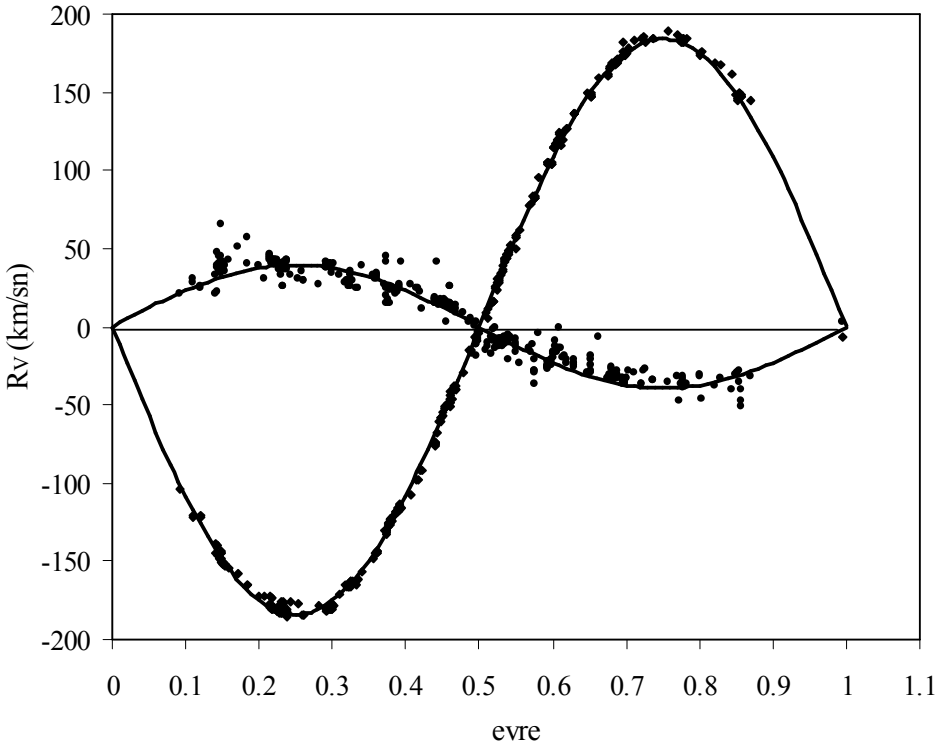
dosyasında 5. ışınım kaynağı ve 4. yörünge olarak girilen dünya atmosferine ait tellurik çizgiler de tüm tayf içinden ayırt edilebilmiştir. Bu çizgilerden bulunan β Lyr sisteminin KOREL radyal hız eğrisi Şekil 3'te görülmektedir. Şekilde sürekli çizgi ile belirtilen eğri teorik radyal hız eğrisini belirtmektedir ve

$$V(t)=K(\cos(w+\nu)+e\cos w) \qquad (1)$$

eşitliği ile verilir. Burada K yarı genlik, w enberi boylamı, e dışmerkezlik değeri ve ν de gerçek ayrıklıktır. Evrelendirmede, KOREL çözümünden elde edilen aşağıdaki kuadratik ışık elemanları kullanılmıştır:

$$\mathbf{T = 2452768.925107 + 12.940258\ x\ E + 3.882077x10^{-6}\ x\ E^2} \qquad (2)$$

Dikkat edilirse radyal hız eğrisinde yaklaşık 0.9-0.1 evre arasının boş olduğu görülmektedir. β Lyr'de bu evrelerde bileşen yıldızların tayflarına ek olarak uydu çizgiler (Satellite line) denen bir yapının görülmesi ve KOREL ile radyal hız ölçümünde bozucu etki yapması nedeniyle bu evre aralığı alınmamıştır.

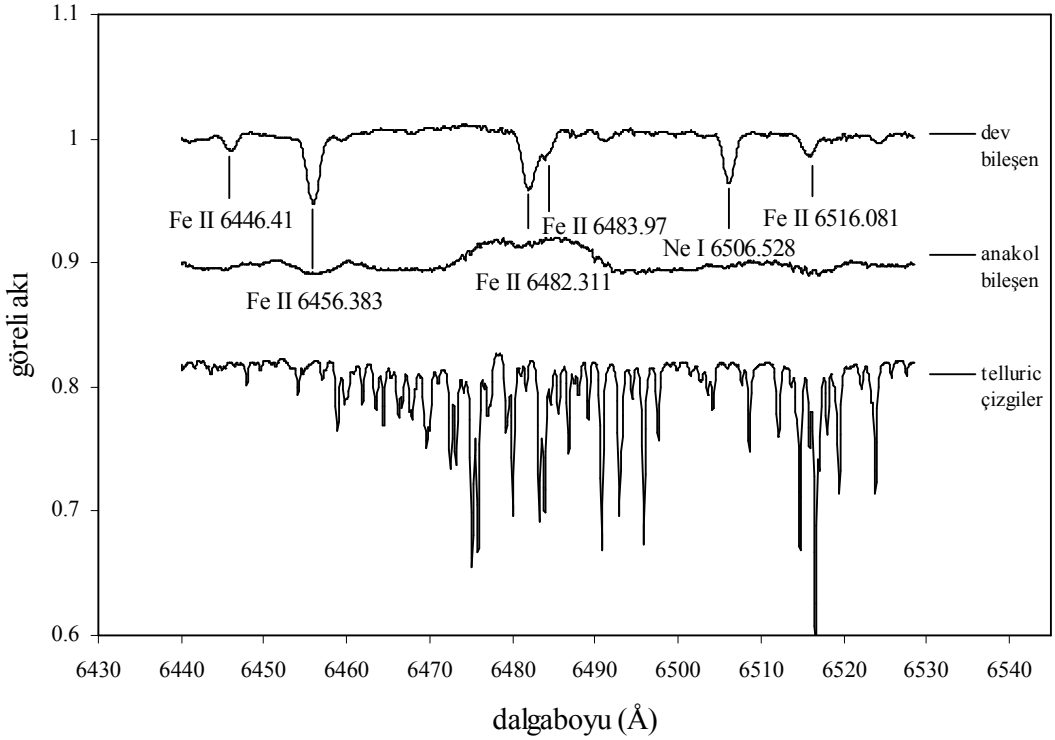


Şekil 3. Si II 6347-6371 Å çizgilerinin KOREL radyal hız eğrisi

3. 2. KOREL Programı Yardımı ile Diskli Bileşene Ait Yeni Çizgilerin Keşfi

6440-6530 Å tayf aralığı, β Lyr'de demir çizgilerinin bol olduğu ve ayrıca tellurik çizgilerin tayfı fazla kirlettiği bir bölgedir. Bu bölgenin KOREL ile analizi yapıldığında, daha önce tayfta açıkça görülemeyen, diskli bileşene ait çizgilerin olduğu görülmüştür. Bu bölge için ayrıştırılmış tayf Şekil 4.'te görülmektedir. Bölgede tellurik çizgiler çok baskındır ve çok net ayırt edilebilmişlerdir. Diskli bileşene ait Fe II 6456 ve 6516 Å çizgilerinin neredeyse tamamı soğurma halinde görülürken, Fe II 6482-6484 blend çizgileri Si II çizgilerinde olduğu gibi salma üzerine binmiş hafif bir soğurma şeklindedir. Ne I 6506.5 Å çizgisinin sadece dev bileşen katkısının olduğuna dikkat etmek gerekir.

Aşağıdaki tabloda (Tablo 2.), β Lyr sisteminin, Si II çizgileri ve 6440-6530 Å arası bölgenin KOREL çözümünden bulunan yörünge parametreleri, literatürde kabul edilen değerler ile karşılaştırılmıştır. Radyal hız genlikleri ve kütle oranında ufak farklılıklar vardır.



Şekil 4. 6440-6530 Å arası bölgenin bileşenlerine ayrılmış durumu

Tablo 2. KOREL ile bulunan yörünge parametreleri

Parametre	**KOREL (6440-6530 Å)**	**KOREL (SiII)**	**Harmanec *et al.* (1993)**
P (gün)	12.940258	12.940258	12.933504
T_o (HJD)	52768.925109	52768.925107	41164.4671
dP/dt (gün/gün)	$6x10^{-7}$	$6x10^{-7}$	$5.9875x10^{-7}$
q	4.6869	4.6679	4.5
K_1 (km/sn)	185.44	184.14	186.30
K_2 (km/sn)	39.57	39.45	41.40

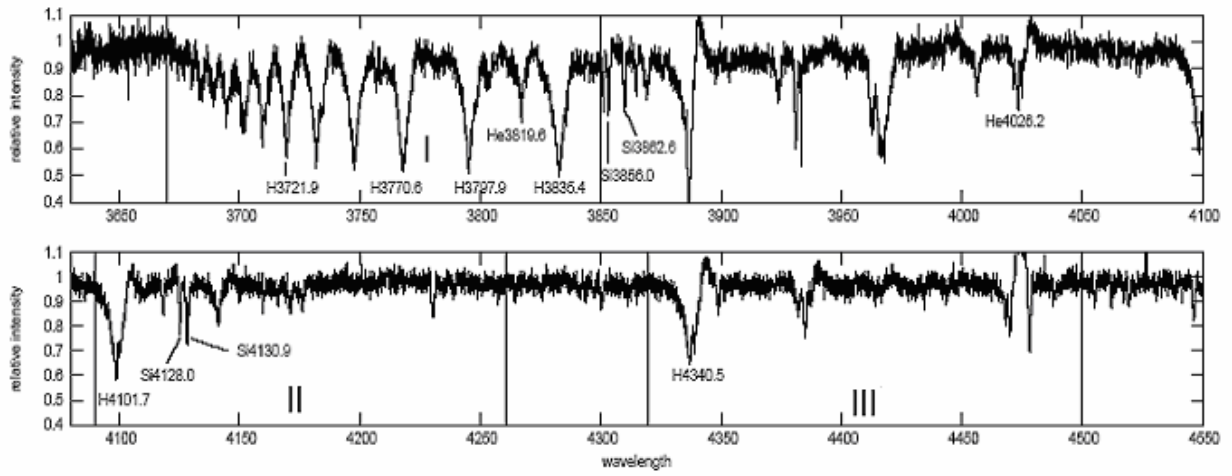
Fe II 6456 ve 6516 Å çizgilerinin genişlemesinden dönme hızı olarak kabaca 160-200 km/sn değerleri bulunmaktadır ki bu değer diskin dış bölgelerinin yaklaşık kepleryan hızlarına karşılık gelmektedir [16].

3. 3. Tayfın Mavi Bölgesinde Durum

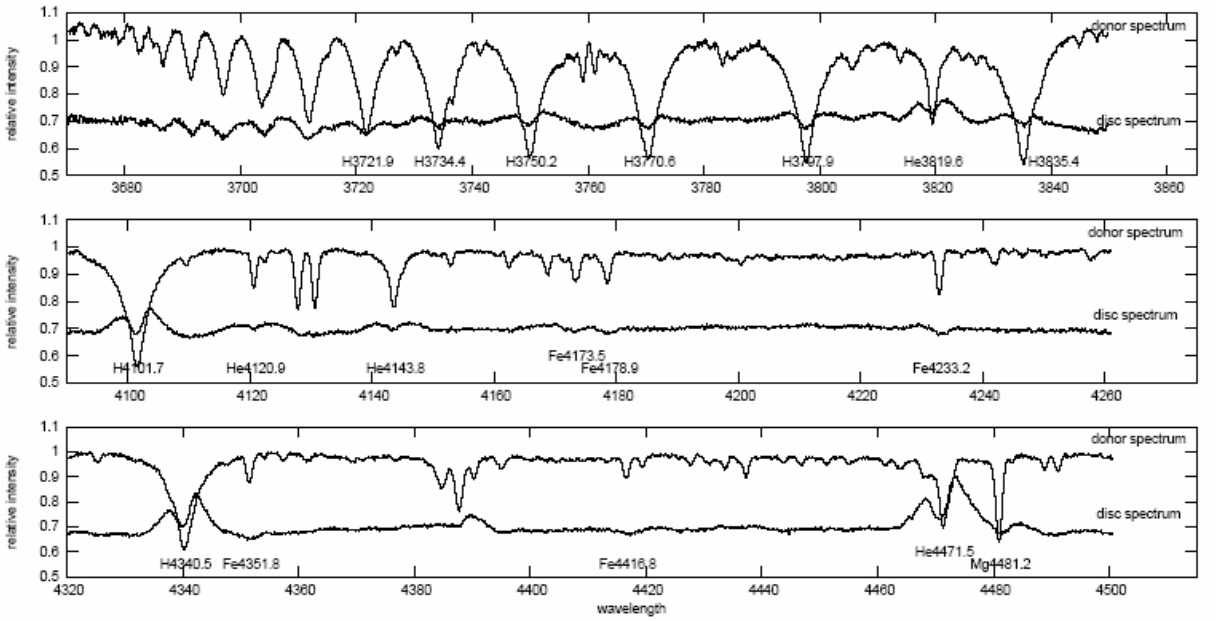
1991 yılı Temmuz-Eylül döneminde alınmış 3630-5000 Å aralığındaki toplam 52 adet fotografik tayf (Ondrejov Observatory, Çek Cumhuriyeti, 4 Å/mm çizgisel ayırma gücü, ~S/N 47) sayısallaştırılarak KOREL programı ile analiz edilmiştir. Çalışmanın bu kısmı, Çek

Cumhuriyetinden Petr Harmanec ve onun öğrencisi Pavel Chadima tarafından yapılmıştır. Diskli bileşenin kırmızı bölgedeki çizgilerine benzer olarak, mavi bölgede de bileşke tayfın bir çok çizgisi için diskli bileşenin katkısının olduğu görülmüştür. Şekil 5.'te tüm tayf bölgesi üzerinde KOREL ile analizi yapılan tayf aralıkları işaretlenmiştir (dikey çizgiler arasında kalan bölgeler). Şekil 6.'da ise söz konusu tayf aralıkları için, KOREL analizi sonucu ayrıştırılmış bileşen tayfları görülmektedir. Seçilen bölgelerde tellurik çizgiler ayırt edilecek şiddette olmadığından KOREL çözümlemesinde dikkate alınmamıştır.

Şekil 5.'teki II numaralı bölgenin bileşenlerine ayrıştırılmış tayfları, güneş bolluklu Kurucz model atmosfer tayfları ile karşılaştırılmış ve bir anlamda KOREL programının ne kadar doğru bir çözümleme yaptığı test edilmiştir (Şekil 7.).



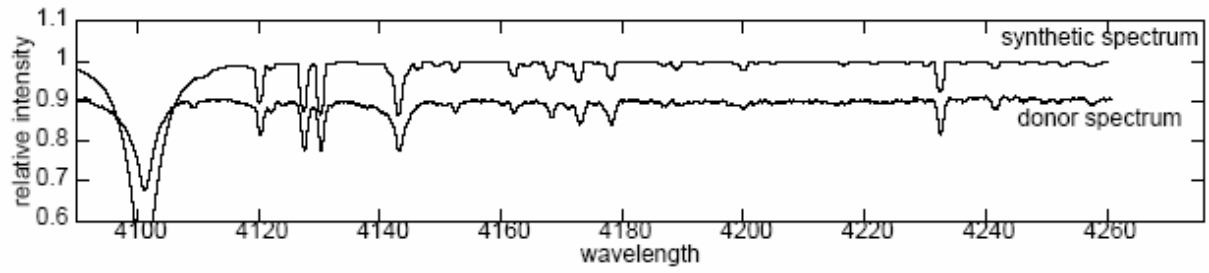
Şekil 5. Mavi bölge tayfında KOREL analizine sokulan tayf aralıkları



Şekil 6. KOREL ile bileşenlerine ayrılmış mavi bölge tayfı

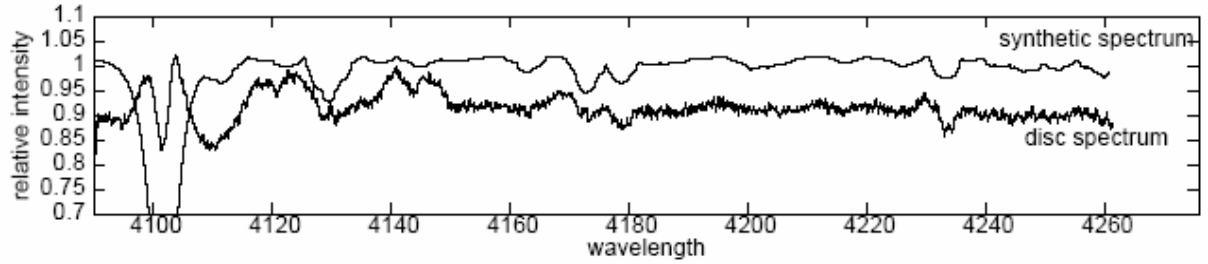
Dev bileşen tayfı için metalik çizgilerin model atmosfer tayfı ile uyumu gerçekten de mükemmeldir (Şekil 7.). Ancak Hδ 4101 Å çizgisi için model atmosfer şiddeti dev bileşenin şiddetine göre oldukça büyüktür. Bu muhtemelen, daha önce Balachandran et al. [17] tarafından tartışıldığı gibi, kütle aktarımının bir sonucu olarak hidrojence fakir helyumca zengin derin alt katmanların ortaya çıkmasının bir sonucu olmalıdır. Sentetik tayf için seçilen

atmosfer parametreleri, T=13000 K, log *g*=2.5 ve v sin*i*=55 km/sn'dir. Bu v sin*i* değeri, dev yıldızın yörüngeye kilitli dönmesi için gereken değerle uyum içindedir ve bu halde Roche şişimini doldurmuştur.



Şekil 7. Dev bileşen tayfının model atmosfer ile karşılaştırılması

Diskli bileşen tayfının sentetik tayf ile karşılaştırılması Şekil 8'de yapılmıştır. Aslında burada diskli bileşen tayfı diskin tayfı olmaktadır, çünkü disk bir pseudofotosfer (sanki-fotosfer) olarak davrandığı için gözlenen çizgiler doğrudan diskten kaynaklanmaktadır. Disk tam bir fotosfer gibi davranmadığı için kaba bir uyum vardır. Özellikle Hδ' daki uyumsuzluk burada da görülmektedir, çünkü disk maddesi dev bileşenden gelen akıntılarla oluşturulmuştur ve onun kimyasal karışımını yansıtacaktır. Disk bölgesindeki madde kepleryan yörüngelerde döndüğü için aslında yüzey çekim ivmesi sıfır olmalıdır ancak bu şekilde bir model atmosfer olmadığı için en düşük log *g* li değer alınarak bir karşılaştırma yapılmıştır. Şekil 8. de görülen model atmosferin parametreleri, T=9000 K, Log *g*= 1.5 ve v sin*i*=180 km/sn'dir. Bu v sin*i* değeri Fe II 6456-6516 çizgileri için bulunan 160-200 km/sn'lik değerler ile uyum içindedir.



Şekil 8. Disk tayfının model atmosfer tayfı ile karşılaştırılması

4. Sonuç

β Lyr sistemi çok çalışılmış bir sistem olmasına rağmen, doğasında anlaşılamayan hala bir çok eksiklikler vardır. Yeni geliştirilen ileri düzeyde analiz programları bunları gidermede araştırmacılara yardımcı olmaktadır. KOREL bu programlardan birisidir. Aslında KOREL ile yapılabilecekler bunlar ile sınırlı değildir. KOREL, literatürde daha önce yayınlanmış tüm çift çizgili tayfsal çiftlerin yörünge parametrelerinin iyileştirilmesinde, tek çizgili olarak bilinen tayfsal çiftlerde diğer bileşene ait çizgilerin aranması ve gerçek yörünge elemanlarının belirlenmesinde, üçlü (veya dörtlü) yıldız sistemlerinde diğer bileşenlerin yörünge ve mutlak parametrelerinin belirlenmesinde kullanılabilir. Özellikle üçüncü cisim olan sistemlerde, eğer çift sistem tutulma da göstermiyorsa üçüncü cismin varlığı ancak tayfsal olarak anlaşılabilir. KOREL ile iyileştirilmiş yörünge parametrelerinden elde edilecek bileşenlerin yeni mutlak parametreleri, yıldızların bilinen kütle-ışınım, kütle-yarıçap gibi ilişkilerinin iyileştirilmesinde kullanılabilir.

Özellikle aşırı evrimleşmiş ve kütle aktarım evresinden geçerek kütle oranının çok değiştiği ve bileşenlerden birisinin alt katmanlarının göründüğü sistemlerde, ayrıştırılmış

tayflardan bolluk analizi yapılarak, yıldızların yüzey bolluklarındaki değişimler ve bunların termonükleer süreçler ile ilişkisi gözlemsel olarak ortaya çıkarılabilir.

KOREL programı özellikle, bileşen çizgilerinin blend olması nedeniyle sağlıklı bir radyal hız ölçümü yapılamayan veya bileşenler arası parlaklık farkının 3-4 kadirden fazla olduğu ve normal şartlarda bileşen çizgilerinin tayfta ayrı ayrı görülemediği durumlarda, çok iyi belirlenmiş bir radyal hız eğrisi elde etmek ve yörünge çözümü yapmak için kullanılabilir.

Kaynaklar

[1] Goodricke, J. 1785, "Observations of a New Variable Star" *Phil. Trans. Roy. Soc*. 75, 153.

[2] Secchi, A., 1867, "Sugli spettri prismatici delle stelle fisse", *Memorie di Matematica e di Fisica Societa Italiana delle Scienze*, 3rd Ser., Vol. 1, Part I., 67.

[3] Perryman, M.A.C, Høg, E., Kovalevsky, J., Lindegren, L., Turon, C., 1997, *ESA SP-1200 The Hipparcos and Tycho Catalogues.*

[4] Harmanec, P., Scholz, G. 1993, "Orbital elements of beta Lyrae after the first 100 years of investigation" *AA*. 279, 131.

[5] Harmanec, P., Morand, F., Bonneau, D., Jiang, Y., Yang, S., Guinan, E.F., Hall, D.S., Mourard, D., Hadrava, P., Bozic, H., Sterken, C., Tallon-Bosc, I., Walker, G.A.H., McCook, G.P., Vakili, F., Stee, P., Le Contel, J.M. 1996, "Jet-like structures in beta Lyrae. Results of optical interferometry, spectroscopy and photometry" *AA*. 312, 879.

[6] Bisikalo, D.V., Harmanec, P., Boyarchuk, A.A., Kuznetsov, O.A., Hadrava, P. 2000, "Circumstellar structures in the eclipsing binary Beta Lyr A. Gasdynamical modelling confronted with observations" *AA*. 353, 1009.

[7] Linnell, A.P., Hubeny, I., Harmanec, P. 1998, "New Light Synthesis and Spectrum Synthesis Constraints on a Model for beta Lyrae" *ApJ*. 509, 379.

[8] Linnell, A.P. 2000, "Progress on a model for beta Lyrae" *MNRAS* 319, 255.

[9] Wilson, R.E., Lapasset, E., 1981, "Progress on a quantitative model for Beta Lyrae" *AA*. 95, 328.

[10] de Greve, J. P. and Linnell, A. P. 1994, "Origin and evolution of semi-detached binaries: Beta Lyrae and SV Centauri" *AA.*, 291, 786.

[11] Skulskij, M. Yu., Topilskaya, G.P. 1991, "The secondary component lines in the Beta LYR spectrum" *PAZh* 17, 619.

[12] Skulskij, M. Yu. 1975, "Quantitative analysis of the spectrum of Beta Lyrae IV. Line identifications for the faint component and the mass of both stars" *AZh* 52, 710.

[13] Skulskij, M. Yu. 1992, "CCD Spectra of Beta-Lyrae - Absorption Lines Orbital Parameters and Disk Structure of the Gainer" *PAZh* 18, 711.

[14] Hadrava, P. 1995, "Orbital elements of multiple spectroscopic stars" *AAS,* 114, 393.

[15] Hadrava, P. 1997, "Relative line photometry of eclipsing binaries" *AAS,* 122, 581.

[16] Harmanec, P. 1992, "One less puzzle in Beta Lyrae?" *AA*. 266, 307.

[17] Balachandran, S., Lambert, D. L., Tomkin, J. and Parthasarathy, M. 1986. "The chemical composition of algol systems. III - Beta Lyrae-nucleosynthesis revealed" *MNRAS*, 219, 479.

AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT SİSTEMLERİN İZOKRON YAŞLARI

Nurten FİLİZ AK[1], Zeki EKER[1], Osman DEMİRCAN[1]

Özet

Oluşumları aynı zaman ve aynı bölgede olan yıldızların, örneğin açık veya küresel küme yıldızları, yaşlarını belirlemede kullanılan izokronlar ile yaş belirleme tekniği, Aktif Kromosferli Çift (CAB, Chromosphericly Active Binaries) yıldızlara uygulanmıştır. Tekniği uygulamak için seçilen 200 yıldızın fiziksel parametreleri (sıcaklık, yarıçap, kütle vs.) ve gözlemsel verileri (görünen parlaklık, renk, paralaks vs.) devam etmekte olan kataloglama çalışmamızdan (TÜBİTAK 104T508 nolu proje) temin edilmiştir. Öncelikle, bu yıldızlar arasından gözlenen ışığa yoldaş yıldızın katkısı boşlanabilecek kadar küçük olan, tek çizgili tayf gösteren sistemler ayıklanmıştır. Tayfında iki veya çok yıldızın etkisi açıkça görülen sistemler arasından bileşenlerin ışık oranları hesaplanabilen 80 CAB yıldızı seçilmiştir. Bunlardan 32 tanesi, H-R diyagramında izokronlar ile yaş belirlenemeyen bölgeye düştükleri ve 11 tanesi de kütle aktarımı komplikasyonu gösterdikleri için, izokronlar ile yaş belirlemeye uygun olmadıkları için seçilmişler arasından çıkartılmıştır. Kalan 37 sisteme, teknik başarı ile uygulanmış ve bu sistemlerin izokron yaşları hataları ile birlikte belirlenmiştir. Tek çizgili olan sistemler de izokron setleri üzerinde işaretlenmiş ve 85 tanesinin muhtemel yaşı belirlenmiştir. Ancak, bu yaşlar iki çizgili sistemlerin yaşları kadar güvenilir değildir. Çünkü, bu tür yıldızlarda, çift sistemlerdeki gibi aynı yaşı teyit edebilecek yoldaşa ait veriler yoktur.

Anahtar Kelimeler: Aktif kromosferli çift yıldızlar, yıldız evrimi, izokronlar, izokron yaşları

Abstract

Isochrone fitting technique has been applied to chromospherically active binaries. The physical parameters (effective temperatures, radii, masses etc.) and observational data (apparent visual brightness, colors, parallaxes etc.) data has been collected from the Chromospherically Active Binary Catalogue which we are still collecting data for it (TUBITAK, project number 104T508). First, the systems with single lined spectra are selected out from the whole sample. From the rest, the systems with a known light ratio among the components, has been collected. From the 80 systems with known light ratios, the 32 system have fell in the region where isochronal ages cannot be determined. However, the technique has been applied successfully to 37 systems with known light ratios, and their isochronal ages were determined. Nevertheless, the single lined systems were also marked on isochrones and isochronal ages were also assigned for them. Ages for single lined systems have more uncertainty then single stars because with an unseen secondary one do not have information weather or not a system already passed through mass transfer stage.

Keywords: Chromospherically active binaries, stellar evolution, isochrones, isochronal ages

[1] *Çanakkale 18 Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale*
nfiliz@physics.comu.edu.tr, eker@comu.edu.tr, demircan@comu.edu.tr

1.Giriş

RS CVn ve BY Dra türü sistemleri kapsayan Aktif Kromosferli Çift Sistemler (Chromosphericly Active Binaries, CAB), CaII H ve K çizgi merkezlerinde, bazen de H_α'da gözlenen salmalar ve leke kaynaklı fotometrik değişimler ile karakterize edilir. Hall [1] tarafından genel özellikleri ortaya konulan RS CVn'ler ve Bopp ve Fekel [2]'in tanımladığı BY Dra türü sistemler ortak özellikler gösterdiği için ilk kez Strassmeier ve arkadaşları [3] tarafından birleştirilerek CAB olarak adlandırılmış ve kataloglanmıştır. Ardından Strassmeier ve arkadaşları [4], yeni keşfedilen CAB sistemlerini de ekleyerek katalogun yeni versiyonunu yayınlamıştır. Bu sınıflamaya yeni sistemlerin dahil edilmesi ve mevcut sistemler hakkındaki çalışmaların artması, kataloglama çalışmasının tekrar edilmesi ihtiyacını ortaya çıkartmıştır. Zeki Eker'in yürütücülüğünü üstlendiği, henüz tamamlanmamış proje kapsamında hazırlanan yeni CAB katalogunda bu sınıflamaya giren sistemlerin sayısının 300'ü geçeceği tahmin edilmektedir.

Aktif kormosferli çift yıldızların evrimsel durumları ve evrim durumlarının aktivite ile ilişkisi ilk kez Popper ve Ulrich [5] tarafından incelenmiştir. 26 RS CVn sistemi ile yapılan bu çalışmada sistemlerin genellikle anakol sonrası evrim aşamasında olduklarına dikkat çekilmiştir. CAB'lerin evrimsel durumlarının ve izledikleri evrimsel süreçlerin anlaşılabilmesi için çok sayıda sistemin yaşlarının duyarlı bir biçimde elde edilmesine ihtiyaç vardır. Bu sistemlerin yaşlarına bağlı olarak, dönme hızlarının, dönemlerinin, açısal momentumlarının ve aktivite belirteci olarak ele alınan diğer parametrelerinin değişiminin incelenmesine ışık tutmak amacıyla, CAB'lere izokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniği titizlikle uygulanmış ve başarılı sonuçlar elde edilmiştir.

2. Veriler

Seçilen CAB'lerin yaşlarının belirlenmesinde kullanılan izokronlar Maeder ve Meynet tarafından hesaplanmıştır. Maeder ve Meynet [6], Schaller ve arkadaşları [7]'nın evrim yollarını kullanarak izokron setlerini hesaplamışlardır. Bu hesaplamalarını daha sonra da geliştirerek yeni setler oluşturmuşlardır. Bu izokron setlerinde, Overshootingi dikkate alan izokronlar $3x10^6$-$6.3x10^9$ yaş aralıkları için ve dikkate almayan izokronlar ise $4x10^9$ ve $1.3x10^{10}$ yaş aralıkları için metal bolluğunun dört farklı değerine göre (Z=0.004, 0.008, 0.02 ve 0.04 için) ayrı ayrı setler halinde hesaplanmıştır. Ayrıca He-Flash ve He-yanma evresi sonrasını dikkate alan hesaplamaları da $1.9x10^9$ – $1.3x10^{10}$ yaş aralığı için vermişlerdir.

Aktif kromosferli yıldızların verileri için, Eker ve gurubunun (Eker Z., Demircan O., Budding E., Erdem A., Çiçek C., Karataş Y., Bilir S., Soydugan F., Doğru D., Filiz Ak N., Tüysüz M.) hazırlamakta olduğu CAB katalogunun üçüncü genişletilmiş versiyonu kullanılmıştır. Bu katalogda gerek daha önce CAB olarak tanımlanan sistemler hakkında yapılmış çalışmalara, gerekse yeni belirlenen CAB'lerin incelenmesine geniş yer verilmektedir. Bu yeni katalog 2000'e yakın kaynaktan toplanan veriler ile yaklaşık 300 aktif kromosferli yıldızın en güncel bilgilerini içermektedir. Katalog ile ilgili çalışmalar halen devam etmektedir. Katalogda yıldızların sıcaklık, renk, parlaklık, kütle yarıçap gibi temel parametrelerinin yanı sıra X-ışın ışınımı, radyo ışınımı, mor ötesi ışınımı, leke aktivitesi ile ilgili bilgilerine, lityum ve demir bollukları gibi özelliklerine de yer verilmiştir.

Yıldızların yaşlarını belirlemekte etkin bir faktör olan ağır elementlerinin bolluk değerleri, CAB yıldızlarının bir çoğu için bilinmemektedir. Nordstrom ve arkadaşları [8], çalışmalarında gerek tayfsal gerek fotometrik yöntemler ile belirlenebilen demir bolluğunun, toplam ağır element bolluğu ile ilişkisini çok sayıda F ve G yıldızını kullanarak irdelemiş ve yıldızların demir bollukları ile toplam ağır element bolluklarının birebir ilişkili olduğunu vurgulamıştır. Eker ve grubunun sürdürdüğü kataloglama çalışmasında, CAB yıldızlarının ölçülmüş [Fe/H] değerleri de yer almaktadır. Buna dayanarak, yıldızlara uygun izokron setleri belirlenirken literatürdeki demir bollukları dikkate alınmıştır.

Devam etmekte olan kataloglama çalışmasında yer alan 300 kadar CAB sistemi içinden, literatür verisi toplama işlemi tamamlanmış 219 sistem seçilmiştir. Bu sistemlerin yaşlarının belirlenmesinde temel kriter, sistemin bileşenlerinin ayrı ayrı izokron setleri üzerinde işaretlenebilmesi olduğundan ilk olarak uzaklığı ya da bileşenler arası parlaklık oranı bilinmeyen 19 sistem eksik veri nedeniyle listeden çıkartılmıştır.

2.1. Sistemlerin Sınıflandırılması

İzokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniği, bir çift yıldız sistemi bileşenlerinin, izokronların bulunduğu bir H-R diyagramı üzerinde işaretlenerek en uygun yaş çizgisine göre yaşının belirlenmesine dayanmaktadır. Bu nedenle bileşenlerinden bir ya da bir kaçı birden diyagram üzerinde işaretlenebilen sistemleri ayıklamak birinci adımdır.

Diyagramlar üzerinde en az iki bileşenin birlikte işaretlenebilmesi, sistemin yaşının daha doğru elde edilebilmesini sağlamaktadır. Katalogda yer alan CAB sistemlerinden bileşenler arası parlaklık oranı ve sıcaklıkları bilinen 80 sistem öncelikli olarak ele alınmıştır. Bu sistemler genellikle tayflarında her iki bileşenine ait çizgileri ayırt edilebilen çift çizgili sistemlerdir. Ancak tek çizgili olduğu halde, tutulma göstermeleri nedeniyle parlaklık oranı ve sıcaklıkları bilinen sistemler de çift çizgili gibi kabul edilmiştir.

Kimyasal kompozisyonu bilinen bir yıldızın etkin sıcaklık ve ışınım gücü ya da (B-V) ve M_v parametreleri duyarlı olarak bulunursa, yaşı da duyarlı olarak hesaplanabilir. Eğer yıldızın Z değeri gözlemlerle belirlenmiş değilse, Z'deki belirsizlik, diğer gözlem parametrelerindeki hatalara ek olarak bir belirsizlik getirecektir. Çünkü, tek bir yıldız her biri farklı Z değerleri için hesaplanmış izokron setleri üzerinde farklı yaş çizgileri üzerine oturabilir. Tek yıldızlar için ifade edilen bu olumsuzluk, çift yıldız üyesi olduğu halde, yoldaşı görülemeyen, tek çizgili çift yıldızlar için de söz konusudur. Tek bir bileşeninin parametreleri bilinen CAB sistemleri için de benzer bir biçimde yaş belirlenmiştir. Ancak elde edilen yaşlar için verilen belirsizlik bahsedilen bu olumsuz durumdan bağımsız olarak, gözlemsel hatalara göre hesaplanmış olan matematiksel belirsizliği içermektedir.

Tek çizgili sistemler sınıflamasına, tayflarında her iki bileşene ait çizgiler ayrı ayrı görülebildiği halde bileşenleri diyagramda aynı nokta üzerine düşen, yani aynı sıcaklık ve parlaklık değerine sahip olan ikiz yıldızlar ve yeterince çalışması olmadığından yoldaş bileşene ait parametreleri bilinmeyen sistemler de dahil edilmiştir.

3. Yaşların Belirlenmesi

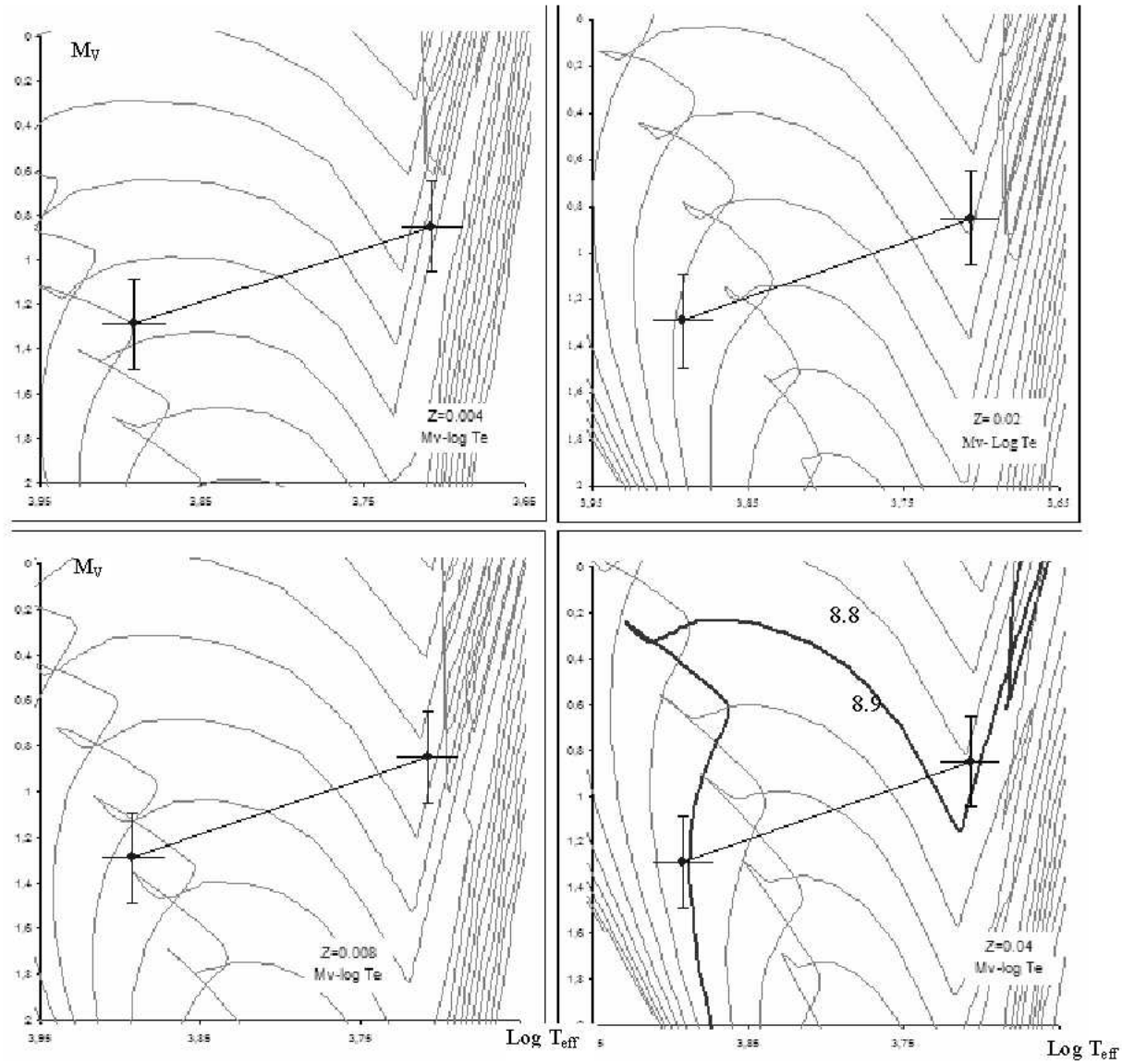
3.1. Çift Çizgili Sistemler

Bileşenler arası parlaklık oranı bilinen 80 CAB'den 30'u, izokronlarla yaş belirlenemeyen bölgeye düşmektedir. İzokron çizgileri özellikle anakol civarında oldukça yakın ve birbirine paralel durumdadır. Sistemlerin sıcaklık ve parlaklığının belirlenmesindeki gözlemsel hatalar da dikkate alındığında, bu bölgede bulunan yıldızların yaşları hakkında kesin bilgiler vermek mümkün değildir.

Her iki bileşeni de işaretlenebilen sistemlerde, bileşenlerin konumları hem elde edilen yaşı teyit etmekte hem de sistemin metal bolluğu hakkında bilgi vermektedir. Şekil 1'de örnek olarak DQ Leo'nun farklı metal bolluğuna sahip izokron setleri üzerindeki konumları gösterilmektedir. Sistemin her iki bileşenini birden tanımlayan en uygun izokron, Z=0.04 setinde mevcuttur. Farklı metal bolluğunu temsil eden izokron setlerinde böyle bir durum söz konusu olmadığından, her iki bilşeni de diyagramda doğru olarak işaretlenebilen sistemlerin yaşlarının yanı sıra metal bolluklarını da belirlemek mümkündür.

DQ Leo'nun literatürden bulunan metalisite değeri, Z=0.021'dir. Ancak sistemin bileşenlerinin M_v ve T_{eff} değerleri, dört farklı metalisite değeri için çizilmiş izokron setlerinin bulunduğu diyagramlara aktarıldığında sistemi en iyi tanımlayan izokronun Z = 0.04 olduğu

görülmüştür (Şekil 1). DQ Leo sisteminin bu izokron setlerinden bulunan yaşı 591 milyon ve hatası da %2.2'dir.



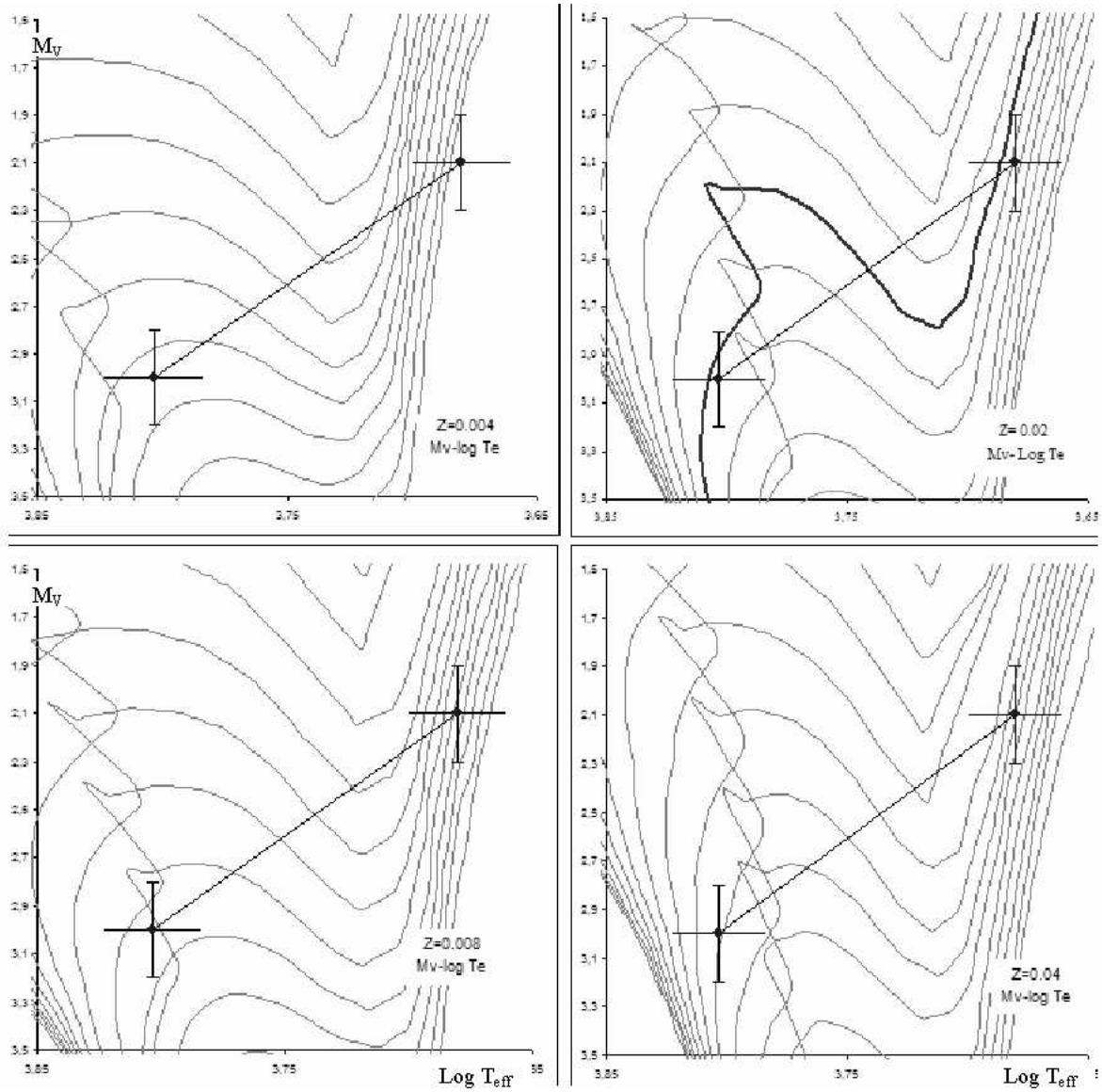
Şekil 1: DQ Leo sisteminin izokron setleri üzerindeki konumu. Sistemin yaşını veren izokron koyu renkle gösterilmiştir, izokronlar üzerindeki yaşlar logaritmiktir.

Tablo 1: İkinci alt gruptan yaşı iyi belirlenen sistemler

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Tutulma	R.H. Eğrisi	Metalisite Gözlemsel	Metalisite İzokron	İzokron Yaşı (yıl)	Yaştaki Belirsizlik (yıl)	Göreli Belirsizlik %
1	V965 Sco	158393	K0III+F2IV	30.969	Yok	+		0.04	$1.26\,10^9$	$0.02\,10^9$	1.56
2	RT CrB	139588	G5V+K0V	5.117	Var	+		0.02	$3.38\,10^9$	$0.06\,10^9$	1.62
3	DQ Leo	102509	A7IV+G7III	71.691	Yok	+	0.021	0.04	$5.91\,10^8$	$0.13\,10^8$	2.20
4	SZ Psc	219113	K1IV+F8V	3.965	Var	+	0.002	0.02	$3.98\,10^9$	$0.12\,10^9$	3.17
5	LX Per		F8V+G8IV-V	8.038	Var	+	0.006	0.008	$7.94\,10^9$	$0.41\,10^9$	5.17
6	Z Her	163930	K0IV+F5	3.993	Var	+	0.013	0.02	$3.98\,10^9$	$0.21\,10^9$	5.17
7	AE Lyn	65626	F8IV-V + G5IV	11.068	?	+	0.020	0.02	$2.19\,10^9$	$0.11\,10^9$	5.39
8	VV Mon		K0IV+G2IV	6.051	Var	+		0.02	$2.77\,10^9$	$0.16\,10^9$	5.99
9	CQ Aur	250810	F5V+K1IV	10.623	Var	+		0.04	$6.31\,10^9$	$0.49\,10^9$	7.77
10	Alf. Aur	34029	G1III+K0III	104.023	Yok	+	0.008	0.02	$5.27\,10^8$	$0.42\,10^8$	7.97

Sistemin her iki bileşenini de temsil edebilen izokron, sistemin yaşını vermektedir. Elde edilen yaştaki belirsizlik ise bileşenlerin izokron çizgisine olan uzaklığından elde edilmektedir. Parlaklık oranı bilinen sistemlerden 10 tanesinin elde edilen yaşlarındaki belirsizlik %10'un altındadır, bu sistemleri yaşı iyi bilinen sistemler olarak ayrı bir alt grupta topladık. Şekil 1'de örnek olarak verilen DQ Leo'yu da içeren bu alt gruptaki CAB'lerin elde edilen yaşları, ağır element bollukları ve yaşlardaki belirsizlikler Tablo 1'de listelenmiştir. Ayrıca tabloda sistemlerin tutulma gösterip göstermediklerine ve radyal hız eğrisinin çözümün yapılıp yapılmadığına dair açıklamalara da yer verilmiştir.

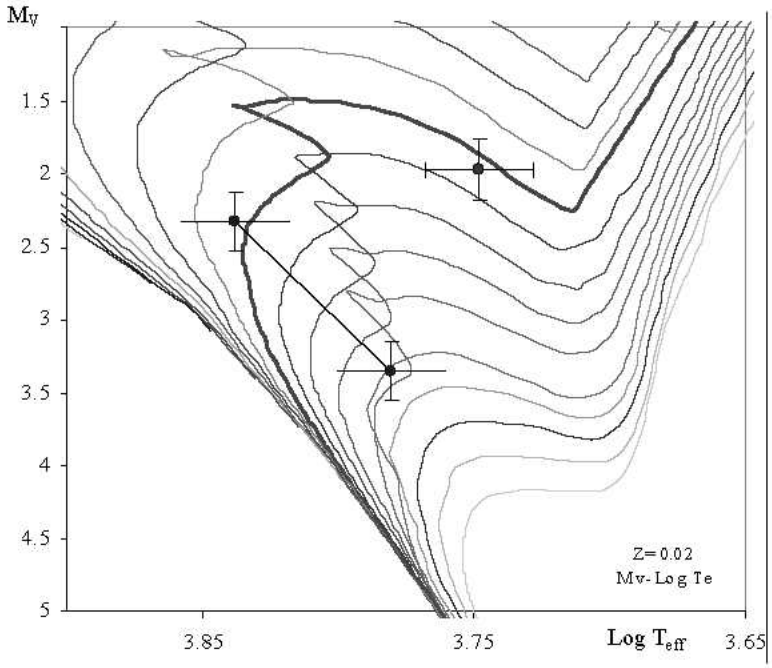
DQ Leo sistemine benzer olarak yaşı duyarlı bir biçimde belirlenen VV Mon'un bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları Şekil 2'de gösterilmiştir. VV Mon sistemi için literatürde herhangi bir Z değeri bulunamamıştır. Ancak buradaki yaş belirleme çalışmasında sistemin yaşı 2.770 milyar yıl ve metal bolluğu değeri de 0.02 olarak elde edilmiştir.



Şekil 2: VV Mon sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

Her iki bileşeni de diyagramlar üzerinde işaretlenebilen diğer sistemlerde elde eilen yaşların hatası %10-%60 arasındadır. Belirsizliklerin büyük olmasının temel sebebi, sistem

parametrelerinin duyarlılığının düşük olmasından ya da sistemin doğasından kaynaklanmaktadır. Hatası büyük olan sistemlere bir örnek olarak V819 Her'in izokron setleri üzerindeki konumu Şekil 3'te gösterilmiştir. V819 Her sistemi üç bileşenli bir sistemdir. V819 Her, F2 ve F8 tayf türünden olan bir ikili sistem bir de büyük yörüngede dolanan üçüncü bileşenden oluşmaktadır. Bunlardan F8 tayf türünden olan en sönük bileşenin parlaklığının yanlış hesaplanmış olması ihtimali yüksektir. Çünkü şekilden de görüldüğü gibi diğer bileşenler aynı izokron üzerinde bulunurken en sönük bileşen bu izokron üzerinde değildir. Bu sistemin yaşı belirlenirken en sıcak ve en soğuk olan parlak iki bileşen dikkate alınmıştır. Bu grupta bulunan sistemlere ilişkin bilgiler Tablo 2'de yer almaktadır.



Şekil 3: V819 Her sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

Tablo 2: Hatası %10-%60 arasında olan sistemler ve elde edilen yaşları.

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	Tutulma	R.H. Eğrisi	Metalisite Gözlemsel	Metalisite İzokron	İzokron Yaşı (yıl)	Yaştaki Belirsizlik (yıl)	Göreli Belirsizlik %
1	V1817 Cyg	184398	K2III-II+A2V	Yok	+	0.016	0.004	$8.83\,10^8$	$0.89\,10^8$	10.08
2	PW Her		K0IV+F8-G2	Var	+		0.02	$7.94\,10^9$	$0.81\,10^9$	10.29
3	CS Cet	6628	(G8-K1)III/IV+FV	Yok	+	0.001	0.008	$6.31\,10^9$	$0.68\,10^9$	10.87
4	TZ CrB	146361	F9V+G0V	Yok	+		0.04	$3.55\,10^9$	$0.41\,10^9$	11.61
5	epsilon UMi	153751	A8-F0V + G5III	Var	+	0.010	0.02	$2.51\,10^8$	$0.33\,10^8$	13.14
6	RZ Eri	30050	Am+K0IV	Var	+	0.003	0.04	$3.38\,10^9$	$0.50\,10^9$	14.79
7	V819 Her	157482	G8IV-III+(F2V+F8V)	Var	+	0.016	0.02	$1.59\,10^9$	$0.25\,10^9$	15.77
8	TZ Tri	13480	F5+K0III	?	+		0.02	$8.60\,10^8$	$1.40\,10^8$	16.29
9	BD+10 4514	202908	(F9V+G0V)+G1V	Yok	+		0.02	$5.01\,10^9$	$1.03\,10^9$	20.55
10	HK Lac	209813	K0III+FIV	?	+	0.008	0.008	$2.00\,10^9$	$0.41\,10^8$	20.55
11	BL CVn	115781	G5IV+K1III	Yok	+		0.02	$5.01\,10^9$	$1.03\,10^9$	20.55
12		57853	F9.5V+(K3V+K5V)	Yok	+	0.020	0.02	$7.94\,10^9$	$1.63\,10^9$	20.56
13	AP Psc	352	K2-4III+F	Var	+		0.004	$3.98\,10^9$	$0.82\,10^9$	20.57
14	eta And	5516	G8IV-III + G8IV-III	Yok	+	0.007	0.008	$1.00\,10^9$	$0.21\,10^9$	20.60
15	TW Lep	37847	F6IV+K2III	?	+	0.013	0.02	$1.59\,10^9$	$0.33\,10^9$	21.14
16	AI Phe	6980	~F7V+K0IV	Var	+	0.020	0.02	$3.98\,10^9$	$0.99\,10^9$	24.77

Tablo 2'nin devamı

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	Tutulma	R.H. Eğrisi	Metalisite Gözlemsel	Metalisite İzokron	İzokron Yaşı (yıl)	Yaştaki Belirsizlik (yıl)	Göreli Belirsizlik %
17	MM Her	341475	G2IV+K1IV	Var	+		0.008	$1.00\ 10^{10}$	$0.26\ 10^{10}$	25.89
18	SS Boo		G0V+K1IV	Var	+		0.02	$1.00\ 10^{10}$	$0.26\ 10^{10}$	25.89
19	GK Hya		F8V+G8IV	Var	+		0.04	$2.00\ 10^{9}$	$0.52\ 10^{9}$	25.91
20	KX Peg	212280	F5-F8V+G8IV	Var	+		0.04	$2.00\ 10^{9}$	$0.52\ 10^{9}$	25.91
21	BD+15 4053	191179	K0IV+G2IV	?	-	0.001	0.008	$3.98\ 10^{9}$	$1.16\ 10^{9}$	29.21
22	V792 Her	155638	F3V+K0III	Var	+	0.007	0.004	$1.59\ 10^{9}$	$0.49\ 10^{9}$	30.85
23	SS Cam		F6IV+K0IV	Var	+		0.02	$3.98\ 10^{9}$	$1.47\ 10^{9}$	36.90
24	V829 Cen	101309	G5V+K1IV	?	+	0.006	0.008	$7.94\ 10^{9}$	$2.93\ 10^{9}$	36.90
25	RU Cnc		F5IV+K1IV	Var	+		0.02	$3.16\ 10^{9}$	$1.17\ 10^{9}$	36.91
26	QX Ser	141690	((G2IV-V+M2V) +G5-8V)	Var	+	0.023	0.02	$6.31\ 10^{9}$	$3.69\ 10^{9}$	58.49
27	UV Leo	92109	G0V+G2V	Var	+	0.008	0.008	$1.00\ 10^{10}$	$0.58\ 10^{10}$	58.49

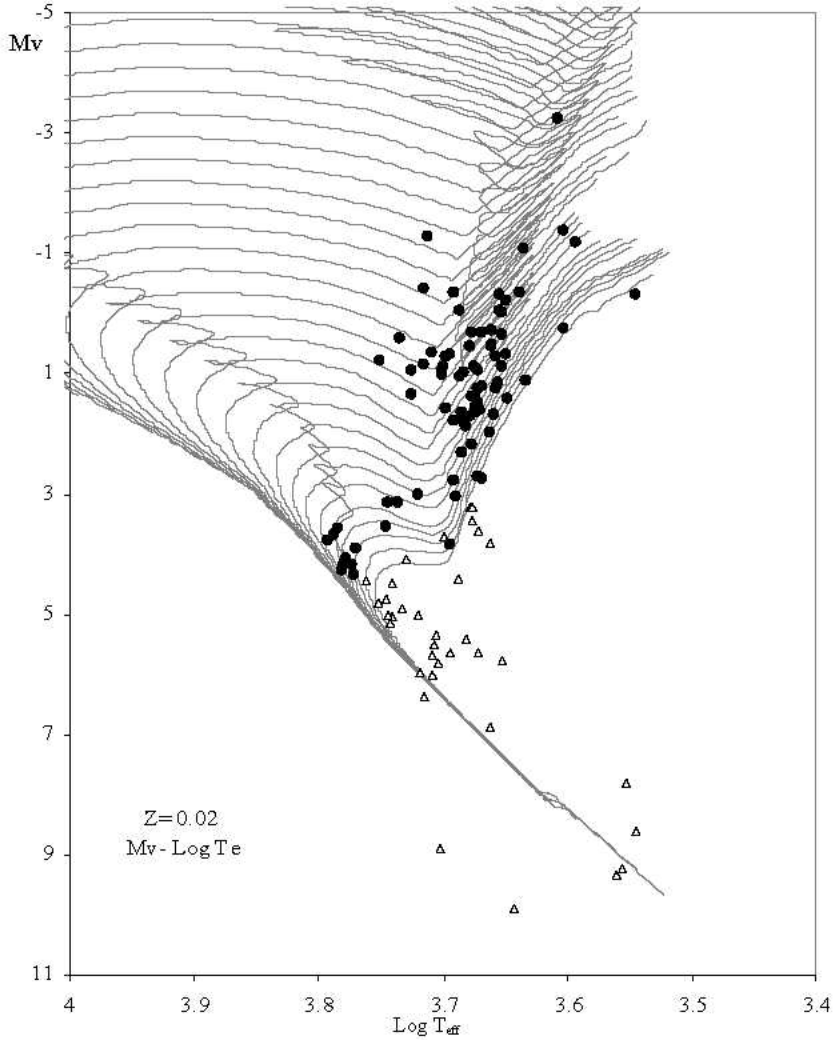
Parlaklık oranı bilinen sistemlerin üçüncü alt grubunda ise problemli sistemler yer almaktadır. Problemli sistemler sınıflamasına aldığımız 13 sistem için herhangi bir yaş belirlemek mümkün görünmemektedir. Bu sistemlerden BH Vir ve ER Vul, anakol üzerinde izokronların çok kalabalık olduğu bir bölgeye düşmektedir. Diğerlerinde ise sistemin yaşını belirlemeye engel benzer özellikler görülmektedir. Problemli sistemler ve problemleri Tablo 3'te listelenmiştir. Problemli sistemlerin yaşlarının belirlenememesinin nedeni, gözlemsel parametrelerindeki hatalar ya da izokronlar ile yaş belirleme tekniğinin eksikliği değildir. Bu sistemlerde, sıcak bileşeni temsil eden izokron çizgisi dikkate alındığında soğuk bileşen olması gerekenden daha soğuk ve daha sönüktür.

Tablo 3: Problemli Sistemler

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Gözlemsel Metalisite	Problem
1	BH Vir	121909	G0V+G2V	0.817	0.010	Anakol belirsizliği
2	ER Vul	200391	G0V+G5V	0.698		Anakol belirsizliği
3	CF Tuc	5303	G0V-IV + K4V-IV	2.798	0.003	Kütle transferi komplikasyonu
4	UX Ari	21242	K0IV+G5V	6.437	0.001	Kütle transferi komplikasyonu
5	V711 Tau	22468	K1IV+G5IV	2.838	0.005	Kütle transferi komplikasyonu
6	RZ Cnc	73343	K1III+K4III	21.643	0.006	Kütle transferi komplikasyonu
7	RS CVn	114519	F4IV+G9IV	4.798	0.003	Kütle transferi komplikasyonu
8	BH CVn	118216	F2IV+K2IV	2.613	0.003	Kütle transferi komplikasyonu
9	MS Ser	143313	K2IV-III+G8V	9.015		Kütle transferi komplikasyonu
10	WW Dra	150708	G2IV+K0IV	4.630		Kütle transferi komplikasyonu
11	RS UMi		G0+G-K	6.169		Kütle transferi komplikasyonu
12	RW UMa		F9V+K1IV	7.328	0.002	Kütle transferi komplikasyonu
13	CF Tau	284137	G0	2.756		Kütle transferi komplikasyonu

3.2 Tek Çizgili Sistemler

Yalnızca bir bileşeni diyagram üzerinde işaretlenebilen 85 CAB sisteminin izokron setleri üzerindeki konumları Şekil 4'de gösterilmiştir. Şekilde üçgenler ile işaretlenen sistemler izokron çizgilerinin bulunmadığı ya da yıldızın parametrelerindeki hatalar da dikkate alındığında yaşının hesaplanamadığı bölgelere düşmektedir. Üçgenlerle gösterilen bu 35 sistem için herhangi bir yaş belirlenmemiştir. Bu gruptaki sistemler için elde edilen yaşlar Tablo 4'te listelenmiştir.



Şekil 4: Tek bileşeninin parametreleri bilinen sistemlerin izokronlar üzerindeki dağılımı. Üçgenlerle gösterilen sistemler için yaş belirlenmemiştir.

Tablo 4: Tek bileşeni bilinen sistemler ve yaşları

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Tutulma	R.H. Eğrisi	Metalisite Gözlemsel	Metalisite İzokron	İzokron Yaşı (yıl)	Yaştaki Belirsizlik (yıl)	Göreli Belirsizlik %
1	AY Cet	7672	G5III	56.824	Yok	+	0.008	0.008	$7.56\ 10^8$	$0.55\ 10^8$	7.27
2	BD+14 690	27691	F9V	4.000	Yok	+		0.02	$3.71\ 10^9$	$0.30\ 10^9$	8.09
3	V413 And	223971	A7V+G0III	50.115	Var	+		0.02	$7.62\ 10^8$	$0.65\ 10^8$	8.59
4	IN Com	112313	G5III-IV		Yok	+		0.02	$3.13\ 10^8$	$0.27\ 10^8$	8.69
5	XX Tri	12545	K0III	23.969	Yok	+		0.02	$1.84\ 10^9$	$0.20\ 10^8$	11.13
6	EL Eri	19754	G8III-IV	48.263	?	+	0.008	0.008	$1.41\ 10^9$	$0.16\ 10^9$	11.48
7	EI Eri	26337	G5IV+G0V	1.947	Yok	+	0.028	0.02	$4.47\ 10^9$	$0.51\ 10^9$	11.53
8	BD+04 532	21018	G5III	287.201	?	+	0.010	0.02	$1.78\ 10^8$	$0.20\ 10^8$	11.53
9	SZ Pic	39917	K0IV/III+G3IV/III		Yok	-	0.004	0.004	$1.12\ 10^9$	$0.13\ 10^9$	11.59
10	BQ CVn	112859	G8IIIp		?	-		0.02	$1.12\ 10^9$	$0.13\ 10^9$	11.59
11	UV CrB	136901	K2III	18.667	?	+	0.008	0.008	$1.12\ 10^9$	$0.13\ 10^9$	11.59
12	TY Pic	42504	G8III+F	106.800	Yok	+	0.008	0.008	$1.00\ 10^9$	$0.11\ 10^9$	11.60
13	LN Peg		G8V+K5V	1.844	?	+	0.006	0.008	$3.98\ 10^9$	$0.46\ 10^9$	11.60
14	V2253 Oph	152178	K0III	314.470	?	+		0.02	$3.16\ 10^8$	$0.36\ 10^8$	11.61
15	V642 Mon		G9IV		?	-		0.02	$3.16\ 10^9$	$0.36\ 10^9$	11.61
16	FG Uma	89546	G9III	21.360	?	+	0.006	0.008	$1.59\ 10^9$	$0.18\ 10^9$	11.61

Tablo 4'ün devamı

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Tutulma	R.H. Eğrisi	Metalisite Gözlemsel	Metalisite İzokron	İzokron Yaşı (yıl)	Yaştaki Belirsizlik (yıl)	Göreli Belirsizlik %
17	BD+44 2760	161570	G7III	45.623	?	+		0.02	$6.76\ 10^{8}$	$0.78\ 10^{8}$	11.61
18	V832 Her	155989	G5III	122.560	Yok	+		0.02	$7.08\ 10^{8}$	$0.82\ 10^{8}$	11.61
19	LZ Vel	86005	K4III+K1/2III		?	-	0.013	0.02	$7.08\ 10^{7}$	$0.82\ 10^{7}$	11.61
20	AS Cap	205249	K1III	49.137	?	+	0.026	0.02	$7.08\ 10^{8}$	$0.82\ 10^{8}$	11.61
21	VX Pyx	72688	K0II+F6IV	45.130	Yok	+	0.026	0.02	$5.01\ 10^{8}$	$0.58\ 10^{8}$	11.61
22	V510 Per	19942	G5IV	45.779	?	+		0.02	$7.13\ 10^{8}$	$0.82\ 10^{8}$	11.61
23	ZI 498	39937	F7IV		?	+	0.020	0.02	$5.62\ 10^{8}$	$0.65\ 10^{8}$	11.61
24	V832 Ara	165141	G8III+WD	5200.0	Yok	+	0.007	0.008	$5.62\ 10^{8}$	$0.65\ 10^{8}$	11.61
25	BD+40 2194	80492	K0III	23.853	?	+		0.02	$7.94\ 10^{8}$	$0.92\ 10^{8}$	11.62
26	AT Cap	195040	K2III+F?	23.206	Yok	+		0.02	$7.94\ 10^{8}$	$0.92\ 10^{8}$	11.62
27	KU Peg	218153	G9-K0II-III	1411.000	?	+		0.02	$1.78\ 10^{9}$	$0.20\ 10^{9}$	11.64
28	lamda And	222107	G8III-IV	20.521	Yok	+	0.006	0.008	$2.00\ 10^{9}$	$0.41\ 10^{9}$	20.55
29	UV For	10909	K0IV	30.107	?	+	0.008	0.008	$5.01\ 10^{9}$	$1.16\ 10^{9}$	23.14
30	YZ Men	34802	K1IIIp	19.310	Yok	+	0.004	0.004	$5.01\ 10^{9}$	$1.16\ 10^{9}$	23.14
31	EE UMa	99967	K2IIICN-1	74.873	?	+		0.02	$5.01\ 10^{8}$	$1.16\ 10^{8}$	23.14
32	HU Vir	106225	K2III+F1V?	10.388	Yok	+	0.002	0.004	$5.01\ 10^{8}$	$1.16\ 10^{8}$	23.14
33	DW Leo	90385	G8III	99.850	?	+		0.02	$5.01\ 10^{9}$	$1.16\ 10^{9}$	23.15
34	BD+02 2705	118981	F9V+K0V	14.495	?	+	0.014	0.02	$5.01\ 10^{9}$	$1.16\ 10^{9}$	23.15
35	V361 Pup	54579	G0		?	-	0.010	0.02	$7.08\ 10^{9}$	$1.64\ 10^{9}$	23.17
36	zeta And	4502	K1III	17.769	?	+	0.006	0.008	$1.26\ 10^{9}$	$0.29\ 10^{9}$	23.17
37	BD Cet	1833	K1III+F	35.100	?	+	0.006	0.008	$1.26\ 10^{9}$	$0.29\ 10^{9}$	23.19
38	V492 Per	28591	K1III	21.289	?	+	0.011	0.02	$1.26\ 10^{9}$	$0.29\ 10^{9}$	23.19
39	IS Vir	113816	K2III	23.655	Yok	+	0.016	0.02	$1.26\ 10^{9}$	$0.29\ 10^{9}$	23.19
40	V764 Cen	118238	K2IIIp	27.740	Yok	+	0.015	0.02	$1.26\ 10^{9}$	$0.29\ 10^{9}$	23.19
41	V1971 Cyg	193891	K0III	38.787	?	+		0.02	$1.26\ 10^{9}$	$0.29\ 10^{9}$	23.19
42	BM Cam	32357	K0III	80.898	?	+	0.008	0.008	$1.00\ 10^{9}$	$0.23\ 10^{9}$	23.20
43	GT Mus	101379	K4III+	61.448	?	+	0.010	0.02	$1.00\ 10^{9}$	$0.23\ 10^{9}$	23.20
44	BF Psc	9313	K0	53.504	?	+		0.02	$1.00\ 10^{10}$	$0.23\ 10^{10}$	23.20
45	V1197 Ori	38099	K4III	143.040	?	+		0.02	$1.00\ 10^{10}$	$0.23\ 10^{10}$	23.20
46	FR Boo	122767	K0III	1189.180	?	+		0.02	$1.00\ 10^{10}$	$0.23\ 10^{10}$	23.20
47	V846 Her	148405	G6III	52.453	?	+		0.02	$1.00\ 10^{9}$	$0.23\ 10^{9}$	23.20
48	BM Lyn	62668	KOIII	69.323	Var	-		0.02	$2.00\ 10^{9}$	$0.46\ 10^{9}$	23.21
49	V1764 Cyg	185151	K1III+F	40.142	Yok	+	0.006	0.008	$2.00\ 10^{9}$	$0.46\ 10^{9}$	23.21
50	V2075 Cyg	208472	K0III	22.623	?	+		0.02	$2.00\ 10^{9}$	$0.46\ 10^{9}$	23.21
51	V826 Her	161832	K3III	99.557	?	+		0.02	$1.59\ 10^{9}$	$0.36\ 10^{9}$	23.22
52	omi Dra	175306	G9III	138.420	Yok	+	0.006	0.008	$1.59\ 10^{9}$	$0.36\ 10^{9}$	23.22
53	BD+39 4529	203454	F8V+~K5V	3.243	Yok	+	0.011	0.02	$3.55\ 10^{9}$	$0.82\ 10^{9}$	23.22
54	LU Hya	71071	K1IV	16.537	?	+	0.020	0.02	$8.91\ 10^{9}$	$2.07\ 10^{9}$	23.22
55	V403 Aur	39743	G8III	83.200	Yok	+		0.02	$8.91\ 10^{8}$	$2.07\ 10^{8}$	23.22
56	V4138 Sgr	181809	K0III-IV	13.047	Yok	+	0.016	0.02	$1.78\ 10^{9}$	$0.41\ 10^{9}$	23.23
57	BD+28 1600	71028	K0III		?	-		0.02	$1.58\ 10^{9}$	$0.36\ 10^{9}$	23.23
58	V344 Pup	61245	K1IV/III	11.761	Yok	+	0.008	0.008	$3.98\ 10^{9}$	$0.92\ 10^{9}$	23.24
59	FF Uma	82286	K0IV+K0IV		Var	-		0.02	$3.98\ 10^{9}$	$0.92\ 10^{9}$	23.24
60	DK Dra	106677	K1III+K1III	64.440	Yok	+	0.003	0.02	$3.98\ 10^{9}$	$0.92\ 10^{9}$	23.24
61	IL Com	108102	F8V+F8V	0.962	?	+	0.013	0.02	$3.98\ 10^{9}$	$0.92\ 10^{9}$	23.24
62	BU Cet	3196	(F7V+) G4V	2.082	Yok	+	0.020	0.02	$3.98\ 10^{9}$	$0.92\ 10^{9}$	23.24
63	CL Cam	33363	K0III	20.869	Yok	+		0.02	$2.82\ 10^{9}$	$0.65\ 10^{9}$	23.24
64	IT Com	118234	K0III	59.054	Yok	+	0.013	0.02	$2.82\ 10^{9}$	$0.65\ 10^{9}$	23.24
65	IL Hya	81410	K1/2III/IV+G5V/IV	12.905	Yok	+	0.006	0.008	$3.16\ 10^{9}$	$0.73\ 10^{9}$	23.24
66	V1149 Ori	37824	K0III	53.575	Yok	+	0.020	0.02	$2.51\ 10^{9}$	$0.58\ 10^{9}$	23.25
67	IN Vel	83442	K2IIIp	52.270	Yok	+	0.021	0.02	$2.51\ 10^{9}$	$0.58\ 10^{9}$	23.25
68	V4139 Sgr	182776	K2-3 III	45.180	?	+	0.017	0.02	$2.51\ 10^{9}$	$0.58\ 10^{9}$	23.25
69	BN Mic	202134	K1IIIp	63.090	?	+	0.017	0.02	$2.51\ 10^{9}$	$0.58\ 10^{9}$	23.25

Tablo 4'ün devamı

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Tutulma	R.H. Eğrisi	Metalisite Gözlemsel	Metalisite İzokron	İzokron Yaşı (yıl)	Yaştaki Belirsizlik (yıl)	Göreli Belirsizlik %
70	V350 Lac	213389	K2IV-III	17.755	Yok	+	0.008	0.008	$2.51\ 10^9$	$0.58\ 10^9$	23.25
71	AZ Psc	217188	K0III	47.121	Yok	+	0.014	0.02	$2.51\ 10^9$	$0.58\ 10^9$	23.25
72	BC Psc	28	K0IIIb	72.930	?	+	0.010	0.02	$3.57\ 10^9$	$0.83\ 10^9$	23.25
73	BQ Hyi	14643	K0IV-III + G4IV	18.379	Var	+	0.020	0.02	$2.51\ 10^9$	$0.58\ 10^9$	23.25
74	TZ Col	39576	G1V		Yok	-		0.02	$7.94\ 10^9$	$1.85\ 10^9$	23.29
75	TZ Pic	46697	K2III+K0IV?	13.637	Yok	+	0.008	0.008	$7.94\ 10^9$	$1.85\ 10^9$	23.29
76	BM CVn	116204	G8III	20.625	Yok	+	0.013	0.02	$7.94\ 10^9$	$1.85\ 10^9$	23.29
77	BD+36 2368	116378	G5V	17.764	?	+		0.02	$6.31\ 10^9$	$1.47\ 10^9$	23.30
78	V4091 Sgr	190540	K0III	16.887	?	+	0.008	0.008	$6.31\ 10^9$	$1.47\ 10^9$	23.30
79	BD+42 1790	65195	G5III+dF	37.900	?	+		0.02	$6.31\ 10^8$	$1.47\ 10^8$	23.30
80	BD+17 4009	184591	F/K0III		?	-		0.02	$5.62\ 10^8$	$1.31\ 10^8$	23.30
81	FK Uma		G1IV-V	6.572	Yok	+	0.020	0.02	$5.62\ 10^9$	$1.31\ 10^9$	23.30
82	CD-59 4623	114630	G0V+G0V	4.233	Olabilir	+	0.010	0.02	$7.94\ 10^9$	$1.85\ 10^9$	23.30
83	LS TrA	137164	K2IV+K2IV	49.431	?	+	0.006	0.008	$7.94\ 10^9$	$1.85\ 10^9$	23.30
84	V1379 Aql	185510	K0III+sdB	20.662	Var	+	0.010	0.02	$2.00\ 10^9$	$0.52\ 10^9$	25.86
85	BH Ind	204128	K1IIICNIVp	22.349	?	+	0.019	0.02	$7.08\ 10^9$	$3.28\ 10^9$	46.33

4. Tartışma

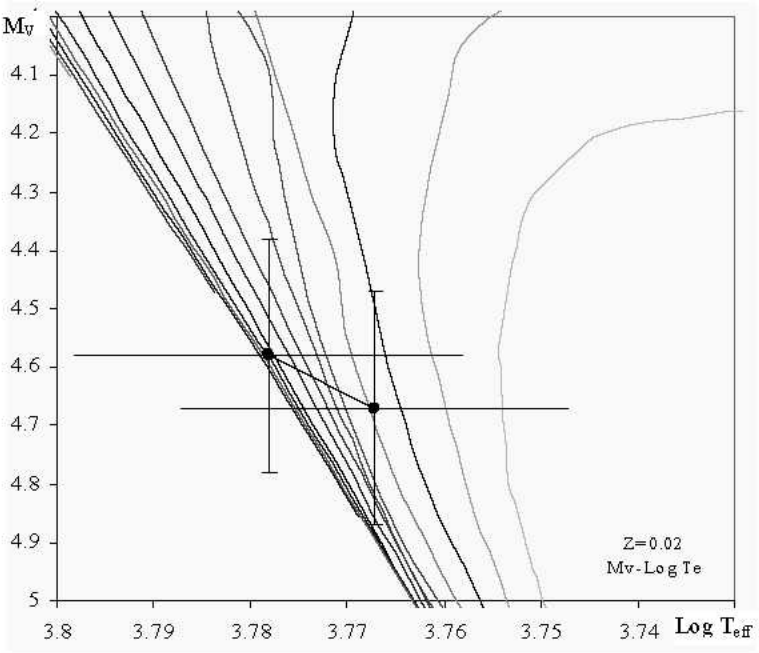
4.1. Problemli Sistemler

Problemli sistemler olarak sınıflandırılan yıldızların yaşının belirlenememesinin nedeni, sistemlerin gözlemlerden elde edilen parametrelerindeki hatalar ya da verilerinin eksik olması değildir. Bir çoğu tutulma gösteren, dikkatli çalışılmış çok verisi olan bu sistemlerin her iki bileşeninin parlaklığı ve parlaklık oranları, etkin sıcaklıkları çok iyi bilinmesine rağmen, H-R diyagramında bileşenlerin konumları, izokron yaşı belirlemeye uygun değildir.

Tayfsal çalışmalarından ve ışık eğrilerinden henüz anakolda G0V+G2V ve G0V+G5V tayf türünden olduğu belirlenen BH Vir ve ER Vul sistemlerinin bileşenleri, anakol üzerinde izokronların sıkışık olduğu, yani belirsizliğin yaş hesaplamaya engel olduğu bölgeye düşmektedir. BH Vir'in bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları temsil eden Şekil 5'te hemen hemen paralel, çok sayıda izokron çizgisinin birbirine çok yakın olduğu görülmektedir. BH Vir'in bileşenlerinin konumlarındaki hata barlarının getirdiği belirsizlik ile, sistem için hangi izokronun en uygun olduğunu belirlemek mümkün değildir.

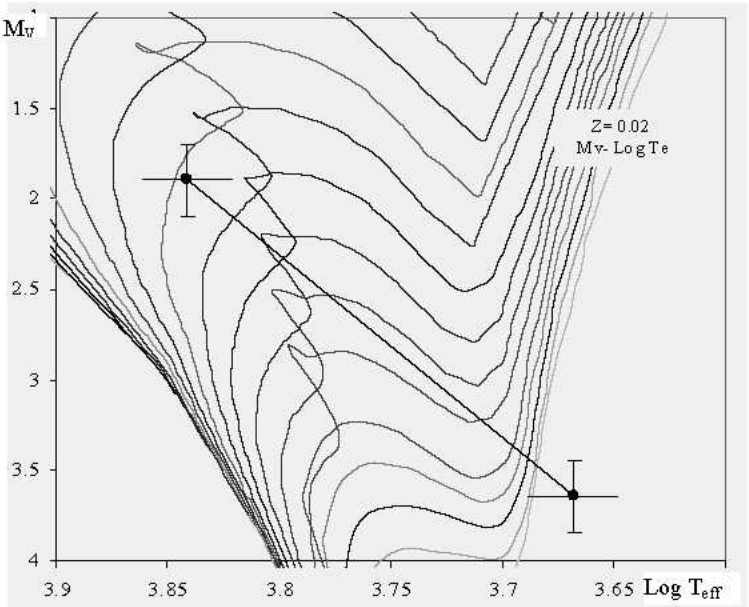
Anakol dışında, izokronların benzer şekilde paralel ve çok kalabalık olduğu bölge, asimtotik devler kolu olarak adlandırılan, anakol sonrasında kabukta hidrojen yanmasının da nispeten yavaşlamasının ardından, dış konvektif katmanın derinliğinin artmaya başladığı, yıldız yüzeyinin en soğuk ve en sönük olduğu noktadan, helyum yanmasının başladığı evreye kadar olan, asimtotik devler kolu olarak adlandırılan bölgedir. Ancak bu bölgedeki belirsizlikler, anakoldaki belirsizliler kadar büyük değildir. Bunun iki nedeni vardır. Birincisi, bu bölgeye kadar evrimleşmiş bir bileşeni olan sistemlerde, diğer bileşenin izokronlarla yaşı belirlenebilecek bölgelere evrimleşmiş olma ihtimali büyüktür. İkincisi, her iki bileşeni de asimtotik devler bölgesinde olan sistemler için hesaplanan yaşın belirsizliği, her zaman yaşın değerinden küçüktür.

Evrimin ileri aşamalarındaki daha kütleli bileşen, anakol sonrası aşamalarda her zaman evrimde geride olan bileşene göre daha soğuktur. Daha soğuk olan bu bileşen ancak asimtotik devler kolunda yeterince yükseldikten sonra, evrimde geride olan bileşene göre parlak hale gelebilir.



Şekil 5: BH Vir sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları

Problemli sistemlerin listelendiği Tablo 3'te her iki bileşeni anakolda olan BH Vir ve ER Vul dışındaki sistemlerin hemen hemen hepsinde soğuk bileşen evrimleşmiş bileşendir. Bu sistemlerde dikkat çeken bir durum, bileşenlerden bir tanesi asimtotik devler koluna evrimleşmiş olsa bile, sıcak bileşenin konumuna uygun olan izokron dikkate alındığında daima olması gerekenden daha soğuk ve daha sönüktür. Benzer bir biçimde, henüz anakolun hemen sonrasındaki evrim aşamasında dahi, daha ileri evrim aşamasındaki bileşen beklenenden sönük ve soğuktur. Yüzey etkin sıcaklığına bakıldığında, asimtotik devler kolunda olduğu halde, daha az kütleli bileşene göre daha sönük olan sistemlere bir örnek olarak Şekil 6'da gösterilen BH CVn verilebilir.



Şekil 6: BH CVn sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları

RS CVn sistemleri arasında bazılarının soğuk bileşeninin beklenenden sönük olduğuna Popper ve Ulrich [5] çalışmasında da dikkat çekilmiştir. Bu durumun bir muhtemel sebebi, bileşenler arasındaki kütle transferi olabilir.

Çift yıldızların evrim modellerinde ([9], [10]) tasvir edilmiştir ki, evrimde ileri bileşen, yörünge ve yörünge boyutları uygun olduğunda, Roche lobunu doldurduğu takdirde daha az kütleli bileşene kütle aktarmaya başlar. Yine yörünge dinamiklerinden ([11], [12]) biliyoruz ki büyük kütleli bileşen küçük kütleli bileşene kütle aktardığında, yörünge dolanım periyodu kısalır. Bu da yörüngenin, dolayısıyla Roche loplarının boyutlarının küçülmesi anlamına gelir. Yıldızın evrimleştikçe yarıçapının büyümesi ve kütle aktarımı nedeniyle Roche lobunun giderek küçülmesi, sistemdeki kütle aktarımını hızlandırır. Yani bu ilk kütle aktarım evresi çok hızlı gerçekleşir. Kısa sürede her iki bileşenin kütlesi eşitlenir ve bundan sonra kütle aktarımı devam ederse, yörünge periyodu büyür. Yörünge periyodunun büyümesi aynı zamanda yörünge boyutlarının ve bileşenlerin Roche loblarının büyümesi anlamına gelir. Evrimde ileri durumda bulunan bileşenin içinde olduğu Roche lobunun büyümesi ile kütle aktarımı sona erer. Sistemin evrimleştikçe yarıçapının artması ile Roche lobunu yeniden doldurması durumuna kadar bir kütle transferi söz konusu olmaz. Bu yüzden, kütlelerin eşitlenmesinden sonraki aşamada küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımı çok daha yavaş gerçekleşir. Kütle transferinin devam etmesine bağlı olarak evrimde ileri bileşen daha küçük kütleli hale gelebilir. Karşılaştırma bakımından, Tablo 5'te kütle aktarımı komplikasyonu gösterdiği düşünülen sistemlerin sıcaklık, yarıçap, parlaklık ve kütleleri listelenmiştir.

Tablo 5: Kütle aktarımı komplikasyonu gösterdiği düşünülen sistemler ve parametreleri

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Teff sıcak/soğuk ^{o}K	R sıcak/soğuk $R_{\odot}$	Mv sıcak/soğuk	Kütle sıcak/soğuk $M_{\odot}$
1	CF Tuc	5303	G0V-IV+K4V-IV	2.798	5900/4500	1.53/4.29	3.34/4.03	1.03/1.17
2	UX Ari	21242	K0IV+G5V	6.437	5678/5048	1.11/5.78	4.32/3.3	1.1/0.95
3	V711 Tau	22468	K1IV+G5IV	2.838	5400/4800	1.76/3.8	3.764/4.89	1.14/1.45
4	RZ Cnc	73343	K1III+K4III	21.643	4600/4365	10.2/12.2	2.03/1.97	3.20/0.54
5	RS CVn	114519	F4IV+G9IV	4.798	6700/4836	1.99/4	3.49/3.56	1.37/1.44
6	BH CVn	118216	F2IV+K2IV	2.613	6938/4660	3.1/3.27	1.897/3.644	1.05/0.42
7	MS Ser	143313	K2IV-III+G8V	9.015	5500/4600	1/3.5	3.78/5.06	0.86/0.71
8	WW Dra	150708	G2IV+K0IV	4.630	5880/4650	2.3/3.9	3.31/4.13	1.36/1.34
9	RS UMi		G0+G-K	6.169	5940/4420	1.78/3.89	2.183/2.088	1.26/1.23
10	RW UMa		F9V+K1IV	7.328	5950/4400	2.31/4.24	2.49/3.59	1.56/1.49
11	CF Tau	284137	G0	2.756	5660/4590	1.56/2.38	4.10*/4.48*	1.11/?

Bu sistemler incelendiğinde, tamamında soğuk bileşenin daha büyük yarıçapa sahip olduğu görülmektedir. Bir çoğunda, soğuk bileşen diğerinden daha sönüktür. Bu sistemlerin bileşenleri izokron setlerinde işaretlendiğinde, hepsinde evrimsel olarak daha ileri aşamadaki yıldızın izokrona göre beklenenden daha sönük olduğu gözlenmektedir. Bu tez çalışmasında, bahsedilen bu özellikler kütle aktarımı komplikasyonu olarak nitelendirilmiştir. Kütle aktaran bileşen üst katmanlarını yeterince kaybedince merkezindeki basınç ve sıcaklık azalır. Basınç ve sıcaklığın azalması ile birlikte enerji üretimi de azalır. Azalan enerji üretimi, bu bileşenin ışınım gücünün küçük olmasına neden olur.

Ancak, etki bu kadarla da sınırlı değildir. Üstüne kütle alan bileşen, kütlenin artması sebebi ile, tıpkı anakoldaki daha kütleli sistemlerin merkezi basınç ve sıcaklıklarının da

yüksek olması gibi, daha yüksek merkezi basınç ve sıcaklık değerlerine sahip olur. Artan iç basınç ve sıcaklık, enerji üretimini ve dolayısıyla kütle alan bileşenin ışınım gücünü arttırır.

Kısaca özetlersek, kütle transferi başlayana kadar, tek yıldız gibi evrimleşen bileşenler, sistemin yaşını temsil eden izokron üzerinde oldukları halde, kütle transferinin başlaması ile birlikte değişen ışınım güçlerine göre diyagramda birden bire yer değiştirirler. Bunun sonucunda, evrimde ileri yıldız daha sönük, geri olan yıldız ise daha parlak hale gelir ve izokron setleri üzerinde sistemin yaşını temsil edecek uygun bir izokron bulmak imkansız olur.

Bu sistemlerden UX Ari, RZ Cnc ve BH CVn ile ilgili ışık eğrisi analizi çalışmalarından sistemlerin kütle aktardığı tespit edilmiştir. UX Ari için Huenemoerder ve ark. [13], RZ Cnc için Olson [14] ve Cester ve ark. [15], BH CVn için ise Schrijver ve Zwaan [16] çalışmalarında kütle transferinin olduğu belirtilmiştir. Ayrıca CF Tuc için Andres ve ark. [17], V711 Tau için Frasca ve Lanza [18] ve RS UMi için Popper [19], sistemin dolanma dönemlerinde bir değişimin söz konusu olduğunu kaydetmişlerdir. Bu çalışmalar, kütle aktarım komplikasyonu gösterdiğini düşündüğümüz sistemler için elde ettiğimiz bulguları destekler niteliktedir.

Bu şekilde kütle aktarımı komplikasyonu gösteren sistemlerin standart izokronlardan ya da evrim çizgilerinden yaşlarını bulabilmek mümkün değildir. Bu tür sistemlerin yaşlarının ancak ve ancak sisteme özel olarak hesaplanmış evrim modelleri ile hesaplanması mümkün olabilir. Bu özel evrim modellerinde, sistemin periyodu, boyutu ve dolayısıyla aktarılan kütle miktarına göre sistemde meydana gelecek değişiklikler ve bu değişikliklere bağlı olarak H-R diyagramındaki konumu teorik olarak belirlenir. Sistemin gözlenen değerlerine göre bu özel evrim çizgileri kullanıldığında bu sistemin yaşı belirlenebilir.

Kütle transferi aşamasından geçmiş sistemlerin izokronlar yardımıyla yaşını belirlemek mümkün olmasa da, bu tür sistemleri belirlemek için izokronlar kullanılabilir.

4. Sonuç

Orijinleri aynı, yani açık ve küresel küme yıldızları gibi, yıldızlar arası ortamda aynı gaz ve toz bulutundan aynı zamanda oluşmuş sistemlerin yaşını bulmakta kullanılan, izokronlar ile yaş belirleme tekniği, aktif kromosferli çift (CAB) yıldızlara başarı ile uygulanmıştır. 10 tane CAB sisteminin yaşı %10 göreli belirsizlikten daha iyi olacak şekilde belirlenebilmiştir.

İzokronlar ile yaş belirleme tekniği, çift yıldız bileşenlerinin geçmişte aynı zamanda ve aynı gaz ve toz bulutundan oluşması varsayımına dayanmaktadır. İhtimal olarak çok küçük de olsa, galaksimiz içinde, yıldız çarpışmaları sonucu, farklı orijindeki iki farklı yıldız bir çift yıldız oluşturabilir. Bu ihtimali teorik olarak hesaplamak mümkündür ancak, bu hesaplama bu tezin amacının dışındadır. Böyle çift yıldız sistemlerinden izokronlar ile yaş belirlenemez. Çünkü, kütlesi ve kimyasal kompozisyonu farklı iki yıldızın aynı yaşta olması halinde bile tek bir izokron üzerine oturması mümkün değildir.

Aynı orijinden gelme ve aynı yaşta olma ön şartı, izokronların doğru sonuç vermesi için yeterli değildir. Doğru yaş bulmanın ikinci ön şartı da, çift yıldız bileşenlerinin, yakın çift yıldızlarda sıkça görülebilen kütle aktarımı aşamasından geçmemiş olmasıdır. Bunun nedeni, izokronların tek yıldız evrim modellerine uygun olarak hesaplanan evrim yollarından elde edilmiş olmasıdır. Bu durumda, sistemin her bir bileşeni tek yıldız gibi evrimleşmelidir ki, izokronlardan sistem için bir yaş belirlenebilsin. Çift yıldız evriminin herhangi bir aşamasında bileşenlerden birinin diğerinin üzerine kütle aktarması, kütle kaybeden ve kütle kazanan her iki bileşenin de H-R diyagramındaki konumunun değişmesine yol açar. Kütlenin değişmesi, yıldızın iç yapısını değiştirecek, bu da doğrudan çekirdek içindeki enerji üretiminin ve ışınım gücünün değişimine sebep olacak ve dolayısıyla bileşenlerin diyagram üzerindeki konumları, sistemin yaşını veren izokrondan farklı olacaktır.

Bütün bu şartlar sağlansa bile, izokronlar ile yaş belirleme tekniğinin doğru sonuç vermesi, bileşenlerin parlaklık oranlarının ve etkin sıcaklık veya renklerinin doğru belirlenmiş olmasına da bağlıdır. Bileşenlerin H-R diyagramı üzerindeki konumuna bağlı belirsizlikler, doğru yaş izokronunun bulunmasını zorlaştırabilir. Bu da yaş izokronundaki belirsizlik anlamına gelir. Her bir bileşenin konumundaki belirsizlikler, doğrudan izokron yaşındaki belirsizliklere yansımaz. Tek bir yıldız için yaşta büyük hata getiren belirsizliğe sahip çift yıldız bileşenleri, tek bir izokron çizgisi üzerine oturuyorsa, yaştaki belirsizlik büyük oranda azalabilir. Bu çalışmada elde edilen izokron yaşlarındaki belirsizlikler, her bir bileşenin diyagram üzerindeki konumuna ait belirsizlikten değil, bileşenlerin yaş izokronundan sapmalarına göre belirlenmiştir.

Çift yıldız bileşenlerinin kütle farkı büyük ise, kütleli bileşen diğerine göre çok daha hızlı evrimleşecektir. Bu durumda, bileşenler arasındaki parlaklık farkı, sönük yıldızın sistemin toplam parlaklığına katkısının hesaplanabilmesine olanak vermeyecek kadar büyük olabilir. Sönük yıldızı görülemeyen bu tür çift yıldızlar tablolarda SB1 sembolü ile işaretlenmiştir.

SB1 sistemler kütle aktarımı aşamasından geçmemiş ise, sistemin görünen bileşeni tek yıldız gibi düşünülebilir. Ancak bu halde, bu yıldızın konumundaki belirsizlik, doğrudan izokron yaşındaki belirsizliğe etki eder. Bununla beraber, yıldız anakol ya da asimtotik devler kolu gibi, izokronların kalabalık ve sıkışık olduğu bir bölgeye düşerse, elde edilen yaştaki belirsizlik çok daha büyük olmaktadır. Bu nedenle SB1 sistemlerin izokron yaşları, her iki bileşeni de görülebilen SB2 sistemlerinin yaşlarına oranla daha büyük hatalar içermektedir.

SB1'lerde yalnızca tek bir bileşenin görünüyor olması, sistemin kütle aktarım evresinden geçip geçmediğini belirlememizi olanaksız kılar. Bu da, yıldızın mutlak parlaklık ve sıcaklığındaki belirsizliklere ek bir belirsizlik oluşturur. Bu etkiler göz önüne alındığında, tek bir bileşeni görülen sistemlerin izokronlardan elde edilen yaşı, herhangi bir sisteme üye olmayan tek bir yıldız için elde edilen yaştan daha belirsizdir.

Elde edilen yaşların doğruluğunun test edilmesi bakımından, izokronlar yardımı ile yaşlarını en küçük belirsizliklerle hesapladığımız 10 sistem için Tablo 12'de bir karşılaştırma yapılmıştır. Tabloda, sistemlerin izokron yaşlarının yanı sıra, Barrado ve ark. ([20], [21], [22]) çalışmalarında lityum bolluk analizlerinden elde edilen yaşlar verilmiştir.

Tablo 6: Yaşı iyi belirlenen sistemler için elde edilen sonuçların karşılaştırması

	Sistemin	HD	Tayf Türü	P dolanma	izokron	Relatif	Lityum yaşları			
No	Adı	numarası		(gün)	Yaşı	Belirsizlik	Sıcak	Belirsizlik	Soğuk	Belirsizlik
1	V965 Sco	158393	K0III+F2IV	30.969	$1.26\ 10^9$	1.56				
2	RT CrB	139588	G5V+K0V	5.117	$3.38\ 10^9$	1.62	$3.69\ 10^9$	13.12	$2.86\ 10^9$	6.46 [1]
3	DQ Leo	102509	A7IV+G7III	71.691	$5.91\ 10^8$	2.2	-		$9.39\ 10^8$	... [3]
4	SZ Psc	219113	K1IV+F8V	3.965	$3.98\ 10^9$	3.17	$3.13\ 10^9$	69.55	$2.24\ 10^9$	18.89 [1,2]
5	LX Per		F8V+G8IV-V	8.038	$7.94\ 10^9$	5.17				
6	Z Her	163930	K0IV+F5	3.993	$3.98\ 10^9$	5.17	$1.03\ 10^9$	33.17	$4.73\ 10^9$	7.14 [1,2]
7	AE Lyn	65626	F8IV-V + G5IV	11.068	$2.19\ 10^9$	5.39	$2.11\ 10^9$	10.57	$2.02\ 10^9$	13.08 [1,2]
8	VV Mon		K0IV+G2IV	6.051	$2.77\ 10^9$	5.99	$2.47\ 10^9$	50.20	$2.81\ 10^9$	20.71 [1]
9	CQ Aur	250810	F5V+K1IV	10.623	$6.31\ 10^9$	7.77	$1.16\ 10^9$	13.61	$1.03\ 10^9$	73.44 [1]
10	Alf. Aur	34029	G1III+K0III	104.023	$5.27\ 10^8$	7.97	$4.65\ 10^8$	8.39	$5.38\ 10^8$	14.13 [1]

[1] Barrado et al. (1994) [20], [2] Barrado et al. (1997) [21], [3] Barrado et al. (1998) [22]

V965 Sco ve LX Per sistemleri, Barrado'nun çalışmalarında yer almadığından, karşılaştırma yapma imkanı yoktur. Barrado'nun elde ettiği yaşlar için verdiği hata sınırları

dikkate alındığında, RT CrB, Sz Psc, Z Her, VV Mon ve Alfa Aur için önerdiği Li yaşları ile izokron yaşları, belirsizlik sınırları içinde, birbirlerini doğrular niteliktedir.

Barrado ve arkadaşları, çalışmalarında DQ Leo sistemi için herhangi bir belirsizlik önermemiştir. Griffin ve Griffin [23], DQ Leo sisteminin 71 günlük dolanma dönemine sahip olduğunu belirlemiş ve sistemin radyal hızlarının analizinden elde ettikleri sonuçlara göre sıcak bileşenin kütlesini 2 $M_{\odot}$ ve soğuk bileşenin kütlesini ise 2.1 $M_{\odot}$ olarak vermişlerdir. Ayrıca sistemlerin tayf türlerini de A7IV ve G7III olarak belirlemişlerdir. Schaller ve ark. [7], yıldızların teorik evrim yollarını hesapladıkları çalışmalarında, 2 $M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın anakoldan ayrılma yaşının 850 milyon yıl olduğunu belirtmişlerdir. Schaller ve arkadaşlarının verdiği bu değer, hatalar dikkate alındığında DQ Leo sistemi için bu çalışmada elde edilen yaş ile uyumludur.

Tablo 6'da CQ Aur için elde edilen yaşlar karşılaştırıldığında, iki yöntemle elde edilen yaşların çok farklı olduğu görülecektir. Hazırlamakta olduğumuz CAB katalogunda, bu sistem için var olan veriler, sistemin tutulma gösterdiğini ancak fotometrik çalışmalarının yetersiz olduğunu ortaya koymaktadır. Sistem, $9^{m}.05$ gibi sönük bir görünen parlaklığa sahiptir. Sistemin sönük olması ve çalışmalarının yetersiz olması, parametrelerin hatalı ölçülmesine neden olabilir. Öte yandan, Hipparcos paralaksına göre uzaklığı, 242 ± 82.6 parsektir ([24]), yani sistem nispeten uzaktır. Uzaklıktaki hataya ek olarak, bir de yıldızlar arası ortamdan kaynaklanan kızarma etkisi düşünüldüğünde, CQ Aur'un bileşenlerinin diyagram üzerindeki konumlarının hatalı olma ihtimali yüksektir. Bu nedenle de sistemin izokron yaşı belirsizdir.

Popper [19], CQ Aur sistemi hakkındaki çalışmasında, yıldızlar arası ortamdan kaynaklanan kızarmayı dikkate almamış ve sıcak ve soğuk bileşenlerin kütlelerini sırasıyla 1.63 $M_{\odot}$ ve 2 $M_{\odot}$ olarak vermiştir. Schaller ve ark. [7]'nin hesaplamalarına göre, 2 $M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın bütün yaşam süresi, 1 milyar yıl civarındadır. Buna göre CQ Aur sisteminin 6 milyar yıl civarında bir yaşa sahip olması imkansızdır. Bu sistem için yaşın hatalı bulunması, izokronlarla yaş belirleme yönteminin bir eksikliğinden kaynaklanmamaktadır.

CAB sistemleri üzerinde yapılan uygulamalar, izokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniğinin kümeler için olduğu kadar çift yıldız sistemleri için de uygulanabilir olduğunu göstermektedir. Bu yöntemle bir çift yıldız sisteminin yaşının doğru ve duyarlı belirlenebilmesi için,

1. Kütleleri farklı her iki bileşen, aynı kimyasal kompozisyon ve aynı yaşta olmalıdır (Günümüzde genel kabul gören düşünceye göre, birbirine çekimsel olarak bağlı olan sistemler aynı yaşta ve aynı kimyasal kompozisyondadır).
2. Bileşenler ayrık ve kütle aktarım aşamasından geçmemiş olmalıdır.
3. Her iki bileşenin de H-R diyagramı üzerindeki konumları doğru belirlenmiş olmalıdır.
4. Bileşenler, izokronların kalabalık olduğu, yaşın belirlenmesine uygun olmayan bölgelere düşmemelidir.

Bunların yanı sıra bu yöntemin, anakol sonrası evrim aşamasındaki yıldızlar için daha iyi çalıştığı açıkça görülmektedir. Çünkü, anakol üzerinde izokronlar birbirine çok yakındır. Bu durum, gözlemsel hatalar dikkate alındığında sistemin yaşının duyarlı olarak belirlenmesini engellemektedir.

Sonuç olarak, izokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniği CAB sistemleri üzerinde başarılı sonuçlar vermiştir. Her iki bileşeninin parametreleri bilinen 37 CAB sisteminin yaşları ve kimyasal kompozisyonları belirlenmiştir. Bunların yanı sıra, tek bir bileşeninin parametreleri bilinen CAB sistemleri de tek yıldız gibi kabul edilmiş ve buna göre 85 tanesi için yaş belirlenmiştir. Her iki bileşeni bilinen sistemlerden 11 tanesinin kütle transferinden kaynaklanan komplikasyonlar gösterdiği belirlenmiştir.

Kaynaklar

[1] Hall, D.S. 1976, "The RS CVn binaries and binaries with similar properties", *mpvs. Coll.* 287.
[2] Bopp B.W., Fekel F.C. 1977, "Binary incidence among the BY Draconis variables", *AJ*, 82, 490.
[3]. Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., Fekel, F.C. 1988, "A catalog of chromospherically active binary stars", *A&AS*, 72, 291.
[4] Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C., Scheck, M. 1993, "A catalog of chromospherically active binary stars (second edition)", *A&AS*, 100, 173.
[5] Popper, D. M., Ulrich, R. K. 1977, "The evolutionary status of RS CVn binaries", *ApJ*, 212L,131.
[6] Maeder, A., Meynet, G. 1991, "Tables of isochrones computed from stellar models with mass loss and overshooting", *A&AS*, 89, 451.
[7] Schaller, G, Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A. 1992, "New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at Z=0.02 to Z=0.001", *A&AS*, 96, 269.
[8] Nordstrom, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jorgensen, B.R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N. 2004, "The Geneva-Copenhagen survey of solar neighbourhood ages, metalicities and kinematic properties of ~14000 F and G dwarfs", *A&A*, 418, 989.
[9] Kopal, Z. 1959, "Semi-detached binaries and stellar evolution", *ASPL,* 8,81.
[10] de Loore, C. 1981, "Mass exchange on close bınary stars and the effect on stellar evolution", *IAUS*, 93, 136.
[11] Demircan, O., Eker, Z., Karatas, Y., Bilir, S., 2006, "Mass loss and orbital period decrease in detached chromospherically active binaries", *MNRAS*, 366, 1511.
[12] Eker, Z., Demircan, O., Bilir, S., Karatas, Y. 2006, "Evidences on secular dynamical evolution of detached active binary orbits and contact binary formation", *MNRAS*, in press.
[13] Huenemoerder, D. P., Buzasi, D. L., Ramsey, L. W., 1989, "Fiber optic echelle CCD spectral monitoring of UX ARIETIS", *AJ*, 98, 1398.
[14] Olson, E. C. 1989, "Photometry of long-period Algol binaries. VI - Multicolor photometric solutions for RZ CANCRI", *AJ,* 98, 1002.
[15] Cester, B. et al. 1977, "Revised photometric elements of 12 semidetached systems", A&A, 61, 469.
[16] Schrijver, C. J., Zwaan, C. 1991, "Activity in tidally interacting binaries", *A&A*, 251, 183.
[17] Anders,G. J., Coates, D. W., Thompson, K., Innis, J. L. 1999, "Observations of active-chromosphere stars - V. A photometric study of the RS CVn system CF Tuc (HD 5303)", *MNRAS,* 310, 377.
[18] Frasca, A., Lanza, A. 2005, "Orbital period variation in close binaries from radial velocity data and magnetic activity cycles. II. HR 1099", *A&A*, 429, 309.
[19] Popper, D. M. 1990,*A.J.*,100,247.
[20] Barrado, D., Fernandez-Figuaroa, M. J., Montesinos, B., De Castro, E. 1994, "The age-mass relation for chromospherically active binaries. II Lithium Depletion in dwarf components", *A&A*, 290, 137.
[21] Barrado, D., Fernandez-Figuaroa, M. J., Garcia-Lopez, R. J., De Castro, E., Cornide, M. 1997, "The age-mass relation for chromospherically active binaries. I The evolutionary status", *A&A*, 326, 780.
[22] Barrado, D., De Castro, E., Fernandez-Figuaroa, M. J., Cornide, M., Garcia-Lopez, R. J. 1998, "The age-mass relation for chromospherically active binaries. II Lithium Depletion in giant components", *A&A*, 337, 739.
[23] Griffin, R. E. M., Griffin, R.M. 2004, *MNRAS*, 350, 685
[24] ESA, 1997, Hipparcos and Tycho Catalogues, *ESA SP*-1200.

İNCE DİSK YILDIZLARININ MODEL PARAMETRELERİNİN TAYİNİ

Serap AK[1], Selçuk BİLİR[1], Salih KARAALİ[1], Esma YAZ[1], Esat HAMZAOĞLU[2]

Özet

Bu çalışmada orta galaktik enlemli altı yıldız alanında, görünen kadir aralığı $16 < g_o \leq 21$ olan 14940 yıldızın Sloan Dijital Gökyüzü Tarama (SDSS) verileri kullanılarak Galaksinin ince diskine ait Galaktik model parametreleri elde edilmiştir. Yıldız/galaksi ayırımında SDSS fotometrik indirgeme yöntemi ve SDSS e ait yıldız simülasyonları kullanılmıştır. İnce disk yıldızlarının ayırımında $(g-r)_o$ histogramı kullanılmış ve yıldızların mutlak kadirleri Bilir ve ark. (2005) nın yeni geliştirmiş olduğu yöntem ile tayin edilmiştir. Gözlemsel uzay yoğunlukları $8 < M(g) \leq 9$ ve $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralıklarında üstel yoğunluk kanunu ile daha iyi uyuşurken, $9 < M(g) \leq 10$ ve $10 < M(g) \leq 11$ mutlak kadir aralıklarında sırası ile sech/sech^2 yoğunluk kanunları ile uyum içerisindedir. Elde edilen Galaktik model parametrelerinin mutlak kadire ve bu nedenle kütleye, ayrıca yükseklik ve uzunluk ölçeklerinin de galaktik boylama bağlı olduğunu gösteriyoruz. Bu sonuçlar literatürde farklı yazarlar tarafından, Galaksinin farklı doğrultuları için, elde edilen farklı Galaktik model parametrelerinin nedenini açıklayabilir.

Anahtar Kelimeler: *Galaksi: disk, Galaksi: temel parametreler, Galaksi: yapı*

Abstract

We present the Galactic model parameters for thin disc estimated by Sloan Digital Sky Survey (SDSS) data of 14940 stars with apparent magnitudes $16 < g_o \leq 21$ in six intermediate latitude fields in the first Galactic quadrant. Star/galaxy separation was performed by using the SDSS photometric pipeline and the SDSS simulations of stellar sources. The separation of thin disc stars is carried out by the bimodal distribution of stars in the $(g-r)_o$ histogram, and the absolute magnitudes were evaluated by a procedure appeared in the literature (Bilir et al. 2005). Exponential density law fits better to the derived density functions for the absolute magnitude intervals $8 < M(g) \leq 9$ and $11 < M(g) \leq 12$, whereas sech/sech^2 laws are more appropriate for absolute magnitude intervals $9 < M(g) \leq 10$ and $10 < M(g) \leq 11$. We confirm the result appeared in the literature that the Galactic model parameters are absolute magnitude, hence mass dependent. Additionally, we showed that the scaleheight and scalelength are Galactic longitude dependent, a result which would be useful to explain different numerical values claimed for these parameters by different authors for the fields in different directions of the Galaxy.

Keywords: *Galaxy: disk, Galaxy: fundamental parameters, Galaxy: structure*

[1] *İstanbul Üniv. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite – İstanbul*
0212 440 00 00, 0212 440 03 70, {akserap, sbilir, karsa}@istanbul.edu.tr,esmayaz@yahoo.com
[2] *Beykent Üniv. Mühendislik ve Mimarlık Fakültesi, Bilgisayar Mühendisliği Bölümü, 34500, Beykent–İstanbul*
0212 289 64 85, {ehamzaoglu@superonline.com}

1. Giriş

Galaksimizin yapısı farklı yöntemler ile yaklaşık 400 yıldır incelenmesine rağmen, Galaksi modellerinin parametre değerleri için yapılan çalışmalarda halen bir fikir birliğine varılamamıştır. Samanyolu Galaksisi için yapılan ilk model Bahcall ve Soneira [1] a ait iki bileşenli (disk ve halo) *standart model*dir. Gilmore ve Reid [2] Güney Galaktik Kutup doğrultusunda yaptıkları yıldız sayımı çalışmalarında, standart modelin gözlemler ile uyuşmadığını, ancak bu modele "kalın disk" adı verilen yeni bir bileşenin katılımı ile bunun sağlanabileceğini göstermişlerdir. Yeni bileşene ait parametre değerleri Gilmore ve Wyse [3] ile Wyse ve Gilmore [4] tarafından tartışılmıştır.

Son zamanlara kadar standart modelde ince disk bileşenine ait yoğunluk kanununun, Galaksi merkezinden radyal ve Galaksi düzlemine dik doğrultularda çift exponansiyelli bir fonksiyon ile değiştiği kabul ediliyordu. Son yıllarda ise Galaksi modellerinde ince diskin yükseklik ölçeğini içeren matematiksel ifadenin parlak mutlak kadirlerde ($M(g) \leq 8$) üstel (exp), sönük mutlak kadirlerde ($M(g) > 8$) sekanthiperbolik kare ($sech^2$) fonksiyonu ile daha iyi uyumlu olduğu gösterilmiştir (Karaali ve ark. [5] ve Bilir ve ark. [6,7]).

İnce diskin yükseklik ölçeğine ait değerler farklı yöntemler kullanılarak literatürde verilmiştir. Çoğu yazar, yaşlı ince disk yıldızlarının yükseklik ölçeğini 325 pc vermektedir (Bahcall ve Soneira [1], Gilmore [8], Yoshii ve ark. [9], Reid ve Majewski [10]). Bu değeri, Chen ve ark. [11] Sloan fotometrisinde iki büyük yıldız örneğinden hesapladıkları 330 pc ile desteklemektedir. Bununla birlikte, Güney Galaktik Kutup doğrultusunda K cüce yıldızlarını inceleyen Kuijken ve Gilmore [12], yaşlı ince diskin uzunluk ölçeğini 249 pc vermektedir. Benzer bir sonuç, Haywood'un [13] ince disk yıldızlarının evrim modellerini içeren çalışmasında görülmüş ve ince diskin yükseklik ölçeğinin 250 pc yi geçemeyeceği belirtilmiştir. Galaksinin iki farklı doğrultusunda bulunan yıldız alanlarını hem UBV fotometrisi hem de kinematik yöntemlerle inceleyen Ojha ve ark. [14], ince diskin yükseklik ölçeğini 240 pc vermektedir.

Benzer çalışmalarda, ince diskin uzunluk ölçeği 2 ile 4 kpc aralığında verilmektedir. Yamagata ve Yoshii [15], SA 54 yıldız alanının UBV fotometrisi ile incelenmesinden ince diskin uzunluk ölçeğini 3.8 kpc hesaplamışlardır. RGU fotometrisi ile yapılan araştırmalarda ise ince disk için hesaplanan uzunluk ölçeği 4 kpc tir [16,17]. Son zamanlarda yapılan araştırmalarda bu değer 2 ila 2.5 kpc aralığında verilmektedir [18, 14, 19, 11, 20].

2. Veri ve İndirgemeler

Bu çalışmada, gökyüzünün kuzey yarımküresinin orta galaktik enlemlerinde ($42° < b < 52°$) ve Galaksinin ilk çeyrek bölgesinde ($0° < l < 90°$) bulunan altı yıldız alanının SDSS fotometrik verileri incelenmiştir. Seçilen alanların çoğu 10 derece kare büyüklüğünde olup sadece F6 yıldız alanının büyüklüğü 20 derece karedir. Galaktik boylam aralığı $20° < l < 40°$ olan bölgenin SDSS verileri henüz elde edilemediği için bu aralıktan bir yıldız alanı seçilememiştir. Kullanılan yıldız alanlarının koordinat, büyüklük, yıldızlararası kızarma ve yıldız sayıları Tablo 1'de verilmiştir. Sloan fotometrisine ait *ugriz* kadir (*psfmag*) ve hataları (*psfmagerr*), her bir filtre için hesaplanan yıldızımsılık indeksi (*probpsf*) ve yıldızlararası kızarma verileri (*extinct*) SDSS'nin DR3 (bkz:www.sdss.org/dr3) veri sunumundan alınmıştır.

Tablo 1. Yıldız alanlarının 2000 epoğuna ait merkezi ekvatoral ve Galaktik koordinatları, derece kare cinsinden büyüklükleri, renk artıkları E(B-V) ve yıldız sayıları N.

Alan	α (h m s)	δ (° ′ ″)	*l* (°)	*b* (°)	Büyüklük (□²)	E(B-V)	N
F1	15 34 14	-00 22 44	4.58	42.19	10	0.102	20 549
F2	15 40 00	08 30 00	15.93	46.06	10	0.044	19 198
F3	16 30 00	24 06 00	42.28	41.02	10	0.059	25 577
F4	16 02 22	38 38 19	61.62	48.78	10	0.013	14 523
F5	15 42 00	44 24 00	71.29	51.89	10	0.019	8 731
F6	09 52 00	52 45 00	83.38	48.55	20	0.015	24 802

3. Yıldızlararası Kızarma ve Galaksi-dışı Cisimlerin Ayırımı

SDSS veri tabanından her bir kaynak için Schlegel ve ark.'nın [21] sönükleşme haritalarını kullanarak E(B-V) renk artıkları gözönüne alınmış ve aşağıdaki bağıntı kullanılarak toplam absorbsiyon A_V ye indirgenmiştir.

$$A_V = 3.1\ E(B\text{-}V) \qquad (1)$$

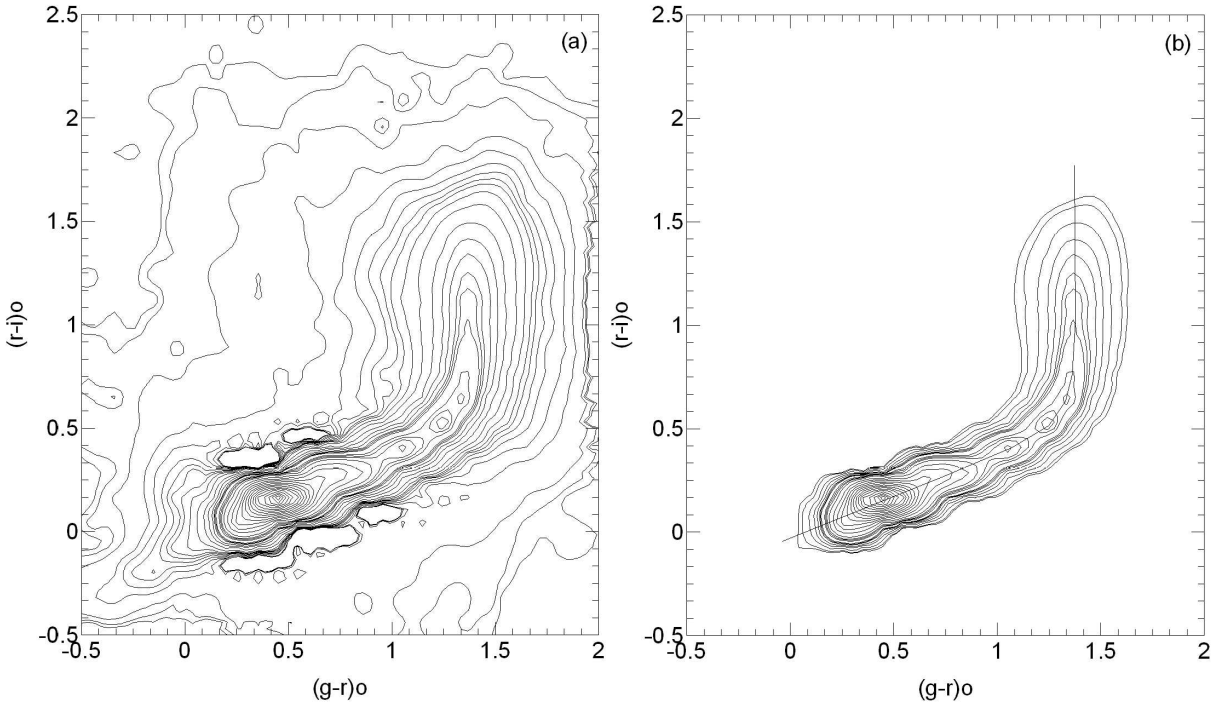
SDSS bandları için toplam absorbsiyon A_m yi tayin etmede Fan [22] tarafından verilen A_m/A_V oranı kullanılmıştır. m = u, g, r, i ve z için A_m/A_V değerleri, sırası ile, 1.593, 1.199, 0.858, 0.639 ve 0.459 dur. Böylece kızarmamış görünen kadirler (2)'deki eşitlikler kullanılarak elde edilmiştir. Eşitliklerdeki u, g, r, i ve z görünen kadirleri, u_0, g_0, r_0, i_0 ve z_0 kızarmamış görünen kadirleri, A_u, A_g, A_r, A_i ve A_z kızarma değerlerini gösterir.

$$u_0 = u - A_u\ ;\ g_0 = g - A_g\ ;\ r_0 = r - A_r\ ;\ i_0 = i - A_i\ ;\ z_0 = z - A_z \qquad (2)$$

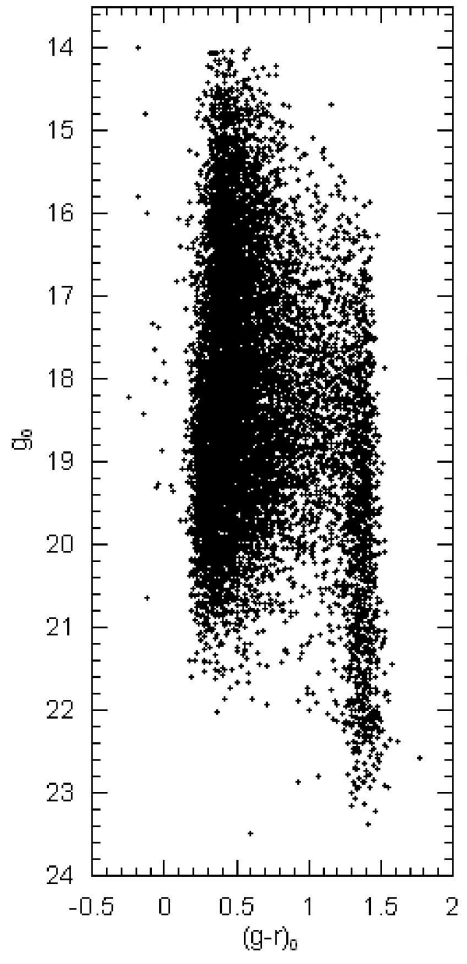
Yıldız alanlarındaki galaksi-dışı cisimlerin belirlenmesinde, Sloan filtreleri için hesaplanan "yıldızımsılık" indeksi kullanılmıştır. İndeks değeri (0) galaksi-dışı cisimleri, (1) ise nokta kaynakları gösterir. Bu çalışmada galaksi-dışı kaynaklar program dışı bırakılmış olup yıldızımsılık indeksi (1) olan nokta kaynaklar dikkate alınmıştır. Sönük kadirlere doğru yıldızımsılık indeksi duyarlılığını yitirir ve yıldız örneğine galaksi-dışı kaynaklar karışır. Bu etkiyi azaltmak için, Jurić ve ark.'nın [23] uyguladığı yöntem kullanılmıştır. $(g-r)_0$-$(r-)_0$ iki renk diyagramında eş yoğunluklu konturlar çizilmiş ve bu renk uzayındaki kütle merkezine göre $0^m.3$ den daha büyük uzaklıklarda bulunan cisimler program dışı bırakılmıştır (Şekil 1).

4. Renk Kadir Diyagramı ve Geç Tipten İnce Disk Yıldızları

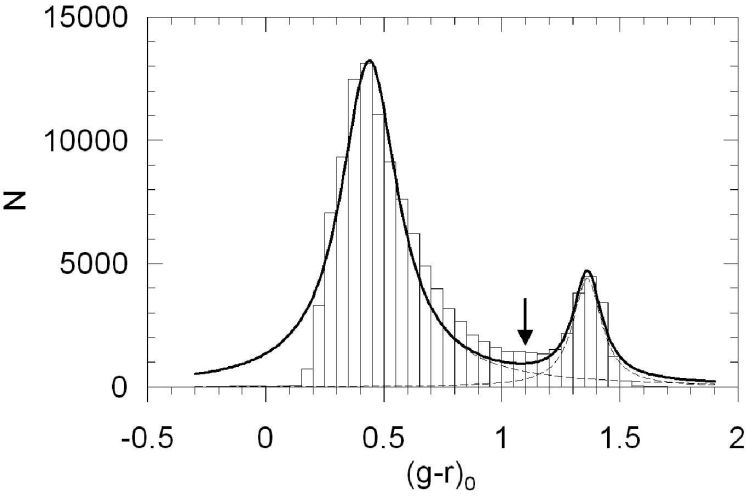
Galaksimize ait yıldız popülasyonlarının etkin bir şekilde ayırt edilmesinde Sloan fotometrisindeki g-(g−r) renk kadir diyagramı kullanılır. Bu diyagramda mavi yıldızlara iki popülasyon hakimdir: $15 < g_0 \leq 18$ aralığında, $(g-r)_0$ ~0.33 de bir dönüm noktasına sahip olan kalın disk yıldızları, $g_0 > 18$ aralığında ise $(g-r)_0$ ~0.20 de bir dönüm noktası olan halo yıldızları. Kırmızı yıldızlarda, $(g-r)_0 \geq 1.3$, bütün görünen kadirler için ince disk yıldızları etkindir [11]. Çalışmamızda kullanılan yıldızlara ait renk kadir diyagramı Şekil 2'de gösterilmiş olup Chen ve ark.'nın [11] yıldız popülasyonları için vermiş olduğu değerler ile uyumludur.



Şekil 1. Yıldızımsılık indeksini kullanarak galaksi-dışı cisimleri ayırdıktan sonraki cisimler için oluşturulan eşyoğunluklu konturlar (a). Kütle merkezinden $0^m.3$ den daha büyük uzaklıklardaki cisimler çıkarıldıktan sonra elde edilen yıldız örneği (b).



Şekil 2. Yıldız örneğine ait renk kadir diyagramı.



Şekil 3. N-$(g–r)_0$ histogramı. Düşey doğrultudaki ok, ince disk ile kalın disk ve halo popülasyonlarını ayıran $(g–r)_0$ = 1.10 renk indeksini, kesikli çizgiler iki örneğe ait dağılımın sınırlarını ve kalın çizgi örneğe ait toplam yıldız sayısını gösteriyor.

Bu çalışmada, geç spektrel tipteki ince disk yıldızlarının Galaktik model parametrelerinin hesaplanması amaçlanmıştır. Bunun için ince disk yıldızlarının örnek içerisinden ayırt edilmesi gerekir. Örneğe ait N-(g–r) histogramında belirgin iki mod dikkat çekicidir (Şekil 3). Bu histogramdaki yıldız popülasyonlarının sınırlarının belirlenmesinde iki modlu gauss dağılımı uygulanmış ve mavi (kalın disk ve halo) ve kırmızı yıldızların (ince disk) $(g–r)_0 = 1.10$ renk indeksinde birbirinden ayırt edilebileceği görülmüştür. Renk indeksi $(g–r)_0 \geq 1.10$ ve görünen kadir aralığı $16 < g_0 \leq 21$ olan 14 940 yıldız geç tipten ince disk yıldızı olarak belirlenmiştir.

5. Yoğunluk Kanunları

Galaksimizin disk bileşenleri genellikle silindirik koordinatlarda radyal ve düşey doğrultudaki üstel (exp) ifadelerle temsil edilir:

$$D_i(x,z) = n_i \exp(-z/H_i)\exp(-(x-R_0)/h_i) \tag{3}$$

Burada z Galaksi düzlemine olan uzaklık, x Galaksi merkezine olan uzaklığın Galaksi düzlemindeki izdüşümü, R_0 Güneş'in Galaksi merkezine olan uzaklığı (8.6 kpc), H_i ve h_i (sırası ile) yükseklik ölçeği ile uzunluk ölçeği ve n_i de normalleştirilmiş yerel uzay yoğunluğudur. Formüldeki i indisinin ince disk için 1, kalın disk için de 2 alınması gelenek haline gelmiştir. İnce diskin düşey doğrultudaki bileşeni için sech veya $sech^2$ fonksiyonu da kullanılabilir.

Sech fonksiyonu aşağıda gösterildiği gibi iki üstel fonksiyonun toplamıdır:

$$\sec h(x) = 2/[\exp(-x) + \exp(x)] \tag{4}$$

O halde *sech* yoğunluk kanunu şöyle yazılabilir:

$$\sec h(-z/z_0) = 2/[\exp(-z/z_0) + \exp(z/z_0)] \tag{5}$$

Bu bağıntıda z_0, *sech* yükseklik ölçeğidir. Üstel yoğunluk kanununu yazar ve bunu *sech* yoğunluk kanununa eşitlersek;

$$\exp(-z/H) = 2/[\exp(-z/z_0) + \exp(z/z_0)] \tag{6}$$

ve z = H yazılırsa, $\exp(-1) = 2/[\exp(-H/z_0) + \exp(H/z_0)]$ bağıntısı elde edilir. Buradan $H/z_0 = 1.65745$ veya $H = 1.65745 z_0$ bulunur.

$Sech^2$ yoğunluk kanunu için (5) no'lu denklemin her iki tarafının karesi alınıp üstel yoğunluk kanununa eşitlendiğinde aşağıdaki bağıntı elde edilir:

$$\exp(-z/H) = 4/[\exp(-2z/z_0) + \exp(2z/z_0) + 2] \tag{7}$$

z = H yazılırsa, $\exp(-1) = 4/[\exp(-2H/z_0) + \exp(2H/z_0) + 2]$ olur ve bu denklemin çözümü $H = 1.08504 z_0$ verir.

6. Mutlak Kadir, Uzaklık ve Yoğunluk Fonksiyonları

Bu çalışmada, geç tipten ince disk yıldızlarının mutlak kadirlerinin belirlenmesinde literatüre yeni kazandırılan bir bağıntı kullanılmıştır (Bilir ve ark. [7]):

$$M(g) = 5.791 \pm 0.023(g-r)_0 + 1.242 \pm 0.012(r-i)_0 + 1.412 \pm 0.021 \qquad (8)$$

Yeni bağıntının en büyük avantajı yıldıza ait iki renk indeksini içermesidir. Böylece, yıldızların mutlak kadirleri $(g–r)_0$ ve $(r–i)_0$ renk indekslerini içeren yeni bağıntı sayesinde daha hassas belirlenir. Bu, geç spektrel tipdeki yıldızların uzaklıklarının belirlenmesinde önemlidir. Bir yıldızın Güneş'e olan uzaklığı aşağıdaki formülle hesaplanır:

$$g_0 - M(g) = 5\log r - 5 \qquad (9)$$

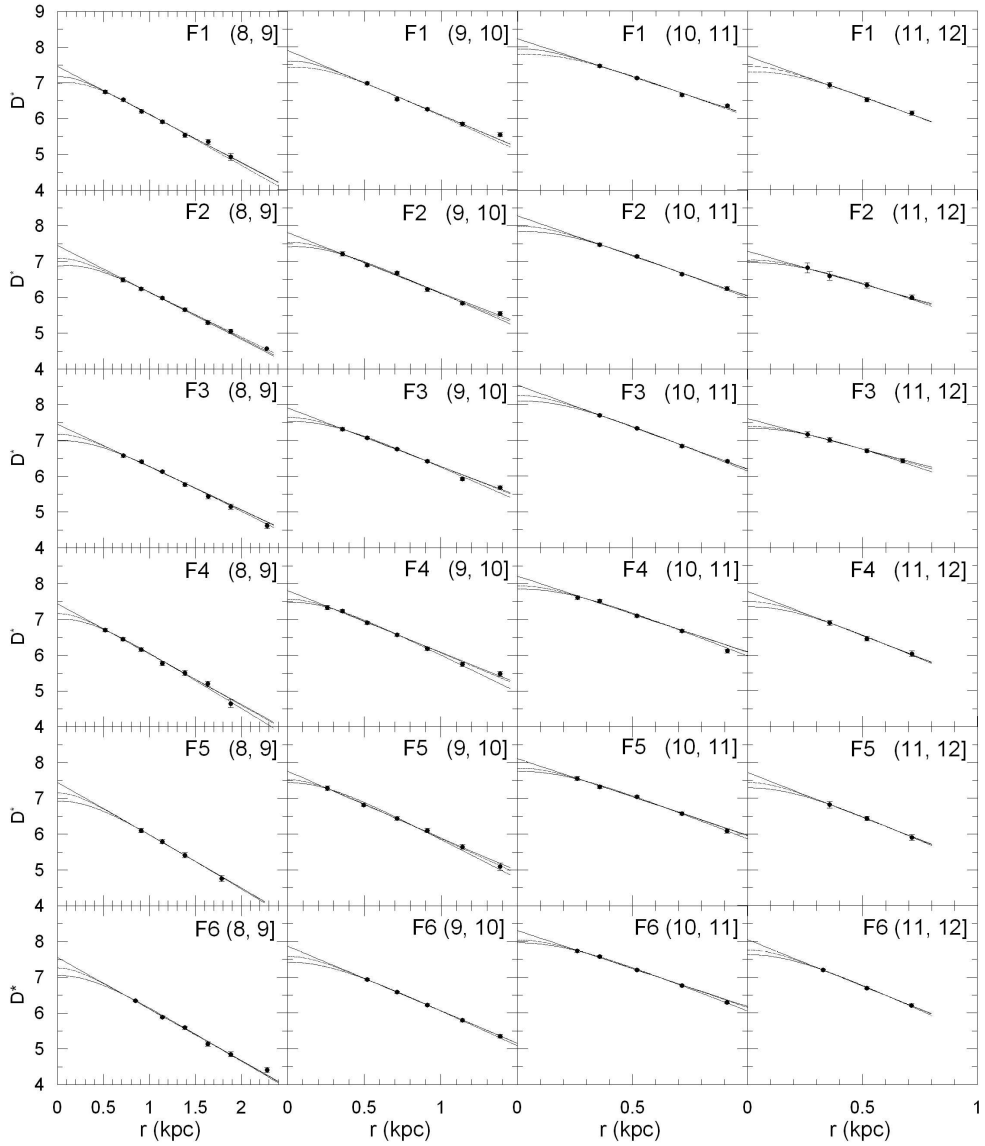
Burada r, yıldızın Güneş'e olan uzaklığı, g_0 yıldızın görünen kadiri ve M(g) de (8) numaralı bağıntıdan hesaplanan yıldızın mutlak kadiridir.

Örneğimizin geç spektrel tipdeki ince disk yıldızları $8 < M(g) \leq 13$ mutlak kadir aralığında yer alır. Altı yıldız alanı için farklı mutlak kadir aralıklarındaki yıldız sayıları, Güneş'e göre r uzaklığının bir fonksiyonu olarak tablolar halinde verilir. Bu verilerin yardımı ile hesaplanan logaritmik $D^* = \log D + 10$ uzay yoğunluk fonksiyonları Şekil 4'te gösterilmiştir. Burada; $D = N/\Delta V_{1,2}$, $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2$ (□/3) $(r_2^3 - r_1^3)$, □: incelenen alanın büyüklüğü, r_1 ve r_2: $\Delta V_{1,2}$ hacminin limit uzaklıkları ve N: yıldız sayısıdır. $r^* = [(r_1^3 + r_2^3)/2]^{1/3}$ r_1 ve r_2 uzaklık aralığı için oluşan kesik piramidin kütle merkezinin uzaklığıdır.

7. İnce Disk Yıldızlarının Galaktik Model Parametreleri

Literatürde, ince disk için, düşey doğrultudaki gözlemsel uzay yoğunluk fonksiyonları (mutlak kadir ayırımı yapılmaksızın) üstel, sech veya $sech^2$ yoğunluk kanunları ile karşılaştırılır. Bu çalışmada, ince diske ait gözlemsel uzay yoğunluk fonksiyonları $8 < M(g) \leq 9$, $9 < M(g) \leq 10$, $10 < M(g) \leq 11$ ve $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralıkları için Bölüm 5'te verilen yoğunluk kanunları ile karşılaştırılmış ve en iyi uyumu sağlayan yoğunluk kanunu belirlenmiştir (Şekil 4). Bu belirleme, söz konusu karşılaştırmadan elde edilen ışıma gücü fonksiyonunun Hiparcos'un (Jahreiss ve Wielen [24]) ışıma gücü ile örtüşmesi dikkate alınarak yapılmıştır. $12 < M(g) \leq 13$ mutlak kadir aralığı, yeterli sayıda yıldız olmadığı için, istatistik dışı bırakılmıştır. Altı alana ait gözlemsel uzay yoğunlukları, $8 < M(g) \leq 9$ ve $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralıkları için üstel, $9 < M(g) \leq 10$ ve $10 < M(g) \leq 11$ aralıkları için de, sırası ile, sech ve $sech^2$ yoğunluk kanunları ile en iyi uyumu sağlamıştır (Şekil 4). En iyi model parametresi minimum χ^2 ye karşılık gelen parametre olup bu parametreye ait hata, χ^2 değerini bir arttırarak ve azaltarak bulunmuştur.

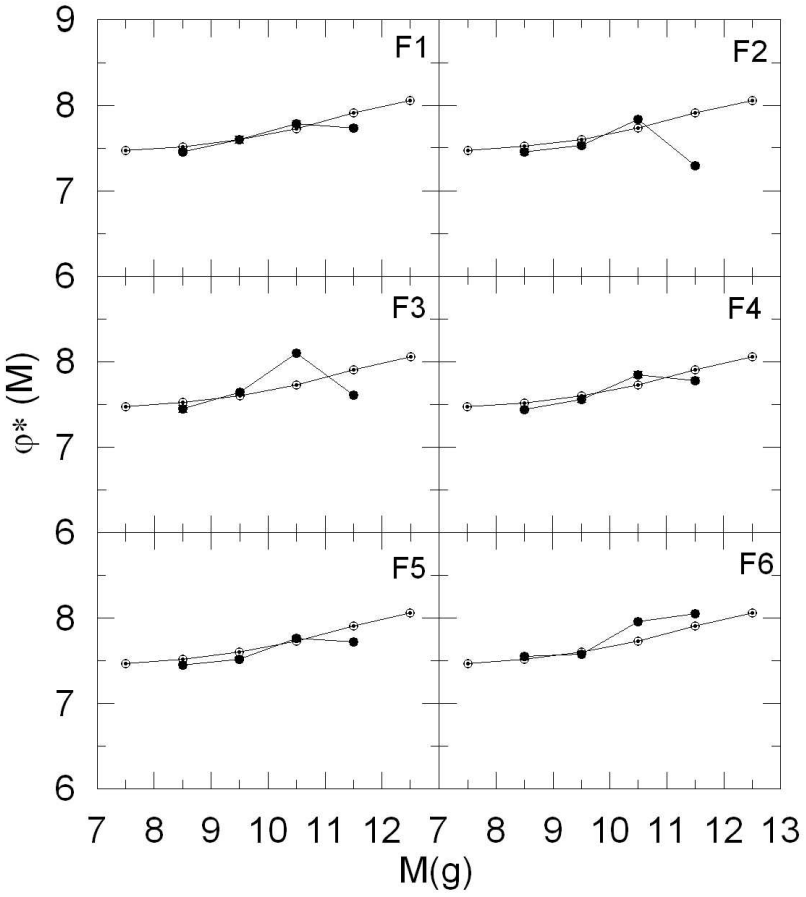
Gözlemsel uzay yoğunlukları ile yoğunluk kanunlarının karşılaştırılmasından elde edilen model parametreleri Tablo 2'de ve bu model parametrelerinden elde edilen ışıma gücü fonksiyonu ise Şekil 5'te gösterilmiştir.



Şekil 4. Altı yıldız alanının farklı mutlak kadir aralığındaki gözlemsel uzay yoğunluk fonksiyonlarının yoğunluk kanunları ile karşılaştırılması: Sürekli çizgi, kesikli çizgi ve noktalı-kesikli çizgi, sırası ile, düşey doğrultudaki yoğunluk kanununun üstel, sech ve sech^2 alındığını gösteriyor.

Tablo 2. Altı alana ait Galaktik model parametreleri. *l* alanlara ait Galaktik boylam, n* yerel logaritmik uzay yoğunluk değeri, H yükseklik ölçeği ve h uzunluk ölçeğidir. Uzunluklar pc cinsindedir.

M(g)→		**(8, 9]**			**(9, 10]**			**(10, 11]**			**(11, 12]**		
Alan	***l***	**n***	**H**	**h**	**n***	**H**	**h**	**n***	**H**	**h**	**n***	**H**	**h**
F1	04.58	7.46	193	1967	7.60	229	1038	7.79	239	1022	7.74	121	2619
F2	15.93	7.45	203	1260	7.53	259	1030	7.84	253	1250	7.29	161	2703
F3	42.28	7.45	208	1281	7.64	269	2695	8.10	229	1704	7.61	155	1755
F4	61.62	7.44	220	1690	7.56	292	2313	7.85	275	1237	7.78	129	2448
F5	71.29	7.45	225	1606	7.52	285	1950	7.76	294	2804	7.72	134	1845
F6	83.38	7.55	226	2350	7.58	295	2382	7.96	281	2470	8.05	125	1920
Ortalama			**212**	**1692**		**272**	**1901**		**262**	**1748**		**138**	**2215**



Şekil 5. Gözlemsel ve teorik yoğunluk kanunlarının karşılaştırılmasından elde edilen ışıma gücü fonksiyonunun Hipparcos ışıma gücü fonksiyonu ile karşılaştırılması. (⊙) sembolü Hipparcos'a ait verileri, (●) sembolü yıldız alanlarına ait verileri gösteriyor.

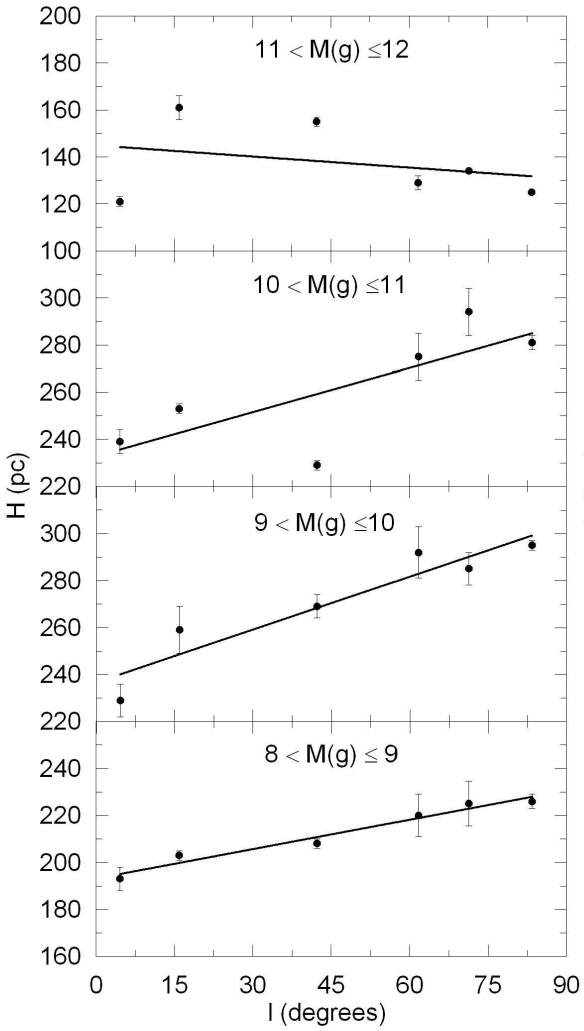
8. İnce Disk Yıldızlarının Model Parametrelerinin Galaktik Boylam ile Değişimi

Çalışmamızda ilginç bir sonuç olarak yükseklik ölçeği (H) ve uzunluk ölçeğinin (h) Galaktik boylama göre değiştiği tespit edilmiştir. Yükseklik ve uzunluk ölçeklerinin Galaktik boylama göre lineer değişimleri, mutlak kadirin bir fonksiyonu olarak, sırası ile, Şekil 6 ve 7'de gösterilmiştir.

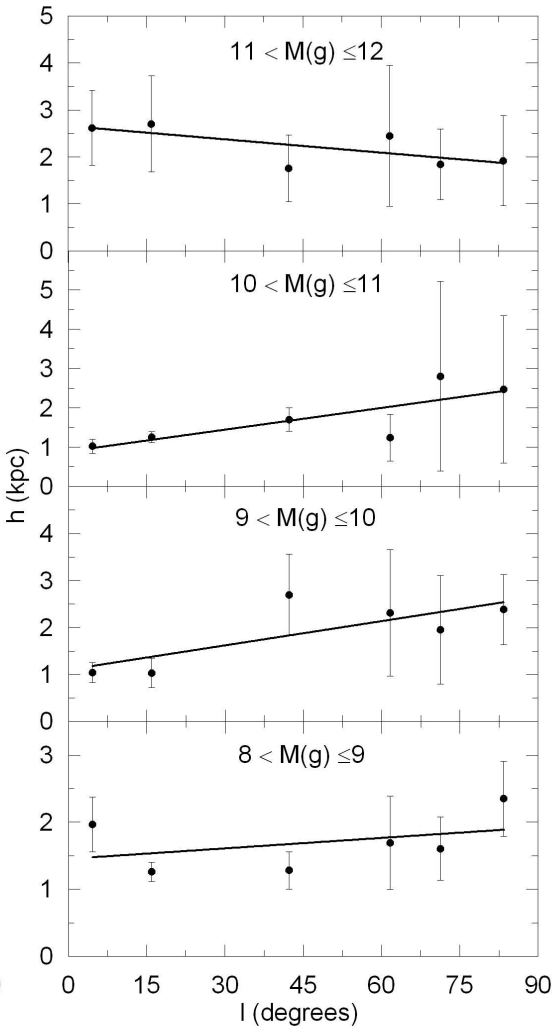
İncelenen yıldız alanlarında $8 < M(g) \leq 9$, $9 < M(g) \leq 10$, $10 < M(g) \leq 11$ ve $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralıkları için hesaplanan yükseklik ve uzunluk ölçekleri ile Galaktik boylamları arasındaki lineer ilişki Tablo 3'te verilmiştir. $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralığında yükseklik ölçeği ile Galaktik boylam arasında zayıf bir ilişki varken, parlak mutlak kadirlere doğru ilişkinin kuvvetlendiği görülmektedir. Buna ilaveten, $8 < M(g) \leq 11$ mutlak kadir aralığındaki yükseklik ölçeklerine ait hataların küçük olması Tablo 3'te verilen sonuçları etkilememektedir. Tersine, $8 < M(g) \leq 9$ mutlak kadir aralığında uzunluk ölçeği ile Galaktik boylam arasında çok zayıf bir ilişki varken, sönük mutlak kadirlere doğru ilişkinin yavaş yavaş kuvvetlendiği görülüyor. Uzunluk ölçeklerindeki hatalar yükseklik ölçeklerindeki hatalara göre çok daha büyüktür. Bu da, mutlak kadir aralıklarına göre uzunluk ölçekleri ile Galaktik boylamlar arasında görülen ilişkinin pek güvenilir olamayacağını göstermektedir.

Tablo 3. Uzunluk ve yükseklik ölçeklerinin, mutlak kadir ve Galaktik boylamın bir fonksiyonu olarak lineer değişimleri. R^2 korelasyon katsayısını gösterir. Yükseklik ölçeği pc, uzunluk ölçeği kpc cinsindedir.

	$H = a_1 (l) + a_0$			$h = b_1 (l) + b_0$		
M(g)	**a_1**	**a_0**	**R^2**	**b_1**	**b_0**	**R^2**
(8, 9]	0.417	193.1	0.96	0.01	1.451	0.15
(9, 10]	0.750	236.6	0.89	0.02	1.100	0.57
(10, 11]	0.625	232.8	0.59	0.02	0.887	0.63
(11, 12]	-0.158	144.9	0.09	-0.01	2.654	0.49



Şekil 6. Altı yıldız alanında farklı mutlak kadir aralıkları için yükseklik ölçeklerinin Galaktik boylam ile değişimi.



Şekil 7. Altı yıldız alanında farklı mutlak kadir aralıkları için uzunluk ölçeklerinin Galaktik boylam ile değişimi.

9. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Galaktik boylamı $0° < l < 90°$ ve Galaktik enlemi $42° < b < 52°$ aralığında bulunan altı yıldız alanındaki ince disk yıldızlarının Galaktik model parametreleri incelenmiştir. Alanlardaki yıldız örneğinin belirlenmesinde, her bir filtrede kaynaklara ait "yıldızımsılık" indeksine ilaveten, Jurić ve ark.'nın [23] uyguladığı renk uzaylarında kütle merkezi yönteminden de faydalanılmıştır. $14 < g_0 \leq 24$ görünen kadir aralığında toplam 113 380 kaynak yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Geç spektrel tipdeki ince disk yıldızlarının

belirlenmesinde g-$(g-r)_0$ renk kadir diyagramı ve N-(g–r) histogramı kullanılmıştır. Görünen kadir aralığı $16 < g_0 \leq 21$ ve renk indeksi $(g-r)_0 \geq 1.10$ olan 14 940 yıldız, K5 spektrel tipinden daha geç, ince disk yıldızı olarak sınıflandırılmıştır.

Yıldızların mutlak kadirleri Bilir ve ark. [7] tarafından Sloan fotometrisi için literatüre yeni kazandırılan bağıntı ile hesaplanmıştır. İnce disk yıldızlarının logaritmik uzay yoğunlukları, farklı mutlak kadir aralıkları için, yoğunluk kanunları ile karşılaştırılmıştır. Gözlemsel uzay yoğunluklarının, farklı mutlak kadir aralıkları için, farklı yoğunluk kanunları ile uyuştuğu görülmüştür. Gerçekten $8 < M(g) \leq 9$ ve $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralıklarında, düşey doğrultu için en uyumlu yoğunluk kanunu üstel iken $9 < M(g) \leq 10$ ve $10 < M(g) \leq 11$ aralıklarında, sırası ile, sech ve sech^2 kanunları daha uyumludur. Uyumluluk ölçüsü, karşılaştırılmadan elde edilen ışıma gücü fonksiyonunun Hipparcos'a ait (Jahreiss ve Wielen [24]) ışıma gücü fonksiyonu ile örtüşmesidir. İnce disk yıldızlarının yükseklik ölçekleri sönük mutlak kadirlerden parlak mutlak kadirlere doğru artmakta iken, uzunluk ölçeği değerlerinde böyle bir ilişkiye rastlanmamıştır.

Gözlemsel uzay yoğunlukları ile en iyi uyuşan yoğunluk kanunlarındaki parametreler Galaktik model parametreleri olarak Tablo 2'de verilmiştir. $8 < M(g) \leq 9$, $9 < M(g) \leq 10$ ve $10 < M(g) \leq 11$ mutlak kadir aralıkları için yıldız alanlarının yükseklik ölçekleri ile Galaktik boylamları arasında kuvvetli, $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralığında ise çok zayıf bir ilişkiye rastlanmış iken uzunluk ölçekleri ile Galaktik boylamlar arasında $8 < M(g) \leq 9$ mutlak kadir aralığında zayıf, $9 < M(g) \leq 10$, $10 < M(g) \leq 11$ ve $11 < M(g) \leq 12$ mutlak kadir aralığında daha kuvvetli bir ilişki görülmüştür. Uzunluk ölçeklerinin rölatif hataları, yükseklik ölçeklerinin rölatif hatalarından çok daha büyüktür. Bu da uzunluk ölçekleri ile Galaktik boylamları arasında görülen ilişkinin duyarlılığını azaltmaktadır.

İnce diskin yükseklik ve uzunluk ölçeklerinin Galaktik boylamla değişiminin mümkün bir açıklaması Galaktik diskteki "*flare (alevlenme)*" ve "*warp (burulma)*" ın birleşik etkisi olabilir. Galaksimizin diski radyal olarak düz ve değişmez değildir. Tersine, baştan başa kuvvetli asimetri gösterir. *Burulma*, Galaksimizin birinci ve ikinci çeyreğinde ($0° < l < 180°$) Galaktik düzlemi yukarı, üçüncü ve dördüncü çeyreklerde ($180° < l < 360°$) aşağı doğru bükerken, *alevlenme* diskte farklı popülasyonların yükseklik ölçeklerinin Galaksi merkezine uzaklıklarıyla değişimine neden olur. Çalışmamızda incelediğimiz yıldız alanları Galaksinin ilk çeyrek bölgesinde ($0° < l < 90°$) ve orta Galaktik enlemlerde ($42° < b < 52°$) bulunduğundan ince diskin yükseklik ve uzunluk ölçeklerinin Galaktik boylamla değişimi Galaktik düzlemin yukarısında Galaktik diskin burulmasına sebep olan "*Kuzey Galaktik warp (burulma)*" veya "*flare (alevlenme)*" ile açıklanabilir.

Bu çalışmada, yükseklik ve uzunluk ölçeklerinin ortalama değerleri, sırası ile, 221 ± 5 ve 1900 ± 812 pc tir. Literatürde, son zamanlarda, ince diskin yükseklik ölçeği için Chen ve ark. [11] Sloan fotometrisinde 330±3 pc, Du ve ark. [25] BATC fotometrisinde 320±15 pc ve Phleps ve ark. [26] CADIS fotometresinde 280±13 pc lik değer vermişlerdir. Yükseklik ölçeği hesabında literatürde $5 < M(V) < 13$ mutlak kadir aralığı kullanılmışken, bu çalışmada K5 spektrel tipinden daha geç ince disk yıldızlarının bulunduğu $8 < M(g) < 12$ mutlak kadir aralığı dikkate alınmıştır. Bu nedenle, hesaplanan $H = 221$ pc lik ortalama yükseklik ölçeğinin literatürdeki değerlerden farklı olması, bu parametrelerin mutlak kadire bağlı olduğunu göstermektedir. Bu çalışmada uzunluk ölçeği için verilen $h = 1900$ pc lik ortalama değer Chen ve ark.'nın [11] $h = 2250$ pc ve Phleps ve ark.'nın [26] $h = 2000$ pc lik değerleri ile uyumludur.

10. Kaynaklar

[1] Bahcall J. N., Soneira R. M., (1980), "The Universe at Faint Magnitudes. I - Models for the Galaxy and the Predicted Star Counts", *ApJS*, 44, 73-110.

[2] Gilmore G., Reid N., (1983), "New Light on Faint Stars. III - Galactic Structure towards the South Pole and the Galactic Thick Disc", *MNRAS*, 202, 1025-1047.

[3] Gilmore G., Wyse R.F.G., (1985), "The Abundance Distribution in the Inner Spheroid", *AJ*, 90, 2015-2026.

[4] Wyse R.F.G., Gilmore G., (1986), "Kinematics of the Galaxy from a Magnitude-limited Proper-motion Sample", *AJ*, 91, 855-869.

[5] Karaali S., Bilir S., Hamzaoğlu E., (2004), "A Different Approach for the Estimation of Galactic Model Parameters", *MNRAS*, 355, 307-320.

[6] Bilir S., Karaali S., Gilmore G., (2006), "Investigation of the ELAIS Field by Vega Photometry: Absolute Magnitude-dependent Galactic Model Parameters", *MNRAS*, 366, 1295-1309.

[7] Bilir S., Karaali S., Tunçel S., (2005), "Absolute Magnitudes for Late-type Dwarf Stars for Sloan Photometry", *AN*, 326, 321-331.

[8] Gilmore G., (1984), "New Light on Faint Stars. VI - Structure and Evolution of the Galactic Spheroid", *MNRAS*, 207, 223-240.

[9] Yoshii Y., Ishida K., Stobie R. S., (1987), "Galactic Structure towards the North Galactic Pole Based on an Analysis of UBV star-count data", *AJ*, 93, 323-337.

[10] Reid N., Majewski S.R., (1993), "Star Counts Redivivus. I - A New Look at the Galaxy at Faint Magnitudes", *ApJ*, 409, 635-662.

[11] Chen B., Stoughton C., Smith J.A., Uomoto A., Pier J.R., Yanny B., Ivezic Z., York D.G., Anderson J.E., Annis J., Brinkmann J., Csabai I., Fukugita M., Hindsley R., Lupton R., Munn J.A., ve diğer *SDSS çalışanları*, (2001), "Stellar Population Studies with the SDSS. I. The Vertical Distribution of Stars in the Milky Way", *ApJ*, 553, 184-197.

[12] Kuijken K., Gilmore G., (1989), "The Mass Distribution in the Galactic Disc - Part Two - Determination of the Surface Mass Density of the Galactic Disc Near the Sun", *MNRAS*, 239, 605-649.

[13] Haywood M., (1994), "The Model of Stellar Evolution of the Galactic Disc: The IMF at Low Masses", *A&A*, 282, 444-451.

[14] Ojha D.K., Bienaymé O., Mohan V., Robin A.C., (1999), "New Surveys of UBV Photometry and Absolute Proper Motions at Intermediate Latitude", *A&A*, 351, 945-953.

[15] Yamagata T., Yoshii Y., (1992), "UBV Star Counts in SA54 and Global Structure of the Galaxy", *AJ*, 103, 117-130.

[16] Buser R., Rong J., Karaali S., (1998), "The New Basel High-latitude Field Star Survey of the Galaxy. I. General Introduction, Methodology and First Analysis", *A&A*, 331, 934-948.

[17] Buser R., Rong J., Karaali S., (1999), "The New Basel High-latitude Field Star Survey of the Galaxy. II. The Thick Disk Component: Density Structure, Luminosity Function, and Metallicity Distribution", *A&A*, 348, 98-112.

[18] Robin A.C., Haywood M., Crézé M., Ojha D.K., Bienaymé O., (1996), "The Thick Disc of the Galaxy: Sequel of a Merging Event", *A&A*, 305, 125-134.

[19] Robin A.C., Reylé C., Crézé M., (2000), "Early Galaxy Evolution from Deep Wide Field Star Counts. I. The Spheroid Density Law and Mass Function", *A&A*, 359, 103-112.

[20] Siegel M.H., Majewski S.R., Reid I.N., Thompson I.B., (2002), "Star Counts Redivivus. IV. Density Laws through Photometric Parallaxes", *ApJ*, 578, 151-175.

[21] Schlegel D.J., Finkbeiner D.P., Davis M., (1998), "Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds", *ApJ*, 500, 525-553.

[22] Fan X., (1999), "Simulation of Stellar Objects in SDSS Color Space", *AJ*, 117, 2528-2551.

[23] Jurić M., (2005), "The Milky Way Tomography with SDSS", astro-ph/0510520.

[24] Jahreiss H., Wielen R., (1997), "The Impact of HIPPARCOS on the Catalogue of Nearby Stars. The Stellar Luminosity Function and Local Kinematics", ESA SP-402, 675, eds. Battrick B., Perryman M.A.C., Bernacca P.L.

[25] Du C., Zhou X., Ma J., Bing-Chih A., Yang Y., Li J., Wu H., Jiang Z., Chen J., (2003), "Galactic Structure Studies with BATC Star Counts", *A&A*, 407, 541-549.

[26] Phleps S., Drepper S., Meisenheimer K., Fuchs, B., (2005), "Galactic Structure from the Calar Alto Deep Imaging Survey (CADIS)", *A&A*, 443, 929-943.

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ'NİN ROBOTİK GÖRÜŞ GÖZLEMİ DÜZENEĞİ TUG-DIMM : SON DURUMU VE İLK GÖZLEMLER

T. AK[1], T. ÖZIŞIK[2] , K. YELKENCİ[3], C. B. GİRGİN[1] , Ö. BAŞTÜRK[3]

Özet

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) sürekli olarak gece görüş niteliği gözlemleri yapmak üzere, DIMM (Differential Image Motion Monitor) kısaltmasıyla anılan bir gözlem düzeneği geliştirilmiştir. Bu çalışmada TUG-DIMM'in tasarımı ve çalışma yöntemi anlatılmış, henüz yeni başlayan gözlemlerin sonuçları sunulmuştur. TUG'da kurulacak 1 m çaplı T100 teleskobu için düşünülen Güney Tepe'de çalışan TUG-DIMM'den elde edilen ilk sonuçlar, söz konusu yerde medyan görüş değerlerinin çoğu gece 1" nin altında olduğunu göstermiştir. Gelecekte bu sistemin TUG yerleşkesinde robotik görüş gözlemleri yapmak üzere kalıcı olması planlanmaktadır.

Anahtar Kelimeler: *Yerleşke Seçimi: Görüş: DIMM*

Abstract

A DIMM (Differential Image Motion Monitor) was constructed at the TÜBİTAK National Observatory (TUG) in order to make night-time seeing observations. In this study, the design and working principles of the TUG-DIMM are described and first results are presented. TUG-DIMM was placed at the top of the South Peak of TUG site where a one-meter telescope will be installed in the near future. First results show that the nightly median seeing is better than 1" during most of observing nights. TUG-DIMM is planned to move to a permanent location as the robotic seeing monitor of the TUG site.

KeyWords: *Site Testing: Seeing: DIMM*

1. Giriş

Bir gök cisminden gelen ışınım dalga cephesinin Yer atmosferini geçerken uğradığı bozulmaların tümüne birden 'görüş' adını veriyoruz. Bozulmalara yol açan atmosferik olgu, ışık ışınının yolu boyunca karşılaştığı çalkantılı (turbulent) hava akımları ile ilişkili ısısal salınımlar sonucu kırılma indisinin değişmesidir. Bu değişimlerin gözlenen sonuçlarının en önemlileri sintilasyon ve görüntü hareketidir. Sintilasyon, gözlenen cismin ışık şiddetinde sürekli ve hızlı salınımlar meydana gelmesidir; ancak büyük teleskoplar için önemli değildir. Büyük çaplı teleskoplarda astronomik görüşün en etkili, hatta neredeyse tek bileşeni görüntü hareketidir. Görüntü hareketi neticesinde cismin, örneğin bir yıldızın görünen yeri tipik

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul. (tanselak@istanbul.edu.tr), (canbugragirgin@gmail.com)*
[2] *TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya. (tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr)*
[3] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara. (mumisigi2002@yahoo.com), (ozbasturk@yahoo.com),*

olarak saniyede 100 defa değişir. Uzun poz süresi kullanılan bir gözlemle elde edilen yıldız görüntüsü, görüntü hareketinin alıcı üzerinde dolaştırdığı yıldız görüntülerinin bir bileşimidir. Alıcıdan elde edilen yıldız görüntüsü, bir nokta kaynaktan beklenenden uzaktır. Yâni görüşün astronomik açıdan etkisi, teleskopların ayırma gücünün sınırlanmasıdır. Öyle ki teleskop çapı ne olursa olsun gözlemevinin üzerindeki atmosferik koşulların izin verdiğinden daha yüksek bir ayırma gücü ile gözlem yapılamaz. Optik teleskopların özel yerlere, deniz seviyesinden yükseklere, hatta Yer çevresindeki yörüngelere yerleştirilmelerinin asıl sebebi de zaten atmosferin bu olumsuz etkisinden mümkün olduğunca uzaklaşmaktır. Gözlemevi üzerindeki atmosfer tabakası kalınlaştıkça genel olarak görüş etkilerinde de bir artış beklenir. Öyleyse görüşü, atmosferik koşulların gözlem yapılmasına izin verdiği ayırma gücü olarak nicel bakımdan tanımlamak da mümkündür.

Gelişen teknoloji sayesinde, görüş etkilerinin gözlem sırasında veya görüntü işleme yöntemleri ile sonradan giderilmesini/azaltılmasını sağlayan özel teleskoplar ve yöntemler geliştirilmiştir. Halbuki bu gözalıcı gelişmelerin uygulandığı gözlemevlerinin de tıpkı diğer gözlemevleri gibi görüş koşulları bakımından iyi yerlere kurulmuş olmaları beklenir. Gözlemevi kurulması için aday olarak belirlenen yerlerde yıllar süren görüş çalışmalarının temelinde de kuşkusuz bu düşünce vardır. Aday yerler için durum böyleyken, kurulu gözlemevlerinde görüş koşullarının uzun sürelerle takibi de beklenir.

Fried parametresi (r_0) tüm görüş etkilerini tanımlar ve küçük bir teleskopla ölçülen görüntü hareketinden hesaplanabilir [1] [2] [3]. Fried parametresi, belli bir andaki görüş değeri ile aynı miktarda kuramsal ayırma gücüne sahip teleskobun çapıdır. Öyleyse, görüntü hareketi ölçümlerinden itibâren görüş değerini belirlemek mümkündür. Gerçekten de on yıllar boyunca alıcı olarak insan gözü, fotoğraf plakları [4] ya da fotoelektrik fotometreler [5] kullanılarak görüntü hareketi ölçümleri yapılmış, ve pek çok önemli gözlemevi yerleşkesi bu ölçümler de gözönüne alınarak belirlenmiştir. Ancak, bir teleskobun odağındaki görüntü hareketinin doğrudan ölçümlerine takip hataları ve rüzgarla sallantılardan kaynaklanan sahte hareketler karışır. Fotoğrafik alıcılar ise ancak uzun dönemli ortalamaları verebilir. Eğer aynı bir tâkip düzeneği üzerine iki teleskop yerleştirir ve bunların aynı yıldız için oluşturdukları relatif görüntü hareketini yeterince hızlı bir şekilde takip edebilirsek, görüntü hareketi ölçümleri teleskop titreşimlerinden etkilenmez ve kısa zaman ölçekli görüş değişimlerini bile ölçebiliriz. İlk kez Stock ve Keller [6] tarafından ortaya atılan relatif görüntü hareketi ölçümü fikri, gerekli kuramın ve bu tür ölçüme uygun alıcıların henüz gelişmemiş olması sebebiyle yaklaşık 30 yıl boyunca yeterince etkin bir şekilde uygulanamadı. Relatif görüntü hareketi ölçümleri yapabilen ilk gözlem cihazı 1990 yılında Sarazin ve Roddier [7] tarafından geliştirildi ve cihaza **D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor (DIMM) adı verildi. İlerleyen yıllarda pek çok gözlemevi birer DIMM sahibi oldu ve bu cihazla yapılan ölçümler gerek gözlemevi yer seçimi çalışmalarının, gerekse mevcut gözlemevlerinde görüş niteliğinin tâkibi amaçlı çalışmaların başlıca dayanağı oldu [7, 8, 9, 10, 11, 12, 13, 14, 15, 16, 17, 18, 19, 20, 21, 22].

TUG'da gündüz görüş koşullarının belirlenmesi amacıyla yürütülmüş olan bir projede geliştirilen S-DIMM'den (**S**olar-**D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor) [23] kazanılan deneyimlerin yardımıyla, gece boyunca gözlemci güdümü gerektirmeksizin çalışacak bir DIMM'in yapılmasına bir süre önce başlanmış olup ilk gözlemler gerçekleştirilmiştir. Bu bildiride son hâli ile TUG-DIMM'in çalışma prensibi, tasarımı ve veri indirgeme yöntemi tanıtılacak, ilk gözlemlerin sonuçları sunulacaktır.

2. DIMM

2.1. Temel Prensip

DIMM esas olarak, bir teleskobun açıklığına yerleştirilmiş Hartmann maskesinin iki deliği arasındaki dalga cephesi eğim farklarını ölçer [2, 7]. DIMM prensibinde yıldızdan

gelen ışık bir Hartmann maskesinin iki deliğinden geçerek teleskoba girer. Ancak deliklerden birinde bulunan bir optik kama bu delikten geçen yıldız ışığını optik eksenden bir miktar saptırır. Bu işlem odak düzleminde aynı yıldızın iki ayrık ve net görüntüsünü oluşturur. Böylece teleskop sallantıları her görüntüyü aynı şekilde etkilerken, atmosferik çalkantıdan kaynaklanan etkiler görüntülerin farklı evrelerde göreceli hareketlerine sebep olur [20]. İki yıldız görüntüsünün arasındaki mesafenin değişimine diferansiyel görüntü hareketi denir ve bu mesafenin ölçümünden Fried parametresi hesaplanabilir.

Diferansiyel görüntü hareketinin varyansı σ_m^2, dalgaboyu λ, Hartmann maskesinin delik çapı D ve Fried parametresi r_0 arasındaki ilişki aşağıdaki şekilde verilir :

$$r_0 = 2.384 \text{x} 10^6 K^{3/5} \lambda^{6/5} D^{-1/5} \left(\sigma_m^2\right)^{-3/5} \quad (1)$$

Burada diferansiyel görüntü hareketinin birimi yay saniyesi, diğer parametrelerin birimi ise tercihe göre bir uzunluk birimidir. Diferansiyel görüntü hareketi maskenin deliklerini birleştiren doğrultuya paralel yönde (boyuna) ve buna dik yönde (dikine) ayrı ayrı ölçülebilir. (1) denkleminde K ile gösterilen Zernike eğimi, boyuna görüntü hareketi için

$$K_L = 0.364\left(1 - 0.532\, S^{-1/3} - 0.024\, S^{-7/3}\right) \quad (2)$$

formülü ile verilirken, dikine görüntü hareketi için de

$$K_T = 0.364\left(1 - 0.798\, S^{-1/3} + 0.018\, S^{-7/3}\right) \quad (3)$$

formülü ile verilir [2]. Burada S = d/D Hartmann maskesinin deliklerinin merkezleri arasındaki d mesafesinin delik çapı D'ye oranıdır [7]. Hemen belirtmek gerekir ki diferansiyel ve mutlak görüntü hareketi aslında dalgaboyundan bağımsızdır. Dolayısı ile kullanılan alıcının dalgaboyu duyarlığı ve ölçümde kullanılan yıldızın spektrel tipinin görüntü hareketi ölçümlerinde bir önemi yoktur [2]. Fried parametresi (1) formülünden bir kez hesaplandıktan sonra, görüş değerinin aşağıdaki bilinen formülden hesaplanması mümkündür:

$$\theta_z = 0.98 \frac{\lambda}{r_0}. \quad (4)$$

Bu formülün sonucunun radyan olduğu açıktır. 'z' indisi, görüş değerinin zenit uzaklığına bağlı olduğunu göstermektedir. Belli bir yerleşkede farklı zamanlarda veya Dünya'nın farklı yerlerinde yapılan görüş ölçümlerinin karşılaştırılabilmesi için, bu ölçümlere aşağıdaki işlemle zenit düzeltmesi yapılır:

$$\theta = \theta_z (\sec z)^{-3/5}. \quad (5)$$

Burada z, görüş gözlemi sırasında gözlenen yıldızın zenit uzaklığıdır.

2.2. Sınırlamalar ve ölçüm duyarlığı

Her ölçüm cihazı gibi DIMM'in de duyarlık sınırları ve bunlara dayalı hataları bulunmaktadır. Öncelikle, küçük teleskoplarla görüş gözlemi yapılmasını sağlayan bir cihaz olma iddiası ile ortaya çıkmasına rağmen, DIMM için kullanılacak teleskobun çapının 20 cm'den küçük olmaması önerilmektedir [7]. Halen çalışan bazı DIMM'lerde teleskop çapı 40 cm'ye yaklaşmaktadır. Aslında teleskop çapı ile ilgili sınırlama, aşağıda bahsedilecek olan S=d/D oranı ile ilgili sınırlamadan kaynaklanmaktadır.

DIMM, Hartmann maskesinin üzerindeki delik çapından (D) daha küçük ve delik merkezleri arasındaki mesafeden (d) daha büyük çalkantı ölçeklerine duyarlı değildir. Görüş

üzerinde etkili olabilecek çalkantı hücrelerinin boyutları birkaç cm'den onlarca metreye kadar olabilmektedir. Boyutu 10-20 metre arasında değişen sonlu bir dış çalkantı ölçeğinin varlığı bugün bilinmektedir [24, 25]. Ancak asıl görüş etkileri çok daha küçük ölçekli hücrelerden kaynaklanır. Sarazin ve Roddier'e [7] göre $S=d/D > 2.5$ olmalıdır. Fakat bunun altındaki oranlarla çalışan DIMM'ler de vardır. Doğrusu, Hartmann maskesinin delik çapının mümkün olduğunca küçük, delikler arasındaki mesafenin mümkün olduğunca büyük olmasına dikkat edilmelidir.

Görüntü hareketinin tipik frekansı 100 Hz civarında olduğundan, görüntü hareketinin 'dondurulması' için poz süresinin 10 ms'nin altında olması gerektiği açıktır. Üstelik, yapılan çalışmalar göstermiştir ki uzun poz süreleri ile yapılan gözlemlerde elde edilen görüş değerleri, gerçek görüş değerinin daha altında sonuçlar vermektedir. Örneğin 20 ms poz süresi ile yapılan gözlemlerde görüş 0.81″ bulunurken, poz süresi 0 ms'ye ekstrapole edildiğinde görüş değeri 1.09″ çıkmaktadır [18]. Aslında uygun poz süresinin hesaplanması mümkündür; eğer görüşe hâkim atmosferik tabakadaki rüzgar hızı w ile gösterilirse, poz süresi $\ll d/w$ olmalıdır [7]. Örneğin $d = 20$ cm ve $w = 20$ m/s ise, poz süresi 10 ms'nin altında seçilmelidir. Ekstrapolasyon yapılmasının sakıncası, iki farklı poz süresi ile çalışırken, nispeten uzun bir süre için görüş koşullarının aynı olduğunun varsayılmasıdır. Poz süresinden kaynaklanan hataları önlemek için en az ekstrapolasyon yapmak kadar güvenli bir yol daha vardır: maskenin delik çapları uygun şekilde ayarlanarak ve daha duyarlı bir alıcı kullanılarak poz süresi 1-5 ms mertebesinde tutulur. Bu durumda hatalar ihmal edilebilir düzeyde kalır.

Sistemin duyarlığını etkileyen bir diğer unsur, bir görüş değeri hesaplanması için toplanan görüntü sayısıdır. Sarazin ve Roddier [7] görüntü hareketi varyansındaki ölçümün istatistik hatâsını

$$\frac{\delta\theta}{\theta} \cong \frac{3}{5}\sqrt{\frac{2}{N-1}} \tag{6}$$

ile vermektedir. Burada N, bir görüş değeri hesaplanması için toplanan görüntü sayısıdır. Bu hatâ formülü, Fried parametresini ifade eden formülden hareketle görüş için,

$$\frac{\delta\theta}{\theta} \cong \frac{3}{5}\sqrt{\frac{2}{N-1}} \tag{7}$$

ifadesine dönüştürülebilir [18]. Bu tür çalışmalarda görüntüleme CCD'leri ile genelde N=50-100 civarında görüntü toplanır ki bu durumda görüş ölçüm hatâsı yaklaşık %10'dur. Daha kısa sürede daha çok görüntü toplayabilecek bir alıcının kullanılması ile duyarlığın artırılması mümkündür. N=200 civarında görüntü toplanması halinde görüş için ölçüm hatâsı %6 mertebesinde olacaktır. Sonuç olarak, daha duyarlı görüş çalışmaları için, tek bir görüş değerinin hesaplanmasında kullanılan görüntü sayısının artırılması gerekmektedir.

Tabii ki DIMM'le yapılan görüş ölçümlerinin hatâları sadece istatistik hatâlardan ibâret değildir. Yöntemin özü yıldız görüntüleri arasındaki mesâfenin ölçümüne dayandığına göre, kullanılan yazılımın yıldız kesitinin merkezini bulmaktaki başarısı da sonuçlara bir miktar hatâ yüklemelidir. Ancak gerek bilgisayarda ürettiğimiz mükemmel yıldız görüntülerini bozarak yaptığımız denemelerden, gerekse başka araştırmacıların laboratuvarlarda laser ışınları ile ürettikleri suni yıldız görüntülerinden yaptıkları denemelerden görülmüştür ki, yıldız kesitlerinin merkezlerinin bulunmasında kullanılan algoritmalar son derecede başarılıdır. Denemeler, en çok bozulmaya uğratılmış ve netliği bozulmuş yıldız görüntülerinden yapılan görüş hesaplarında bile hata mertebelerinin %2'yi geçmediğini göstermektedir. Dolayısı ile tüm hatâ kaynakları gözönüne alındığında, 20-30

cm'lik bir teleskopla üretilmiş bir DIMM'den bulunan görüş değerindeki toplam hatâ mertebesinin %10-12'yi geçmesi beklenmemektedir.

Strehl oranını hesaplayarak yıldız kesitlerinin bozulma miktârını tâkip etmek mümkündür. I_{max} bir yıldız görüntüsündeki maksimum piksel şiddeti, I_{tot} ise toplam şiddet olmak üzere, Strehl oranı

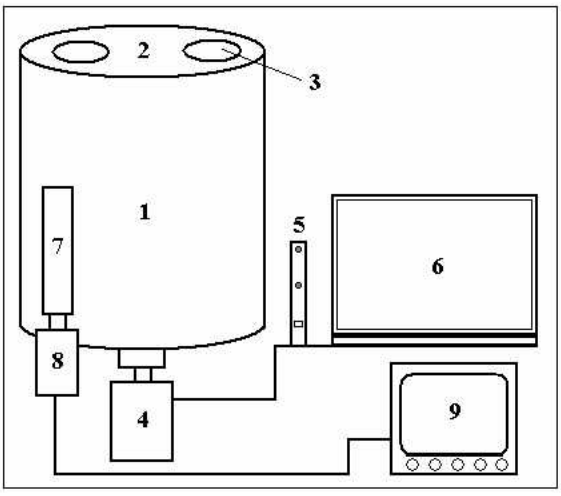
$$St = \frac{I_{max}}{I_{tot}} \frac{4}{\pi} \left(\frac{\lambda_{ccd}}{D\Delta x} \right)^2 \qquad (8)$$

ifâdesinden hesaplanabilir [2]. Burada Δx radyan olarak piksel ölçeği, ve λ_{ccd} de kullanılan CCD yongasının maksimum duyarlı olduğu dalgaboyudur. Odak ayarının bozulması veyâ hava koşullarının net görüntü elde edilmesini engellemesi durumunda Strehl oranı düşmektedir. İdeâl koşullarda, yani görüş değerinin 1″ nin altına inmesi hâlinde Strehl oranı da 1'e yaklaşır. Aslında deneysel değerler 0.3-0.7 aralığının dışına ender olarak çıkar [2]. Tokovinin ESO için hazırladığı bir raporda, simülasyonlara dayanarak Strehl oranının 0.5'in altına inmesi halinde yapılan görüş gözlemlerinin değerlendirmeye katılmamasını önermektedir. Zirâ O'na göre bu durumda yıldız kesitlerinin merkezleri başarılı bir şekilde bulunamaz. Halbuki, gerek ürettiğimiz suni yıldız profillerini bozarak, gerekse görüş gözlemlerinden, Strehl oranı 0.3 olduğunda dahi algoritmaların gayet başarılı bir şekilde çalıştıklarını belirledik. Bu sebeple TUG-DIMM için Strehl oranına bir sınır konmamıştır; çünkü zaten amacımız kötü görüş koşullarını da belirlemektir.

Görüş değerlerinin kullanılacağı istatistik çalışmalarda güvenilir sonuçlara ulaşılabilmesi için gözlem sıklığının yüksek tutulması gereklidir. Literatüre bakıldığında kabaca 4-15 dakikada bir görüş değeri elde edildiği görülmektedir [17, 23]. Açıktır ki gözlem noktaları ne kadar sık olursa o kadar güvenilir istatistik sonuçlar elde edilir.

3. TUG-DIMM

Robotik DIMM'lerde genelde mevsime göre gözlenebilecek en parlak yıldızlardan bir gözlem programı önceden bilgisayar yazılımlarına tanıtılır ve sistem bu yıldızları gözler. Ancak TUG-DIMM için kullanabildiğimiz teleskobun elektronik yapısı ve tâkip düzeneği bu şekilde bir kullanıma uygun değildir. TUG-DIMM ile şimdilik bir gözlemci eşliğinde gözlem yapılmaktadır. Robotik kullanıma uygun teleskop ve kubbe sistemi temin edildikten sonra, TUG-DIMM'in yerleşkede sürekli olarak çalışması planlanmaktadır. TUG-DIMM'in sadece kutup yıldızını gözlemesi düşünülmektedir.



Şekil 1. TUG-DIMM'in bileşenleri. (1) Teleskop, (2) Hartmann Maskesi, (3) Optik Kama, (4) Video CCD kamera, (5) Video yakalama kartı, (6) Bilgisayar, (7) Arayıcı dürbün, (8) Alıcı, (9) Video monitörü.

3.1. Bileşenler

TUG-DIMM'in prensip şeması ve başlıca donanım elemanları Şekil 1'de verilmiştir. Aşağıda herbiri ayrıntılı şekilde anlatılmıştır.

Teleskop: TUG'da bulunan 235 mm çaplı f/10 odak oranlı Celestron marka teleskop TUG-DIMM için kullanılmıştır. TUG AR-GE laboratuvarında teleskobun uzaktan yönlendirilebilmesi için PC Paralel Portu ile haberleşebilecek bir elektronik düzenek geliştirilmiştir. Teleskobun odak eşeli 88″/mm'dir.

Hartmann Maskesi: Teleskop açıklığının önüne yerleştirilen ve üzerinde aynı çapta karşılıklı iki dairesel delik bulunan bir düzenektir. Teleskop açıklığının ve poz süresi ile ilgili sınırlamaların gözönüne alınmasıyla, delik çapı D = 69 mm ve delik merkezleri arasındaki mesafe d = 165 mm olarak seçilmiştir. Bu durumda S = d/D = 2.39 olmaktadır. Yukarıda maskenin delik çapı ve delikler arasındaki mesafenin getirdiği sınırlamalardan bahsedilmişti. Buna göre, kutup yıldızı gözlenir ve zenit düzeltmesi yapılırsa TUG-DIMM ile kabaca $0.5'' \leq \theta \leq 2''$ aralığındaki görüş değerleri belirlenebilir. Rüzgar hızının nispeten yüksek olduğu gözlemler sırasında bu sınırların biraz dışına çıkılması da mümkündür. TUG-DIMM'in duyarlık aralığını genişletmek için daha büyük çaplı bir teleskopla daha parlak yıldızlar gözlenmelidir.

Optik Kama: Optik kama, deliklerden birinin odak düzleminde oluşturduğu yıldız görüntüsünün, diğer delik tarafından oluşturulan görüntüden farklı yere kaymasını sağlar. TUG-DIMM için bu amaçla yaptırılan optik kamanın sapma açısı 50″ dir.

Alıcı: DIMM'lerde kullanılan alıcılar CCD alıcılardır. Bilinen görüntüleme CCD'lerinden daha ucuz olan, yüksek kuantum etkinlikleri ve çok hızlı veri aktarım oranları ile aslında DIMM prensibine tümüyle uygun yapılara sahip video CCD'ler bir süredir bâzı DIMM'lerde kullanılmaktadır. Video CCD'lerin çoğunda poz süreleri 1/100000 saniyeye kadar düşürülebilmektedir. TUG-DIMM'de de interline transfer SONY ICX419ALL yongalı (7.40×5.95 mm) ve etkin piksel sayısı 752×582 olan 8 bit dinamik aralıklı siyah beyaz 'Neptune 100 Watec' (CCIR) [26] marka bir video CCD kullanılmıştır. Bu video CCD'nin yongasının kuantum etkinliği 500 nm'de maksimum olup, görüş alanı 9.5×7.1 yay dakikasıdır. Kısa poz süreleri kullanıldığında video CCD'lerin kara akımları sıfır ve okuma gürültüleri çok düşük olduğundan, bunların sonuçlara etkisi ihmal edilebilir düzeydedir.

Yonganın pikselleri kare olmadığından (8.6×8.3μ), piksel ölçeğinin belirlenmesinde çok dikkâtli olmak gerekmektedir. TUG-DIMM için kuramsal piksel ölçeği 0.755×0.729 yay saniyesidir. Ancak, video CCD'den çıkan PAL formatındaki analog video sinyali video yakalama kartı vasıtasıyla kare piksellere çevrilerek 768x576 piksel çözünürlüğünde kaydedilir. Bu da CCD yongasının etkin piksel formatına (752x582) çok yakın olduğundan, teorik piksel ölçeği kullanılsa dahi, piksel ölçeğindeki bu farklılıktan kaynaklanabilecek relatif görüş hatâsı %3'den fazla değildir. Gene de aralarındaki açısal uzaklıkları bilinen yıldız çiftlerinin gözlemlerinden video sinyalindeki piksel ölçeğinin hem yatayda hem de dikeyde 0.75" olduğu belirlenmiş ve hesaplarda bu ölçek kullanılmıştır. Zâten bir DIMM'in kalibrasyonu da bundan ibârettir.

Arayıcı dürbün: Daha geniş bir görüş alanı olduğu için, teleskobun arayıcı dürbününe de bir video CCD bağlanmış ve bununla alınan görüntü bir monitör yardımıyla gözlem odasına indirilmiştir. Böylece tâkip hatâsı sonucu ana odaktaki video CCD'nin görüş alanından çıkan yıldız bu arayıcı ile tekrar bulunabilmektedir.

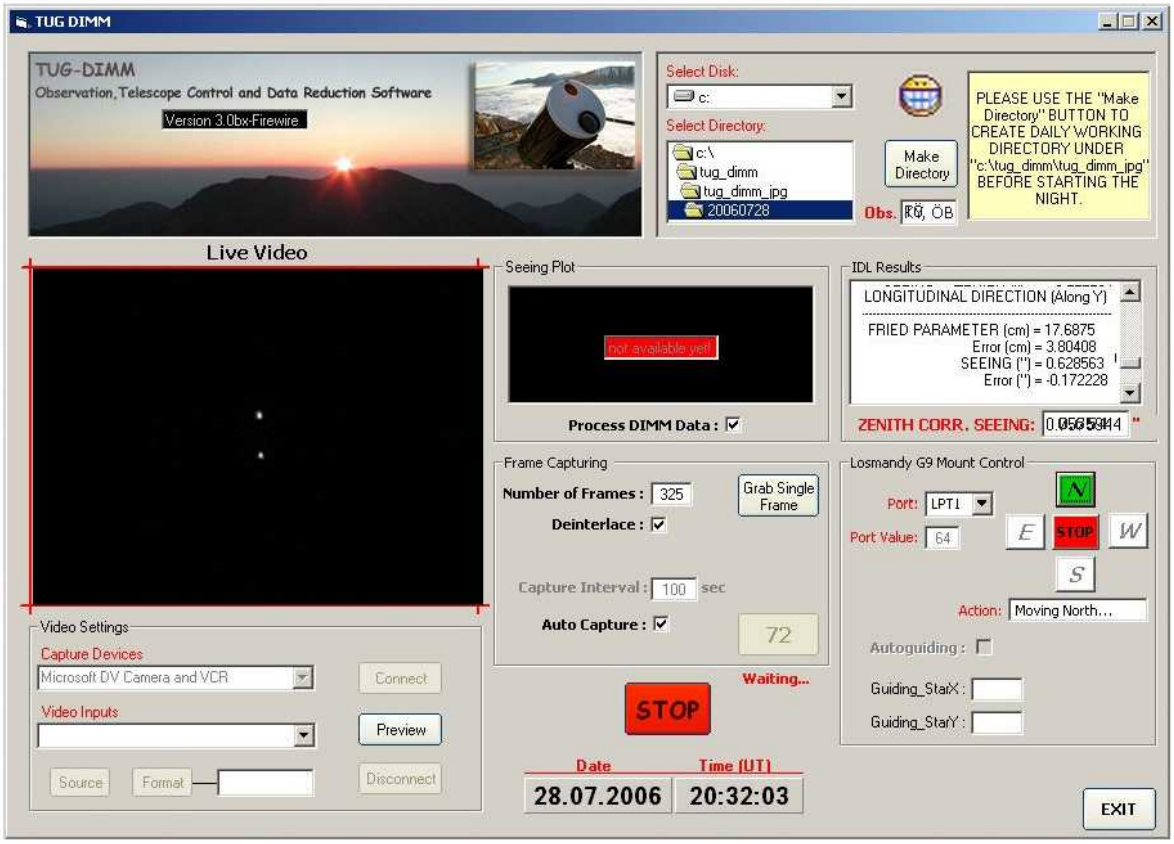
Bilgisayar: Video CCD sinyalinden görüntü yakalanması, gözlemlerin indirgenmesi, sonuçların arşivlenmesi ve teleskop kontrolünde bir dizüstü bilgisayar kullanılmaktadır.

Video yakalama kartı: Video CCD'den gelen video sinyalinin sayısal video şekline dönüştürülerek (Firewire) TUG-DIMM yazılımı tarafından bilgisayarda kaydedilmesini sağlar.

TUG-DIMM Gözlem yazılımı: Visual Basic ve VideoCapX video kütüphanesi kullanılarak hazırlanan bu yazılım, teleskop kontrol, otomatik takip, görüntü yakalama ve veri indirgeme yazılımının çalıştırılmasından sorumludur. Yazılımın arayüzünün bir görünüşü Şekil 2'de verilmiştir.

Veri İndirgeme Yazılımı: IDL'de hazırlanan bu yazılım TUG-DIMM gözlem yazılımı (Şekil 2) ile etkileşimli çalışarak görüntülerden yıldızların bulunmasını, merkez konumlarının PSF (Point Spread Function) ile belirlenmesini, boyuna ve dikine görüntü hareketlerinin varyanslarının hesaplanmasını ve sonuçta Fried parametresi ile görüş değerinin elde

edilmesini sağlar. Yazılım aynı zamanda Strehl Oranı ile atmosferik sintilasyonun bir ölçüsü olmak üzere görüntülerden kaba bir sintilasyon indeksi de hesaplar.



Şekil 2. TUG DIMM Gözlem yazılımı arayüzünün bir gözlem sırasındaki görünümü. Yazılım Visual Basic ile hazırlanmıştır ve veri indirgeme sırasında IDL ile etkileşimli çalışmaktadır.

3.2. Yerleşim ve TUG-DIMM Kulesi

TUG-DIMM özellikle, TUG'un yapımına başlanan yeni 100 cm çaplı teleskobunun (T100) yerleştirileceği TUG Misafirhanesi'nin karşısındaki Güney Tepe adlı tepeye çıkılırken düzleştirilmiş bir ara noktaya yerleştirilmiştir. GPS ölçümlerinden bu noktanın enlemi 36°49′17″ K, boylamı 38°20′08″ D ve yüksekliği de 2496 m bulunmuştur.

Teleskopların yer seviyesinden yükseğe yerleştirilmelerinin sebebi, yerel görüşün (local seeing) zeminden yükseklikle hızla düşmesidir. DIMM'ler de bir yerleşkedeki teleskoplarla elde edilebilecek en iyi görüş değerlerini temsil edecek ölçümleri yapmak üzere zeminden yükseğe yerleştirilmiş plâtformlara kurulurlar. Bu sebeple gözlemevlerinde kafes yapılı DIMM kuleleri inşa edilir. DIMM, bu kulenin üzerinde ve tamâmen açık havada çalışır. TUG-DIMM için de sözkonusu tepede galvaniz elektrik direği malzemelerinden 5 m yükseklikte bir kule ve kulenin üzerine de bir teleskop platformu inşa edilmiştir. DIMM Kulesi'nin yanına çalışma ortamı olarak kullanılabilecek bir kulübe yerleştirilmiştir (Şekil 3). Birçok TUG personelinin özverili çalışmalarıyla altyapısı ve inşası kısa sürede tamamlanan kulenin yapım aşamaları ve TUG-DIMM ile ilgili bazı resimler *http://www.tug.tubitak.gov.tr/~tuncay/tug-dimm/* adresinden izlenebilir.

Şekil 3. TUG-DIMM kulesinin, gözlem kulübesinin ve TUG-DIMM'in çeşitli görünüşleri.

3.3. Sintilasyon ölçümü

Gökcisminin ışık şiddetinde atmosferik etkilerle meydana gelen değişimleri tanımlayan sintilasyonun büyüklüğü, aşağıdaki şekilde tanımlanan sintilasyon indeksi ile verilmektedir [27] :

$$SI = \frac{\sigma_F^2}{< F >^2} \tag{9}$$

Burada σ_F^2 yıldız kesitindeki akının varyansı, <F> ise ortalama akıyı temsil etmektedir. TUG-DIMM'deki gibi 8 bitlik bir video CCD kullanılarak sintilasyon indeksini ancak kabaca temsil eden bir büyüklük elde edilebilir. Gene de TUG-DIMM ile görüş ölçümü için toplanan görüntülerden böyle bir sintilasyon indeksi hesaplanmaktadır. Bunun için, optik kama kullanılmadan elde edilen yıldız görüntüsünün merkezinden itibaren belli bir yarıçap içindeki piksellerin yoğunluk değerleri okunarak (9) numaralı formül yardımı ile bir sintilasyon indeksi ölçülmektedir..

3.4. Meteorolojik Ölçümler

TUG yerleşkesindeki RTT150 teleskop binasının üzerinde sabit bir meteoroloji sistemi olmasına rağmen Güney Tepe'nin oldukça farklı bir konumda bulunması nedeniyle burada da meteorolojik gözlemlerin yapılmasına karar verilmiştir. Bu amaçla TUG-DIMM kulesine kurulan Davis Instruments Vantage Pro2 modeli bir meteoroloji sistemi bu tepede sürekli ölçümler yapmakta, web üzerinden yayınlamakta (http://www.tug.tubitak.gov.tr/~TUG-DIMM/img/) ve veriler arşivlenmektedir. Meteoroloji sisteminin kuledeki ünitesi Güneş enerjisi ile beslenmekte ve veriler radyo sinyalleri ile TUG Merkez Binasındaki sistem odasına aktarılmaktadır.

4. İlk sonuçlar ve tartışma

4.1. Gözlemler

Görüş gözlemleri için seçilen yıldız kutup yıldızıdır. Bu cismin seçilmesinin sebebi kullanılan teleskobun takip sisteminin yeterli olmaması ve kutup yıldızının zenit uzaklığının sabit olarak alınabilmesidir. Bu da gözlenen görüş değerlerine uygulanan zenit düzeltmelerinin kolayca yapılabilmesini sağlar. Gözlemler sırasında 2.5 dakikada bir alınan

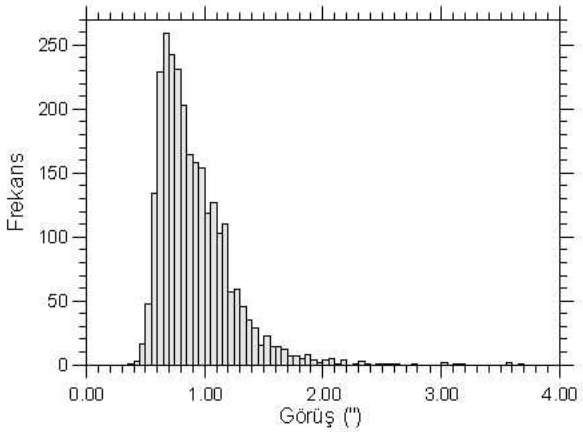
325 görüntülük her bir set üzerinden bir adet görüş değeri hesaplanmaktadır. Kuledeki platformun zeminden yüksekliği 5 m, fakat teleskobun açıklığı platformdan 1 m yukarda bulunmaktadır. Dolayısıyla bu konudaki genel eğilime dayanarak görüş gözlemlerinin zeminden 6 m yükseklikte yapıldığı söylenebilir.

Gözlemler, gözlemcinin gece başlangıcında kuleye çıkarak gerekli kablo bağlantısı ve teleskop yönlenmesini yaptıktan sonra aşağıdaki gözlem kulübesinden yapılmaktadır. Gözlem sonunda gözlemci tekrar kuleye çıkarak teleskobu park konumuna almakta, yıldırım ve statik elektrik tehlikelerine karşı teleskoba ve CCD alıcılara giden kablo bağlantılarını tekrar sökerek kuledeki dağıtım panosu içine toplamaktadır.

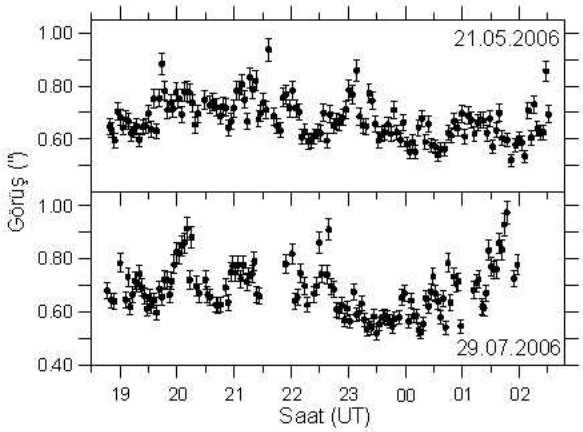
Kulenin yapılması, otomasyon ve yazılımın tamamlanmasının uzun sürmesi ve gözlemci sayısının azlığı sebebiyle TUG-DIMM gözlemleri ancak Mayıs 2006 dan itibaren sıklaşmıştır. Gözlem yapılan tarihler, gecelik gözlem süreleri ve gözlem noktası sayıları Tablo 1'de verilmiştir. Bu kısa süreçte dahi 31 gece boyunca yaklaşık 160 saat gözlem yapılmış ve toplam 3026 adet görüş değeri elde edilmiştir.

4.2. Sonuçlar

İlk gözlemlerde elde edilen gecelik medyan değerler Tablo 1'de verilmiştir. Hemen belirtmek gerekir ki bu çalışmada verilen tüm görüş değerlerine zenit düzeltmesi uygulanmıştır. Tüm gözlemler için medyan görüş değeri 0.86" olup, 1. ve 3. kartiller sırasıyla 0.70" ve 1.08" dir. Görüş ölçümlerinin Şekil 4'te verilen frekans dağılımından elde edilen sonuçlar, gözlemlerin %67'sinin 1" nin altında olduğunu göstermiştir. İlginçtir ki şimdilik



Şekil 4. Tüm görüş gözlemlerinin frekans dağılımı.

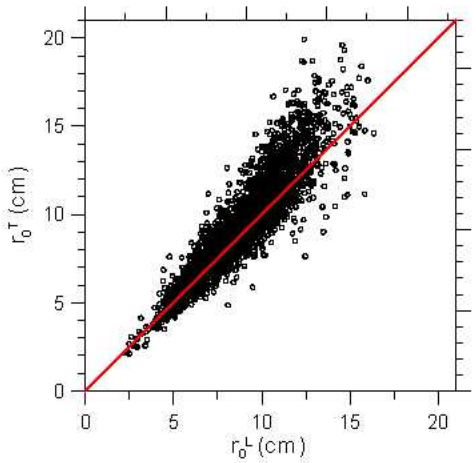


Şekil 5. "En iyi" gecelerden ikisinde görüş değerlerinin zamanla değişimi.

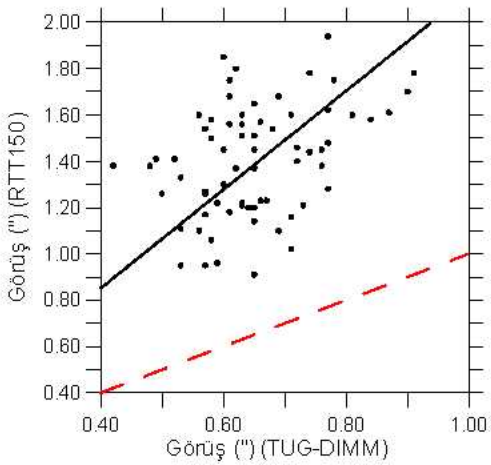
elimizde bulunan gözlemlerin çoğunluğu, TUG'da görüş koşullarının genelde nispeten kötü gittiği deneyimlerle tespit edilmiş Mayıs-Haziran-Temmuz döneminde yapılmıştır. Gerçekten de bu dönem içinde öyle gözlem geceleri olmuştur ki, görüş 1″ nin üzerine neredeyse hiç çıkmamıştır (Bkz. Şekil 5).

Kuramsal bakımdan boyuna ve dikine görüntü hareketi varyanslarının birbirine eşit olması beklenir. Ancak uygulamada, özellikle rüzgarlı havalarda bunların birbirinden farklılaştığı görülmüştür [2, 7, 18]. Bunun yanısıra, dikine görüntü hareketi ile ilgili ölçümlerde son derece küçük piksel farklılıkları üzerinden hesaplar yapıldığı için, bunlardaki relatif hata mertebeleri boyuna görüntü hareketi ölçümlerindekinden genelde daha büyüktür. Ancak her iki yöndeki görüntü hareketinin dikkate alınması gerektiğinden, görüş hesabında boyuna ve dikine görüntü hareketi ölçümlerinin ortalamaları kullanılır. Gerçekten TUG-DIMM gözlemlerinde de görüntü hareketinin azaldığı iyi görüş koşullarında (Fried parametresinin yükseldiği haller) bu iki yöndeki Fried parametreleri farklılaşmaktadır. Şekil 6

sözkonusu durumu göstermektedir. Her iki yöndeki görüntü hareketinden bulunan görüş değerlerinin ortalaması alındığından, bu durumun sonuçlar üzerindeki olumsuz etkisi beklenen hata mertebeleri içindedir.



Şekil 6. Boyuna (r_0^L) ve dikine (r_0^T) Fried parametrelerinin karşılaştırılması. Çapraz çizgi eşit değerleri temsil eder.



Şekil 7. TUG-DIMM ve RTT150 ile eşzamanlı yapılan görüş ölçümlerinin karşılaştırılması. Kesikli çizgi eşit değerleri, düz çizgi ise Y=aX fit denklemini temsil eder.

Görüş gözlemleri gözlemevi yerleşkelerinin seçiminde ve kurulu gözlemevlerinde görüş koşullarının takip edilmesinde olduğu kadar, bir yerleşkede bulunan büyük teleskoplarda elde edilebilecek görüş değerlerinin belli bir yaklaşıklıkla tahmin edilmesinde de kullanılır. Burada bir kesinlik olmamasının sebebi görüşün sadece genel atmosferik etkilere değil, hatta daha çok yerel ve kubbe içi koşullara bağlılığıdır. TUG-DIMM ölçümleri yerleşkedeki genel koşulları anlamak için tek başına yeterlidir. TUG yerleşkesinde mevcut 150 cm çaplı RTT150 teleskobunun kubbe içi ve yerel koşullarının görüş üzerindeki etkisini belirlemek için ise TUG-DIMM ve RTT150 ile 2 gece boyunca eşzamanlı gözlemler yapılmıştır. Bu gözlemlerde ölçülen görüş değerleri Şekil 7'de karşılaştırılmıştır. Şekil 7'deki verilere EKK yöntemi ile uygulanan Y=aX formundaki uyum denkleminin katsayısı a = 2.13 ± 0.07 bulunmuştur.

RTT150 ve TUG-DIMM görüş ölçümlerinin karşılaştırılması, RTT150'nin bulunduğu tepede herhangi bir zamandaki görüş koşullarının, TUG-DIMM'in bulunduğu Güney Tepe'dekinden ~2 kat daha kötü olduğu anlamına mı gelmektedir? Yerleşkedeki iki ayrı konum arasında görüş farklılığı olması beklenebilir (Şekil 8). Ancak RTT150 ve TUG-DIMM ile yapılan görüş ölçümleri arasındaki farkın büyük kısmının teleskopların bulundukları ortamlardan kaynaklanması çok daha muhtemeldir. Çünkü bir teleskoptaki yerel görüşün en önemli kısmının teleskobun, hatta teleskop aynasının kendisinden kaynaklandığı ESO'da yapılan çalışmalardan anlaşılmıştır [28]. Gerçekten, yapılan gözlemler sırasında ve özellikle gecenin ilk saatlerinde ayna sıcaklığı ve kubbe içi sıcaklık ile dış ortam sıcaklığı arasındaki sıcaklık farklarının 4-5 °C'ın üzerinde olduğu gözlenmiştir. İlerleyen saatlerde sıcaklık farklarının azalması ile görüş koşullarının iyileşmekte olduğu da belirlenmiştir. Buna rağmen, RTT150'deki görüş değerleri her zaman TUG-DIMM'deki görüş değerlerinin üzerinde çıkmıştır. Bunun sebebinin de gene kubbe içi ısı kaynaklarından, binanın içi ile kubbeyi bağlayan kablo kanallarından, kubbe ortamının iyi havalandırılmamasından ve binanın kendisinden kaynaklanan yerel türbülans olduğu söylenebilir. Bu tür etkilerin TUG-DIMM

için var olmadıkları rahatlıkla söylenebilir; çünkü TUG-DIMM tümüyle açık ortamda ve zeminden 6 m yukarıdaki görüş değerlerini ölçmektedir.

Tablo 1. TUG-DIMM'de yapılan ilk gözlemlerin süreleri (Δt), gözlem sayıları (N) ve medyan görüş değerleri (θ). q_1 ve q_3 sırasıyla 1. ve 3. kartilleri göstermektedir. "*" işaretli gözlemler kule kurulmadan önce, zeminden 3 m yükseklikteki başka bir platformda yapılmıştır.

Tarih	Δt (saat)	N	q_1 (")	θ (")	q_3 (")
30.06.2005*	6.5	65	0.60	0.66	0.76
01.07.2005*	6.5	71	0.69	0.80	0.93
02.07.2005*	6.5	77	0.85	0.94	1.09
09.07.2005*	6.0	135	0.91	1.10	1.29
10.07.2005*	5.5	144	0.73	0.80	0.89
11.07.2005*	0.4	11	0.80	0.84	0.94
13.09.2005	6.6	72	0.62	0.67	0.77
14.09.2005	5.0	60	0.71	0.84	1.04
06.12.2005	4.0	73	0.92	1.02	1.18
20.05.2006	7.5	76	0.59	0.63	0.69
21.05.2006	7.2	133	0.62	0.67	0.73
22.05.2006	6.2	127	0.65	0.77	0.95
06.06.2006	6.6	141	0.65	0.70	0.75
16.06.2006	7.4	163	1.03	1.29	1.60
17.06.2006	6.5	138	0.98	1.16	1.42
18.06.2006	7.0	140	1.00	1.08	1.19
06.07.2006	4.2	74	0.91	1.02	1.18
07.07.2006	4.6	88	0.83	0.94	1.07
08.07.2006	6.9	142	0.65	0.68	0.76
09.07.2006	5.4	107	0.70	0.73	0.80
11.07.2006	1.4	30	0.80	0.87	0.99
12.07.2006	3.5	75	0.89	1.00	1.13
14.07.2006	3.5	73	0.81	0.90	1.06
16.07.2006	2.3	21	0.65	0.72	0.88
17.07.2006	4.4	83	1.06	1.13	1.20
18.07.2006	4.0	83	0.90	0.99	1.15
28.07.2006	6.3	124	0.58	0.70	0.82
29.07.2006	7.7	143	0.62	0.67	0.72
30.07.2006	5.3	104	0.56	0.65	0.82
12.08.2006	8.5	142	0.94	1.17	1.52
13.08.2006	6.7	111	0.85	1.14	1.58

Son olarak, Şekil 4'e dikkat çekerek bir noktayı daha belirtmeyi gerekli görüyoruz. Şekil 4'deki frekans dağılımının düşük görüş değerlerine karşılık gelen kısmında hemen hemen dik bir kesilme vardır. Bu durum Güney Tepe'deki görüş koşullarının doğasından kaynaklanabileceği gibi, Bölüm 3.1'de Hartmann maskesi ile ilgili olarak belirtilen ölçüm sınırlarından kaynaklanması da çok muhtemeldir. Yani Güney Tepe'deki görüş koşulları gözlemler sırasında ~0.5″ nin altına inmiş olsa dahi, TUG-DIMM'in yapısı gereği bu görüş değerinin belirlenebilmesi mümkün olmamıştır.

Şekil 8. TUG-DIMM ve RTT150'nin TUG yerleşkesindeki konumları.

Bu aşamada elimizde yeterli veri olmaması sebebiyle TUG'daki görüş koşullarının başka gözlemevi yerleşkelerindeki koşullarla karşılaştırılmasını yapmak yanıltıcı sonuçlara ulaşılmasına yol açabilir. Ancak gene de, TUG'daki görüş koşullarının genelde iyi olmadığı bilinen bir mevsimde yapılan ölçümlerin %67'sinin 1″ nin altında çıkmasına dayanarak, TUG yerleşkesinin veya en azından Güney Tepe'nin orta-büyük çaplı teleskoplara gayet uygun gözlem koşulları sağlayacağı söylenebilir.

5. Son söz

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde sürekli görüş gözlemleri yapmak üzere robotik bir DIMM yapılması amacıyla başlayan çalışmalarda, mevcut imkanlar ile gözlemcinin ara sıra da olsa müdahalesini gerektiren bir gözlem sistemi üretilmiştir. TUG-DIMM'in gözlemci müdahalesi gerektirmesinin sebebi, kullanılan teleskobun otomatik yönlenmeye ve takibe uygun yapıda olmamasıdır. İstenen özelliklerde bir teleskobun temin edilmesi durumunda, sistem gözlemci güdümü gerektirmeksizin çalışabilecektir. Mevcut bazı birimlerinin daha yüksek verimli olanlarla değiştirilmesi ve daha büyük çaplı bir teleskop kullanılması halinde TUG-DIMM'in çok daha duyarlı ve hızlı bir gözlem sistemi olması mümkündür. Böylece hava koşullarının uygun olduğu hemen her gece sürekli görüş gözlemleri yapılabilir. Şu andaki yerine bir teleskop inşa edilmesi halinde TUG-DIMM başka bir yere taşınarak çalışmaya devam edebilir.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin Güney Tepe olarak adlandırılan ve 1 m'lik teleskop kurulması tasarlanan noktasında TUG-DIMM ile yapılan ik gözlemler, buradaki ve genelde TUG yerleşkesindeki görüş koşullarının halen bulunanlardan daha büyük çaplı teleskoplar inşa edilmesine uygun olduğunu göstermektedir. Ancak eldeki veriler henüz tüm bir seneye yönelik yorum yapmak için yeterli olmadığından, nispeten daha güvenilir sonuçlar elde edilebilmesi için en az bir yıl daha meteorolojik verilerle beraber gözlem yapılması gerekmektedir.

Teşekkür

Sadece iki kişi ile başlayan ve zahmetli bir iş olan TUG-DIMM gözlemlerinin bu kadar az sayıda gözlemci ile yürütülebilmesi mümkün değildi. Bu sorunun giderilmesinde Korhan Yelkenci, Can Buğra Girgin, ve Özgür Baştürk son derece önemli katkılarda

bulunmuşlardır ve bu katkıları devam etmektedir. Elektronik AR-GE'den Uzm. Murat Koçak, Uzm. Kadir Uluç ve Uzm. Murat Parmaksızoğlu, Bilgi İşlem Sorumlusu İsmail Başlar ile Teknisyenler Davut Yıldız, Hakkı Yıldız, Remzi Sönmez ve diğer TUG çalışanlarına TUG-DIMM'in yapımı aşamasındaki katkılarından dolayı teşekkür ederiz. Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliği tarafından desteklenmiştir; Proje No: BYP-738/07072005.

Kaynaklar

[1] Fried, D.L., (1965), Statistics of a geometric representation of wavefront distortion, *J.Opt.Astr. Soc.*, 55, s.1427
[2] Tokovinin, A., (2002), From differential image motion to seeing, *PASP*, 114, s.1156
[3] Martin, H.M., (1987), Image motion as a measure of seeing quality, *PASP*, 99, s.1360
[4] Harlan, E.A.; Walker, M.F., (1965), *PASP*, 77, s.246
[5] Irwin, J.B., (1966), *AJ*, 71, s.28
[6] Stock, J.; Keller, G., (1960), Astronomical Seeing, in Stars and Stellar Systems, Vol.1,Telescopes, ed. G.P. Kuiper ve B.M. Middelhurst, Chicago, Univ. Chicago Press, s.138
[7] Sarazin, M.; Roddier, F., (1990), ESO differential image motion monitor, *A&A*, 227, s.294
[8] Wood, P.R.; Rodgers, A.W.; Russell, K.S., (1995), Seeing measurements, at Freeling Heights and Sidin Spring Observatory, *PASA*, 12, s.97
[9] Bida, T.A.; Dunham, E.W.; Bright, L.P.; Corson, C., (2004), SPIE Proceedings 54, s.89
[10] Conan, R.; Avila, R.; Sanchez, L.J.; Ziad, A.; Martin, F.; Borgnino, J.; ve ark., (2002), Wavefront outer scale and seeing measurements at San Pedro Martir Observatory, *A&A*, 396, s.723
[11] Muñoz-Tuñón, C.; Varela, A.M.; Mahoney, T., (1998), Homogeneity of image quality at the Roque de los Muchachos Observatory, *New Astr. Rev.*, 42, s.409
[12] Michel, R.; Echevarria, J.; Costero, R.; Harris, O., (2003), The seeing at San Pedro Mártir Observatory as measured using the DIMM method, *Rev.Mex. AA. (Serie de Conferencias)*, 19, s.37
[13] Mancini, D.; Auricchio, A.; Ortolani, S.; Porceddu, I.; Zitelli, V., (1993), The TNG differential image motion monitor (DIMM), http://dns4.pd.astro.it/planets/tngproject/publications/news/12/12dimm.html
[14] Beckers, J.M., (2001), A seeing monitor for solar and extended objects observations, *Experimental Astronomy*, 12, s.1
[15] Erasmus, D.A.., (2000), Meteorological conditions and astronomical observing quality ('seeing') at candidate sites for the Southern African Large Telescope, *South African Journal of Science*, 96, s.1
[16] Carrasco, E.; Carraminana, A.; Aviles, J.L.; Yam, O., (2003), Optical seeing at Sierra Negra, *PASP*, 115, s.879
[17] Ehgamberdiev, S.A.; Baijumanov, A.K.; Ilyasov, S.P.; Sarazin, M.; Tillayev, Y.A.; Tokovinin, A.A.; Ziad, A., (2000), The astroclimate of Maidanak Observatory in Uzbekistan, *A&A Suppl. Ser.*, 145, s.293
[18] Giovanelli, R.; Darling, J.; Sarazin, M.; Yu, J.; Harvey, P.; Hemderson, C.; ve ark., (2001), The optical/infrared astronomical quality of high Atacama sites. I. Preliminary results of optical seeing, *PASP*, 113, s.789
[19] Boumis, P.; Steiakaki, A.; Mavromatakis, F.; Patrakis, G.; Papamastorakis, J., (2001), Seeing measurements at Skinakas Observatory using the DIMM method, astro-ph/0111022
[20] Bally, J.; Theil, D.; Billawala, Y.; Potter, D.; Loewenstein, R.F.; Mrozek, F.; Lloyd, J.P.; (1996), A Hartmann differential image motion monitor (H-DIMM) for atmospheric turbulence characterisation, *PASA*, 13, s.22
[21] Vernin, J.; Munoz-Tunon, C., (1995), Measuring astronomical seeing: the DA/DIMM, *PASP*, 107, s.265
[22] Rest, A.; Stubbs, C., (2002), *http://www.astro.washington.edu/rest/dimm/dimmtext.htm*
[23] Özışık, T.; Ak, T., (2004), First day-time seeing observations at the TÜBİTAK National Observatory in Turkey, *A&A*, 422, s.1129 (*http://www.tug.tubitak.gov.tr/gozlemler/SDIMM/index.html*)
[24] Martin, F.; Conan, R.; Tokovinin, A.; ve ark., (1999), *A&A Suppl. Ser.*, 144, s.39
[25] Linfield, R.P.; Colavita, M.M.; Lane, B.F., (2001), *ApJ.*, 554, s.505
[26] *http://www.watec.net/english/bw/wat_100n.html*
[27] Tokovinin, A.; Kornilov, V.; Shatsky, N.; Voziakova, O., (2003), Restoration of turbulence profile from scintillation indices, *MNRAS*, 343, s.891
[28] "The effect of local atmospheric environment on astronomical observations", Lorenzo Zago, PhD Thesis (in HTML), Feb. 1995. (http://www.eso.org/genac/pubs/ astclim/papers/lz thesis/h_thesis.html)

KANT'IN NEWTONCU KOZMOLOJİSİ VE MODERN YILDIZ OLUŞUM KURAMININ TEMELLERİNİN ATILIŞI

Özgür AKARSU[1], Şafak URAL[2]

Özet

Felsefi problemler, başta bilimin olmak üzere çeşitli alanların problemleri ile tam bir etkileşim içerisindedir. Bu etkileşim birbirlerinin önünü açacak sonuçlar doğurabilmektedir. Kant'ın felsefesi ile Newton fiziğinin etkileşiminden doğan fiziksel kozmogoni bunu görebileceğimiz iyi bir örnektir.

Anahtar Kelimeler: *Kant, Newton, kozmoloji, kozmogoni.*

Abstract

Philosophical problems are in complete interaction with the problems of various fields and at most with the problems of science. Sometimes this interaction cause to arise some consequences which lead to flourish each others. One of the good examples for that is the physical cosmogony that arises from the interaction between the Philosophy of Kant and the Newton physics.

Keywords: *Kant, Newton, cosmology, cosmogony.*

1. Giriş

Yıldız oluşum kuramları ile ilgili modern astrofizik kitaplarının çoğunun giriş bölümünde birkaç tümce ile Immanuel Kant'tan (1724-1804) söz edilir. Bu alanda çalışan astrofizikçi ve astronomların Kant'ın adını orada görmeyi beklediklerini söyleyemeyiz. Çok doğaldır ki, bu alandaki güncel bir çalışmada Kant'ın bu konudaki görüşlerinin bir katkısı olmayacağından, bilimsel bir astrofizik kitabında Kant giriş bölümünden sonra bir daha anılmaz. Diğer yandan Kant evrendeki yapıların oluşumuyla ilgili modern yaklaşımların oluşumuna önemli katkılarda bulunmuştur. Peki, bu Kant'a özel bir durum mudur, yoksa genel olarak bilimsel bilginin oluşum süreçlerini diğer bilgi türleriyle etkileşime açık bir yapı olarak mı ele almak gerekir?

Bilimsel bilgi kendine özgü bir yöntemle üretiliyor olsa da, bilim tarihi, bilimin ve bilimsel kuramların gelişiminin kendi yönteminin hiç de içine kapalı olmadığını göstermektedir. Kant da buna iyi bir örnek oluşturmaktadır. Bu ünlü filozof, Newton fiziğindeki, teknik bir ifadeyle, epistemolojik boşluğu doldurmuş, "**Evrensel Doğa Tarihi ve Gökyüzü Kuramı**" adlı eserinde Newton'un atamadığı adımları atmış ve kendinden sonra gelen birçok bilim adamını; hatta düşünce dünyasını etkileyerek de günümüz biliminin oluşumu için gerekli zeminin kurulmasına katkılarda bulunmuştur.

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova/İzmir, Tel: 232–3884000/2235, ozgur.akarsu@mail.ege.edu.tr*

[2] *İstanbul Üniversitesi, Edebiyat Fakültesi, Felsefe Bölümü, 34452 Beyazıt/Eminönü-İstanbul, Tel: 212–4400000, urals@superonline.com*

2. Kant'ın İlk Çalışmaları ve "Evrensel Doğa Tarihi ve Gökler Kuramı"

Kant üniversitede öğrenci iken uzmanlaşma alanı olarak felsefe ve matematiği seçer ve Newton'un eserleriyle tanışır. Matematik ve fizik alanlarında kısa sürede ilerler ve yirmi iki yaşındayken "**Fiziksel Kuvvetlerin Doğru Ölçülmesi**" (1747) başlıklı tezini yayımlar. Üniversiteye dokuz yıl kadar ara veren Kant üniversiteye döndükten kısa bir süre sonra, 1754 yılında, "**Gece ve Gündüzün Birbirini İzlemesini Sağlayan Kendi Ekseni Çevresindeki Dönüşünde Dünyanın Meydana Geldiği Andan Buyana Birkaç Değişiklik Olup Olmadığı Sorunu Üzerine Bir Araştırma**" ve "**Dünyanın Fiziksel Açıdan Yaşlanıp Yaşlanmadığı Sorunu**" başlıklı çalışmalarını yayımlar. Ertesi yıl doktorasını aldıktan sonra da ilk büyük yapıtı olan ve burada üzerinde duracağımız "**Evrensel Doğa Tarihi ve Gökyüzü Kuramı**" adlı çalışmasını yayımlar. Bu çalışma "**Newton ilkeleri uyarınca, tüm evrenin oluşumu ve mekanik kökeni üzerine bir deneme**" alt başlığını taşımakla birlikte içerdiği bazı bölüm başlıkları şöyledir:[6] Dünyanın Mekanik Kökeni Kuramının Nedenleri, Gezegenlerin Yörüngelerinin Basıklığının ve Kuyruklu Yıldızların Kökeni, Ayların Kökeni ve Gezegenlerin Eksenleri Çevresindeki Hareketleri, Satürn'ün Halkasının Kökeni ve Satürn'ün Günlük Dönüşünün Bağıntılarına Göre Hesaplanması, Gerek Mekanda Gerek Zaman İçinde Sonsuzluğunun Tüm Kapsamıyla Evren, Genel Olarak Güneşin Tarihi ve Evrensel Kuramı.

Bu önbilgiler ışığında şu basit sorular sorulabilir: Acaba Kant neden bu sorularla uğraşmıştır? Bu uğraşı gereksiz bir çaba olarak görebilir miyiz? Kant'ın düşünceleri büyük oranda, Kopernikçi ve Newtoncu evren kuramının etkisiyle gelişmiş olduğu iyi bilinmektedir. K. Popper'ın "**Sanılar ve Çürütmeler**" adlı eserinde belirttiğine göre; Kant'ın "**Evrensel Doğa Tarihi ve Gökyüzü Kuramı**" adlı yapıtı kozmoloji ve kozmogoniye yapılmış en büyük katkılardan birisidir.[12] Aynı eserinde K. Popper, Kant'ın yapıtının günümüzde "güneş sisteminin kökenine ilişkin Kant-Laplace hipotezi" olarak bilinen kuramın açık bir formülasyonunu vermekle kalmadığına ve astronomların çok iyi tanıdığı Jeans'ten çok önce bu kuramı Samanyolu sistemine de uyguladığına değinir. Ona göre, tüm bunlar Kant'ın bulutsuları (nebulae) başka Samanyolu sistemleri olarak tanımlamasının yanında önemsiz kalır.[12] **Evrensel Doğa Tarihi ve Gökyüzü Kuramı**'nda Kant şöyle demektedir:[6]

"Bunları çok büyük tek yıldızlar olarak değil; pek çok yıldızdan oluşmuş sistemler olarak görmek ve uzaklıkları nedeniyle ufak bir alanı kaplıyormuş gibi göründükleri, yine bu uzaklık nedeniyle ışıklarının tek tek ayırt edilebilmesi olanaksız olan yıldızların tümünün ışığının bir tek donuk ışık gibi göründüğü biçiminde yorum yapmak çok daha doğal ve akla yakındır."

3. Newton Fiziğiyle Bir Kozmogoni Kurma Girişimi

Kant bir fizikçi değildir; ancak bir fizikçi olmadığından dolayı "**Evrensel Doğa Tarihi ve Gökyüzü Kuramı**"nda ele aldığı sorulara yaklaşma hakkı olmadığını söyleyemeyiz ve bir fizikçi olmaması onu görmezlikten gelmemizi gerektirmiyor. Şimdi şu sorular sorulabilir: Kant bir fizikçi değildi ama doğru sorular sordu ve bir bakıma da doğru cevaplar verdi; bir fizikçi olmadığı halde bu soruları sormasında etken neydi? Bu etken, bir felsefeci olarak ne kadar yasal bir zemin üzerine oturuyordu veya oturuyor muydu? Soruları Onu ne gibi sonuçlara götürmüştür? Soruların ne gibi sonuçları olmuştur? Bu soruları sorma gerekçesi hangi açıdan önemli ve gerekliydi? Bu gereklilik sadece felsefi bir gereklilik midir, yoksa bilimsel bir özellik de taşıyor mu? Burada, Kant'ın felsefi sistemine özgü gibi duran sorular önce Kant'ın felsefi sistemi açısından ele alınacaktır. Daha sonra, bilim tarihinden alınacak başka birkaç örnekle de "Bilime ve bilimsel bilginin gelişimine katkı yalnızca bilimsel çalışmalarla mı olmalıdır ve olabilir?" gibi daha genel soruların yanıtlarına ışık tutmaya çalışılacaktır.

Kant'ın sorduğu sorular, bunlara yanıt arayış biçimi ve kullandığı kavramlar konuya yabancı bir kişi olmadığını, döneminin astronomi bilgisine sahip olduğunu ve konuyu hiç de amaçsız ele almadığını gösteriyor. Peki, Kant böylesi bilinçle sormuş olduğu bu sorularla neyi amaçladı ve neyi çözüyor? Kant, Newton sistemindeki bir boşluğun farkındaydı. Teknik bir deyimle söyleyecek olursak Kant epistemolojik boşluğun farkındaydı. Bir ölçüde, Newton da bunun farkındaydı ve **Principia**'da epistemolojik ve felsefi tartışmalara girişmiştir. Newton, ilk kez 1704 yılında yayımlanan **Opticks**'in daha sonraki baskılarının sonuna eklediği sorular kısmında da optik dışında epistemolojik, metafiziksel ve yöntembilimsel tartışmalara girmiştir. Örneğin, Newton **Principia**'da uzay ve zaman kavramlarının doğasını ve maddenin ne olduğunu, "madde" deyince neyin anlaşılması gerektiğini ayrıntılı olarak tartışır. Newton'da madde bir dönem yer kaplayan, bir dönem de nüfuz edilemeyendir. Newton'un madde kavramına farklı yaklaşımlarda bulunması, bir sistemin matematik ve fizik bütünlüğünün tek başına yeterli olmadığını, aydınlatılmaya daha da önemlisi sistemin kendisinin tartışmaya açık özellikler taşıyabileceğini göstermektedir. Burada felsefi ve bilimsel çabaların arasında bir ilişki söz konusudur; amaç da tabiatın bir bütün olarak anlaşılmadır.

İlginç olan bir husus, bir fizik sisteminin (burada Newton sisteminin) ve özellikle de onun kavramsal yapısının felsefi yorumlara açık olmasıdır. Farklı felsefi yorumlar Newton fiziğinin farklı açılardan yorumlanması ile sonuçlanmıştır. Bu yorumlar zamanla sistemin eleştirisine de zemin hazırlamıştır. İşin ilginç yanı, Newton'un kendisi bir fiziksel kozmogoni sunmayıp, teolojik bir kozmogoni sunarken Kant Newton fiziğini kullanarak fiziksel bir kozmogoni sunmaya çalışır.

Kant, Newton fiziğinden yararlanır; ancak Newton'dan daha da ileriye bir adım atar ve Newton fiziğini kullanarak fiziksel bir kozmogoni oluşturur. Newton doğadaki düzeni tanımlamaya ve betimlemeye çalışır. Gezegenlerin Güneş çevresindeki devinimlerini ele alır ve Kepler yasalarını açıklar. Ancak, Newton kendi fiziğini kullanarak gezegenler sisteminin nasıl oluştuğunu, bugünkü düzene nasıl varıldığını açıklamaya hiç girişmez.[6] Munitz'in **Evrensel Doğa Tarihi ve Gökler Kuramı**'na yazdığı önsözde belirttiği gibi; Newton, mekanik yasaların gezegenlerin hareketlerini açıklamaya yeterli olduğunu, fakat buna karşılık Güneş sisteminin başlangıçta nasıl oluştuğunu açıklamaya yeterli olmadığını düşünmektedir. Newton, **Principia**'ın sonuna eklediği "**Scholium Generale**" adlı bölümünde şöyle der:[10]

"Gezegenler ve kuyruklu yıldızlar tür ve konumları verili yörüngelerdeki dolanmalarını yukarıda açıkladığımız yasalara göre sürekli olarak izleyeceklerdir, ancak bu cisimler aslında salt yerçekimi yasalarına göre yörüngelerinde kalmayı sürdürebilseler de, hiçbir biçimde ilk başta kendi yörüngelerinin düzenli konumlarını o yasalardan kendileri türetmiş olamazlar."

Newton'un, aynı eserde, gökcisimlerinin düzenli konumlarının kuruluşunu açıklaması ise teolojik bir özellik taşımaktadır:[10]

"Güneş, gezegenlerin ve kuyruklu yıldızların bu olağanüstü güzel sistemleri ancak zeki ve güçlü bir Varlığın bilgelik ve egemenliğinden ileri gelebilirdi."

İşte Kant bu noktada Newton'un kalkışamadığı bir işe kalkışır. Evrenin bugünkü yapısının oluşumunu ve evrende gözlemlenen hareketi, Güneş sistemini de aşarak tüm evrene uzanan bir çerçevede, yalnızca Newton yasalarını kullanarak açıklamaya çalışır. Bunu "**Evrensel Doğa Tarihi ve Gökyüzü Kuramı**" adlı eserinin içerik planında "Evrenin kuruluşu basittir ve doğa güçlerini aşmaz." diyerek özetler ve şöyle der: [6]

"Gerçekten, her türlü hipotezden kaçındım. Dünyayı en ilkel kaos içinde belirledikten sonra, doğanın büyük düzenindeki evrime çekim ve itim güçlerinden başka bir güç uygulamadım. Bu iki güç de aynı derecede kesin, aynı derecede yalın ve aynı derecede de özgün ve evrenseldir. Her ikisi de Newton'un Doğal Felsefesi'nden alınmıştır."

Kolayca görüldüğü gibi Kant'ın bu sözlerini bilimsel bir araştırmanın sonucu olarak yorumlama olanağı yoktur; onlar çok açık bir şekilde felsefi bir bakışın sonucudur.

Newton, **Principia**'da, gökyüzünde bugün görünen düzenliliğin *kuruluşu* konusunda yaptığı gibi *devamlılığı* konusunda da teolojik bir açıklamaya gider:[10]

"Ve eğer durağan yıldızlar benzer başka dizgelerin merkezleri iseler, bilgece bir fikir tarafından oluşturulduğu gibi, bunların tümü de Birin egemenliği altında duruyor olmalıdır"

Çünkü, Newton'un **Opticks**'te dediği üzere, bu evrende, "…hareket kazanılır ya da kaybedilir. Akışkanların yapışkanlığından ve akışkanları oluşturan parçacıkların sürtünmelerinden, katıların ise zayıf esnekliğinden dolayı hareket kazanılmaktan çok kaybedilmeye eğilimlidir ve her zaman azalacaktır."[9]

"Madde, tüm yapışkanlık ve sürtüşmelerinden ve hareketin aktarımından yoksun olmadıkça (ki yoksun olduğu varsayılmayacaktır), hareket sürekli olarak azalırdı. Evrende bulduğumuz hareket çeşitliliğinin bu nedenle her zaman azalmakta olduğunu gördüğümüze göre, onu etkin ilkeler aracılığıyla koruma ve yeniden sağlama gibi bir zorunluluk vardır."[9]

Newton bu görevi Her-yerde bulunan ve her şeyden-güçlü Tanrı'ya yükleyerek evrenin değişmeden kalışının teolojik bir açıklamasına başvurmuştur.

Özetle, Newton evrende değişmez bir düzenlilik olduğunu düşünmektedir. Fakat mekanik yasalara göre bu düzen korunmayıp zamanla bozulacaktır, bu bozulmayı da ancak her anda düzeni koruyacak biçimde müdahale eden anlıksal bir güç engellemektedir. Diğer yandan Kant bu mekanik yasaların işaret ettiği olguları hem düzenin oluşumunun kaynağı hem de bozuluşun kaynağı olarak görmekte ve böylece evrimsel bir fiziksel süreç fikrine başvurmaktadır.

Kant'ın bu konudaki görüşü açıktır. Ona göre, başlangıçta kaos halinde bulunan parçacıklardan gökcisimlerinin ve bunların arasındaki düzenin oluşmasının kaynağı Newton'un kütle çekim yasasıdır:[6]

"Güneş sistemimize bağlı bütün kürelerin oluştuğu maddenin, her şeyin başlangıcındaki ana elemanlarına ayrışmış olduğunu ve bu maddeden oluşan gök cisimlerinin bugün içinde döndükleri uzayı tamamen doldurduğunu varsayıyorum."

Kant, betimlediği bu durumun "hiç"i izleyen en basit durum olduğunu düşünür: [6]

"Evrenin ilk anındaki doğa durumu, olabildiğince biçimden uzak ve her şeyden yoksundu."

"…doğanın harekete gelmesinde ve kaosun biçimlenmeye yönelmesinde başlıca etken, elemanların türlerinin çeşitliliğidir. Bu çeşitlilik yüzünden dağınık elemanlar arasında evrensel eşitlikten doğacak durağanlık ortadan kalkar ve kaos, çekim gücü daha fazla zerrelerin bulunduğu noktalarda biçimlenmeye başlar."

Oysa Newton gökcisimlerini bir düzene koymayı da onları yaratana yakıştırmıştır:[9]

"…yukarıda değindiğimiz sert ve katı parçacıklardan oluşan tüm şeyler, ilk yaratılışta zeki bir Aracının düşüncesiyle çeşitli biçimlerde bir araya getirilmiştir. Bunları belli bir düzene koyan O olduğuna göre; bir kez oluşturulduktan sonra, çağlar boyunca doğanın yasalarına göre sürebilecek olsa da, bu düzenin bu yasalar yoluyla kaostan doğabileceğini ileri sürmek felsefeye aykırıdır."

Newton'un atamadığı adımı atan Kant eserinin planına şöyle değinir:[6]

"Dünyanın oluşumunun daha kesinlikle kavranabilmesi için, konuyu sınırlayarak dünyayı doğanın sonsuz evreninden ayırarak ve güneş sistemimize benzer belirli sistem içinde ele alacağız. Bu sistemin oluşumunu irdeledikten sonra, daha büyük dünya-sistemlerinin kökenini aynı biçimde inceleyebilecek ve böylelikle tüm evrenin sonsuzluğunu bir kavram içinde kavrayacağız."

Gerçekten de Kant eserinde Güneş sisteminden başlar, güneş sistemi gibi birçok sistemden oluşan daha büyük ölçekli bir sistem olan Samanyolu gibi sistemlere, buradan da

tüm evrene doğru bir yapı oluşumu sunmaya çalışır. Bu süreçte Kant temel olarak şu düşünceden hareket etmektedir:[6]

"…çok büyük uzay kesiminde, elemanların çekim gücünün daha fazla olduğu bir nokta bulunursa, bütün kesime dağılmış olan ilkel atomların maddesi o noktaya düşer."

Bu ilke bugünkü yıldız oluşum kuramlarının temel düşüncesidir. Aynı zamanda Büyük Patlama kozmolojisinde büyük ölçekli yapıların (gökada, gökada kümeleri gibi) oluşum kuramlarının da temel düşüncesidir. Günümüz kozmolojisinde Kant'ın söz ettiği belli bir bölgedeki yoğunluk fazlalığının kaynağı erken evrendeki kuantum dalgalanmalarından elde edilmektedir.[11] Ancak, yapı oluşumu kuramları günümüzde çok daha karmaşık ve nicel bir hal almış olsa da, temelde düşünce aynıdır: bir yoğunluk fazlalığı bul ve o noktada maddeyi kütle çekimin etkisiyle topla.

Newton değişmez bir evren hayal ederken Kant ilk olarak evrimsel bir evrenle buluşturuyor bizi. Eserine verdiği adda "doğa tarihi" ifadesini kullanarak evrenin bir tarihinin olduğunu düşündüğünün, yani evreni zaman içinde evreler halinde ele alacağı ve evrimsel bir yaklaşım sunacağı konusunda bir ipucunu zaten vermektedir. Munitz, **Evrensel Doğa Tarihi ve Gökler Kuramın**'a yazdığı önsözde[6]; evrenin bir tarihinin olduğunu ve gelişim evrelerinin fiziksel yasalara göre izlenebileceğini düşünme girişimini, bilimsel kozmolojinin temeli saydığını söyler.

4. Kant, Newton Sonrası Fiziğe de Zemin Hazırlıyor

Mutlak uzay ve zaman Newton'daki en önemli iki temel kavramdır. Bu iki kavram kaldırılırsa Newton'un sistemi çöker. Bunlar Kant'ın da çok önem verip tartıştığı iki kavramdır. Bilimde daha sonra da yine yeni ufuklar açan iki kavram, göreli uzay ve zaman olmuştur. Einstein'ın da, görelilik kuramını geliştirirken önce matematik çalışmadığı, hatta ışık üzerine yapılan son deneyleri incelemediği, fakat Mach, Kant ve Hume gibi felsefecilerin eserlerini okuduğu bilinmektedir.[7]

Kant, Newton sisteminin epistemolojisini kurmuştur. Yani onu bir bütünlüğe ulaştırmıştır. Diğer bir ifadeyle, Newton sisteminin içerdiği fakat gündeme getirilmemiş sonuçları gün ışığına çıkarmıştır. Böylece Newton sistemi, öngördüğü fakat henüz tamamlanmamış evren tablosuna kavuşturulmuştur. Bu tablo, evrenin bütünlüğü içinde kavranılmasına olanak vermektedir. Kant tarafından kurulan epistemoloji, Newton sistemi çerçevesinde, evrene ilişkin sorulabilecek soruların bir bütünlük içinde cevaplandırma denemesidir. Böyle bir deneme, bu sistemin tartışılabilir duruma gelmesi için şarttı.

Kant, Newton sisteminin kurulması için geometrinin ön şart olduğunu fark etmiştir. Kant ayrıca, Newton sisteminin epistemolojisini kurmakla, Newton sonrası fiziğin önünü açacak fikirler ileri sürmüştür. Örneğin, bizim uzay kavrayışımızın geometri bilgimizin doğasına bağlı olduğunu yine Kant fark etmiştir.[1] Bugün biliyoruz ki, Einstein'ın özel ve genel görelilik kuramı, özünde uzay ve zamanın yeni bir geometrik sistem içerisinde ele alınmasının bir sonucudur; bunlar sırasıyla Minkowski ve Riemann geometrileridir. Kant'ın bir hatası Öklit geometrisinin tek olduğuna inanmasıdır. Ancak, unutmamalı ki, o zamanlarda Kant'ın elinde Öklit geometrisinden başka bir seçenek de yoktu.

Bilimsel sistem de felsefe de tabiatı anlamaya yöneliktir. İkisinin yöntemi çok radikal olarak birbirinden farklıdır; dolayısıyla birinin ortaya koyduğu sonuçlar diğerinin işine yaramayabilir, aralarında zıtlık da bulunabilir ve felsefi sistemlere saplanıp kalmak bir vakit kaybı da olabilir. Fakat bilimin kendisi de her zaman doğru sonuçlara ulaşan bir yapıda değildir. Uzun süreler bilimsellik adı altında çok yanlış tartışmalar içerisinde bulunulduğu bilinmektedir. Aslında bilim yanlışların elenmesiyle doğrulara ulaşmaya çabalar. Doğruları bulmak bilimin işidir. Fakat yanlış yapmak, felsefenin tekelinde değildir. Fakat daha da önemlisi, bilimdeki bazı yanlışlar, bilimsel bir yöntemin sonucu olabilir. Bu tür hatalar zaman içinde yine bilimsel yöntemle düzeltilebilir. Fakat bazı bilimsel yanlışlar, felsefi özellik

taşıyabilir. Her bilim adamı, bilimsel bir sistemin öngördüğü birtakım sonuçları kendine göre yorumlamak ister. Diğer bir ifadeyle, bilimsel bir sistemin epistemolojisini oluşturma ihtiyacı hisseder. Buradaki yanlışlar, bilimin hedeflerinin, bilimsel sorunların yanlış yorumlanması demektir. Bu tip yanlışların da bilimsel yöntemle düzeltilemeyeceği açıktır. Russell'ın güzel bir deyişiyle "Bilimin başarısızlıklarından felsefe, felsefenin başarılarından bilim yararlanır." İnançlar, kanaatler ve bilimsel doğrular bir arada bulunurlar. Biri diğerini engelleyebilir ama yolunu da açabilir. Bu konuda Popper[12]; Kopernik'in evrenin merkezine Dünya'yı değil Güneş'i koyma düşüncesinin yeni gözlemlerin değil, Onun Plâtoncu ve Pitagorascı düşünceleri yeniden yorumlamasının bir sonucu olduğu örneğini vermektedir. Platon'un Devlet adlı eserinden hareketle, Güneş'in doğada hiyerarşik olarak en üstte bulunması ve dolayısıyla özel bir konumda olması gerektiğini düşünmüştür.

Tek başına gözlem ve deneylerden mantıksal bir çıkarım olarak bir kurama ulaşılamayacağını söyleyen Popper şu örneği vermektedir:[12] Lavoisier'in kapalı bir kaptaki havanın hacminin mum yandıktan sonra azaldığını ya da demir talaşının yandıktan sonra ağırlığının artmış olmasını göstermesi, bize yanma olayının oksijen kuramını vermez. Yalnızca filojiston kuramını çürütür. Yeni bir kuramın ortaya çıkması, basit mantıksal kurallar halinde işleyen bir süreç değil, bilim adamının yaratıcı zihinsel çabasının bir sonucudur. Bu süreçte zihin bilimsel bilgi dışındaki birçok kaynaktan beslenebilir. Kant'ın da işaret ettiği gibi, insan doğa yasalarını belirlerken doğa karşısında edilgin değil etkin durumdadır.[12]

Felsefeyi her şeyden soyutlamak, sadece kendine özgü bir problem alanı olan bir disiplin olarak görmek mümkün değildir. Bu anlamda saf felsefi problemler yoktur. Her dönemin felsefi problemleri, o dönemin çeşitli alanlardaki problemleriyle tam bir etkileşim içindedir. Dolayısıyla felsefi problemler, başta bilim olmak üzere çeşitli alanlara özgü bazı örtük bilgileri gündeme taşıyabilir ve onlar için bir tartışma ortamı hazırlayabilir. Bu tartışma, birtakım sahte problemlerin saptanması ve sağlıklı bir kavramsal yapının kurulması anlamına da gelebilir. Her bilgi sistemi gibi bilimsel sistemler de genel kabul gördükten sonra, inanılırlıklarını ve güvenilirliklerini arttırırlar. Fakat böyle bir sistemin, sonuçta gelişmeyi engelleyici bir konuma geçmesi kaçınılmazdır. Çünkü inanılır ve güvenilir bir hal almıştır. Felsefe bu noktada, yeni sorunlar gündeme getirmede, sistemin kendisinin tartışılmasını sağlamada en önemli ve güçlü bir araçtır. Nitekim Newton'un kendisi kendi fiziğinin önünde bir engel halini almışken, başta Kant olmak üzere çeşitli filozoflar, Newton fiziğinin önünü açmış ve Newton sonrası fiziğe zemin hazırlamışlardır.

Kaynaklar

[1] Cassirer,E., (1988), *Kant'ın Yaşamı ve Öğretisi*, Çev: Doğan Özlem, İzmir, EgeÜni. Edebiyat Fakültesi Yayınları.

[2] Copernicus, N., (2002), *Gökcisimlerinin Dönüşü Üzerine*, Çev: Saffet Babür, İstanbul, Yapı Kredi Yayınları.

[3] Einstein, A., (1920), "*Ether ve Görelilik Kuramı*", 46-54, *Uzay Zaman Özdek I*, Çev: Aziz Yardımlı, Editör: Aziz Yardımlı, İstanbul, İdea Yayınevi.

[4] Einstein, A., (1926), "*Uzay-Zaman*", 55-65, *Uzay Zaman Özdek I*, Çev: Aziz Yardımlı, Editör: Aziz Yardımlı, İstanbul, İdea Yayınevi.

[5] Einstein, A., (1950), "*Genelleştirilmiş Yerçekimi Yasası Üzerine*", 66-79, *Uzay Zaman Özdek I,* Çev: Aziz Yardımlı, Editör: Aziz Yardımlı, İstanbul, İdea Yayınevi.

[6] Kant, I., (1755), *Evrensel Doğa Tarihi ve Gökler Kuramı*, Çev: Seçkin Selvi, Sarmal Yayımcılık.

[7] Kocabaş, Ş., (2001), *Fizik ve Gerçeklik*, İstanbul, Küre Yayınları.

[8] Koyré, A., (1998), *Kapalı Dünyadan Sonsuz Evrene*, Çev: Aziz Yardımlı, İstanbul, İdea Yayınevi.

[9] Newton, I., (1717), *Opticks*, http://burndy.mit.edu/Collections/Babson/Online/pdfs/Books/Opticks/Opticks1717.pdf

[10] Newton, I., (1726), *Principia*, http://members.tripod.com/~gravitee/toc.htm

[11] Peacock, J. A., (2002), *Cosmological Physics*, Cambridge, Cambridge University Press.

[12] Popper, K., (2004), *Conjectures and Refutations*, İngiltere, Routledge Classics.

[13] Popper, K., (2001), *Daha İyi Bir Dünya Arayışı*, Çev: İlknur Aka, İstanbul, Yapı Kredi Yayınları.

[14] Ural, Ş., (1998), *Bilim Tarihi*, İstanbul, Kırkambar Yayınları.

TAURUS AURIGA MOLEKÜL BULUTU'NDAKİ T TAURI YILDIZLARININ KÜTLE FONKSİYONLARI VE YAŞ TAYİNİ

İnci AKKAYA[1], İbrahim KÜÇÜK[2]

Özet

Yıldız başlangıç kütle fonksiyonu (IMF), ya da yıldız oluşumlarının kütle dağılımları, yıldız oluşum süreçlerinin en temel noktası olup, yıldız sistemlerindeki evrimin tüm safhalarını kontrol eder. Genç yıldız kümeleri kuramsal evrim modellerinin test edilmesinde kullanılan tipik laboratuarlardır. Eğer bir açık yıldız kümesindeki yıldızların aynı anda oluştuklarını kabul edersek, bugünkü kütle fonksiyonu o kümenin bugünkü IMF'sini temsil eder. Renk-Renk diyagramları, renk-kadir diyagramları (CMD) oluşturularak IMF ve Işıma Gücü Fonksiyonları (LF) elde edilebilir. Bu diyagramlar ayrıca kümenin toplam kütlesinin ve yaşının belirlenmesinde kullanılır. Bu çalışmada, evrimlerinin anakol öncesi (PMS) safhasında bulunan ve Taurus-Auriga Molekül Bulutsusunda yer alan T-Tauri yıldızları (TTS)'nın şimdiki kütle fonksiyonları (PDMF) hesaplandı. Bu amaçla yeniden düzenlenmiş Eryurt-Ezer Evrim Programı yardımıyla 0.1-2.5$M_{\odot}$ kütle aralığındaki yıldız modelleri TTS'nın kütle ve yaşlarının belirlenmesinde kullanıldı. Elde edilen kütle fonksiyonu, Miller-Scalo [1] ile karşılaştırıldı. TTS için elde edilen yaş aralığı yaklaşık olarak 1-3x10^{6} yıl ve kütle fonksiyonun eğimi ise yaklaşık 0.644±0.348 olarak bulunmuştur. Bu sonuçlardan, dikkate aldığımız bu bölge için yıldız oluşum oranı 1.3x10^{-7} $M_{\odot}$yıl^{-1} olarak hesaplanmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Yıldız evrimi, Küçük kütleli yıldızlar, Açık yıldız kümeleri, Başlangıç kütle fonksiyonları, Yaş fonksiyonları.*

Abstract

The stellar initial mass function (IMF), or distribution of masses with which stars are formed, is the most fundamental output function of the star formation process, and it controls nearly all aspects of the evolution of stellar systems. Young stellar clusters and groups are typical laboratories for testing theoretical stellar evolutionary models. If the stars in an open cluster are assumed to be formed at the same time, the present day mass distribution can represent the IMF of the cluster. By constructing the color-color diagrams, color-magnitude diagrams (CMDs), we can construct the initial mass function and luminosity functions (LFs). These diagrams were used also for the determination of cluster total mass and age. In this work the Present Day Mass Functions (PDMF) of T-Tauri Stars (TTS) which are in the Pre-Main Sequence (PMS) evolutionary phase of their evolution in Taurus-Auriga Molecular Cloud Complex have been calculated. For

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri, Tel: 352-4374901 / 33653, Fax: 352-4374933, e-posta: iakkaya@erciyes.edu.tr*

[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri, Tel: 352-4374901 / 33650, Fax: 352-4374933, e-posta: kucuk@erciyes.edu.tr*

this purpose, with the help of modified Eryurt-Ezer Stellar Evolutionary Code, stellar models in the mass range 0.1-2.5$M_\odot$ are used to determine the mass and age mass of TTS. The obtained mass function is compared with mass function of Miller-Scalo [1]. The age found for TTS is around 1-3x10^6 yr and mass function is about 0.644±0.348. From these results, we have calculated the stellar birthrate as about 1.3x10^{-7} $M_\odot yr^{-1}$ in this region, that is to be considered.

Keywords: *Stellar evolution, Low-Mass stars, Open star clusters, Initial mass function, Age function.*

1. Giriş

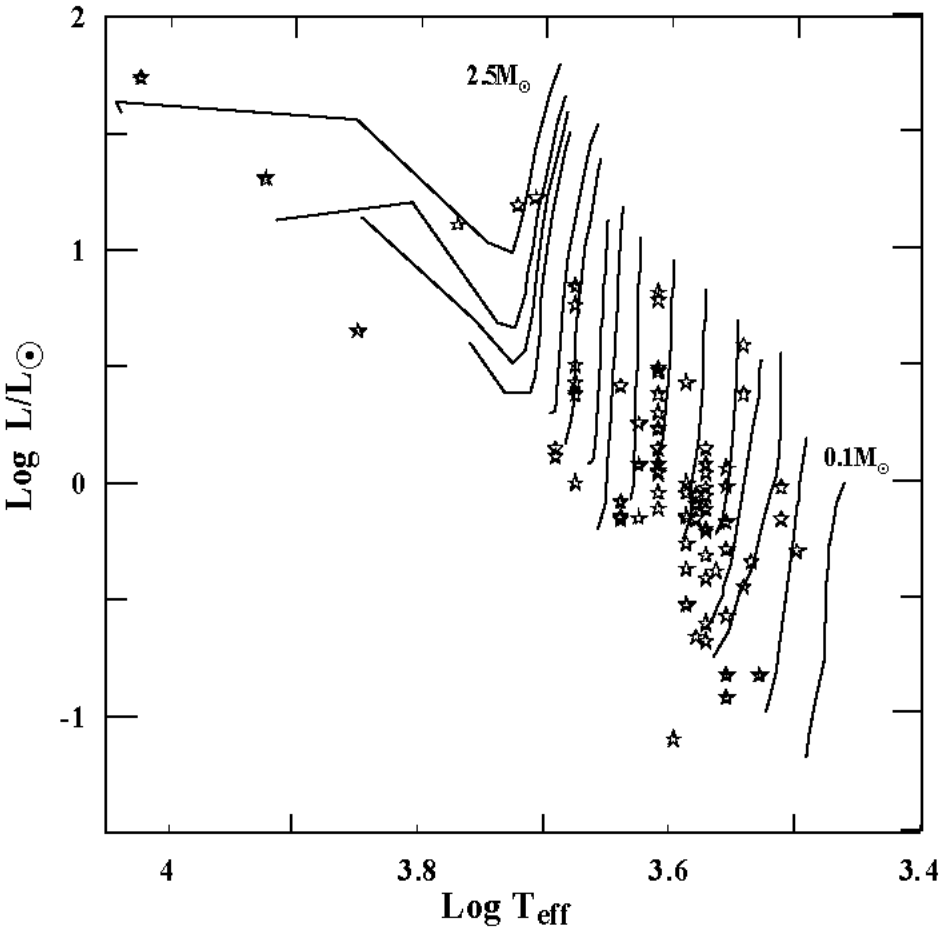
Son 50 yıldan bu yana, Taurus Auriga molekül bulutu, küçük kütleli yıldız oluşumları için standart bir bölge haline gelmiştir. Bunun için, yapılan çalışmalar ve elde edilen verilerde, yıldız evrim modelleriyle, bu yıldızların bir molekül bulutu içerisinde evrimleştiği ve Hayashi yolu boyunca da yıldızların büzüldüğü kanıtlanmıştır. Taurus Auriga PMS yıldızlarının hepsi, moleküler gaz içerisinde farklı bölgelerde kümelenmişlerdir [2].

Yıldızların oluşum ve ilk aşamaları, yıldız oluşum bölgesindeki gaz ve tozdan oluşan diskin özelliklerine bağlıdır. Bu disk ayrıca, gezegenimsi sistemlerin oluşmasına da olanak sağlar. Kızılötesi gözlemlerin, YSO (Young Stellar Objects)'ların fiziksel modelleriyle karşılaştırılmasıyla, PMS evrimi başlamadan önce oluşan bir dizi evrim sürecinden geçtiği gözlenmiştir. Bu evrim süreçlerini kısaca açıklarsak, I. durumda; '*Sınıf I kaynakları*', 50-100K sıcaklığa sahip siyah cisimler olarak adlandırılabilir ve spektral enerji dağılımları 30-100μm dalga boyunda maksimuma ulaşır. Optik olarak gözlenemezler ve düşük hızlara sahiptirler. Gözlenebilir T-Tauri yıldızları (TTS), Taurus Auriga içerisinde sayı bakımından Sınıf I'e göre daha fazladır ve spektral enerji dağılımları, soğuk bir yıldız fotosferinden alınan dağılımla aynıdır. Sınıf II ve Sınıf III T-Tauri yıldızlarının sınıflandırılması, onların kızılötesi spektral enerji dağılımlarına bağlıdır. Sınıf II kaynakları, kırmızı renkteki bir yıldız fotosferine benzeyen kızılötesi bir fazlalık gösterirken, Sınıf III kaynakları, çok az bir fazlalık gösterir yada hiç göstermez [3]. Bazı Sınıf II kaynakları, güçlü Hα çizgileri ve UV'de gözlenen sürekli salma çizgileriyle 'Klasik T-Tauri' yıldızları (CTTS) olarak tanımlanır. Sınıf III kaynaklarının büyük bir kısmı ise, zayıf Hα çizgileri ve küçük yada hiç UV fazlalıklarıyla 'zayıf T-Tauri' yıldızları (WTTS) olarak adlandırılır.

2. T-Tauri Yıldızlarının Kütle ve Yaş Tayini

Yıldız oluşum oranının sabit kabul edilmesiyle, elimizdeki yıldız evrim modelleri [4] hesaplarından yararlanarak TTS'lerden elde edilen yaşlar; Sınıf I için, τ_1= 2-3 x 10^5 yıl ve görünür TTS için τ_2= 4-6 x 10^6 yıl olarak elde edildi. Bu yaşlar KH95 için ise, τ_1= 1-2 x 10^5 yıl ve görünür TTS için τ_2= 1-2 x 10^6 yıl olarak bulunmuştu. Arasındaki fark kullanılan evrim modellerindeki giriş fiziğindeki farklılıktan kaynaklanmaktadır.

Şekil 1'de, Taurus-Auriga molekül bulutu içerisindeki MS öncesi yıldızların H-R diyagramının, kuramsal evrim modelleriyle karşılaştırılması görülmektedir. Kuramsal kütle aralığı 0.1-2.5 $M_\odot$ olup, yıldızlarının büyük çoğunluğu 10^5 ve 10^7 yıl yaş aralığında bulunmaktadır. Dikkate aldığımız bölgedeki bazı yıldızlar anakola çok yakın bir uzaklıktadır ki bunlar da Taurus-Auriga birleşiminin gerçek üyeleri olabileceği gibi, gurup üyeleriyle aynı hıza sahip ve o bölgede bulunan yaşlı yıldızlar da olabilir. MS sonrası evrimine ulaşmış bu yıldızlar, elde ettiğimiz kütle dağılım fonksiyonlarının, diğer fonksiyonlarla karşılaştırılmasında kendini gösterir.



Şekil 1: Kuramsal evrim yollarının [4], T-Tauri yıldızları ile karşılaştırılması. Sürekli çizgiler, sırası ile 0.1-2.5$M_{\odot}$ kütleli yıldızların evrim yollarına aittir. T-Tauri yıldızlarına ait hesaplanan kuramsal değerler ise, ☆ ile gösterilmektedir.

Kullanılan evrim modellerinde OPAL opasitesi kullanılmış ve karışım uzunluğunun, yükseklik ölçeğine oranı 1.74 olarak alınmıştır. Kabul edilen kimyasal kompozisyon ise X=0.699 ve ağır element bolluğu Z=0.019'dur. Bu modellerin sentetik renk-parlaklık diyagramlarına dönüşümü, farklı dönüşüm tabloları kullanılarak Akkaya ve Küçük tarafından elde edilmiştir [5].

Kenyon-Hartmann [2] (KH95)'te kullanılan D'Antona & Mazzitelli (DM) modellerinin giriş fiziği parametrelerinin farklı olmasından dolayı (örneğin; konveksiyon, hal denklemi, nükleer reaksiyon oranları, opasite), modellerimiz DM modellerine göre daha büyük $L/L_{\odot}$ değerine doğru kaydığından, TTS'larının yaşları, biraz daha büyük bulunmuştur. Bununla bağlantılı olarak yıldız kütle tahminlerinde de farklılıklar olduğu gözlenmiştir [4,5].

Kuramsal H-R diyagramına yerleştirilen T-Taurilerin yaş ve kütle tahminlerinin yapılabilmesi için lineer interpolasyon yöntemi kullanılmıştır. Bunun için basit bir program yapılarak, $M_{\star}$= 0.3-2.5 $M_{\odot}$ kütle ve $\tau = 10^5$-10^7 yaşları belirli aralıklara ayrılmıştır. Yıldız yaş ve kütle tahminlerinde izlenen yönteme göre, iki komşu evrim yolu, evrim yollarının geometrik benzerliği prensibi kullanılarak eşit aralıklara ayrılmış ve buradan hareketle yıldızın hangi yaş ve kütle aralığında olduğu bulunmuştur. Bu yöntemle, tüm T-Tauri yıldızlarını içine alacak şekilde, kuramsal modellerimiz 0.1-2.5$M_{\odot}$ küte aralıklarına doğru genişletilmiştir. Evrim yolunun çok aşağısında kalan yıldızlar için ise, yine interpolasyon yöntemi kullanılarak, yıldızın hangi yaşta olduğu belirlenmiştir. Şekil 1'deki H-R diyagramına göre yıldızların hangi kütle aralığında olduğuna bakılmıştır.

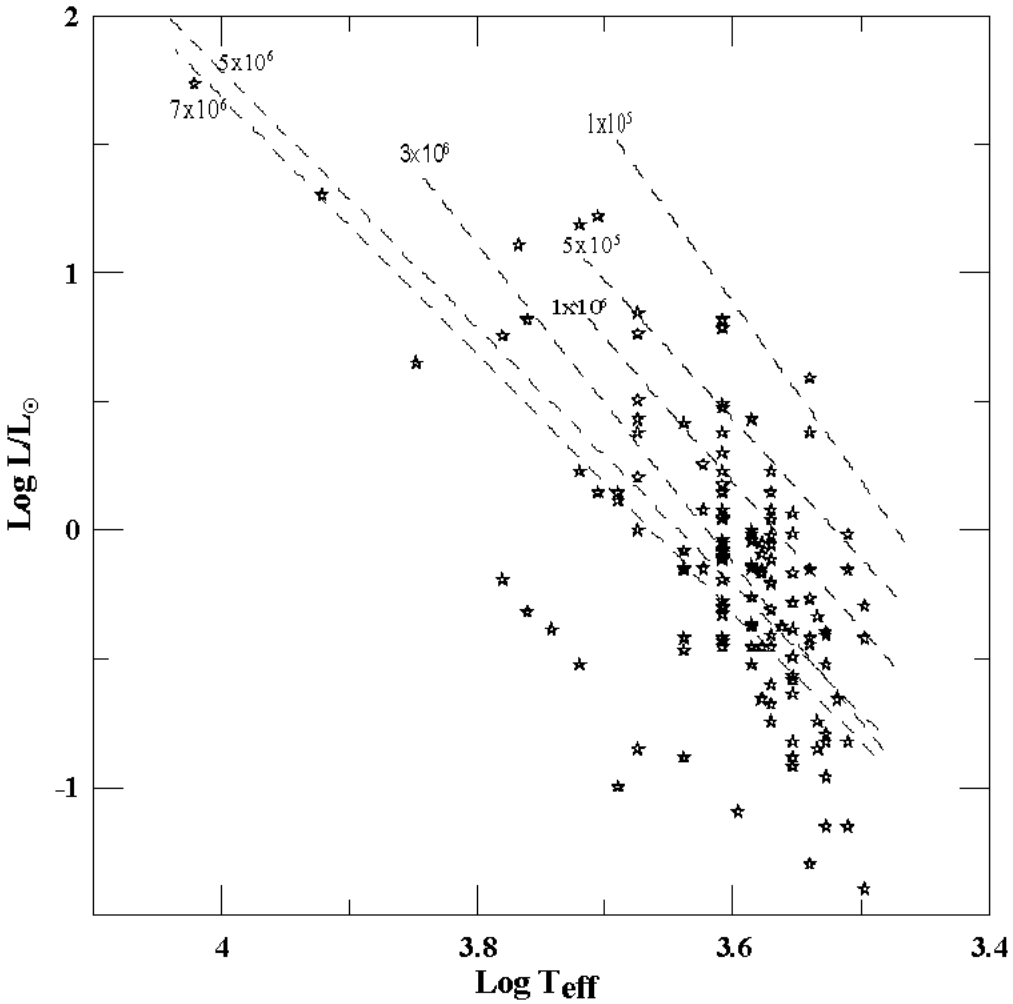
$$\log T_{eff} \alpha \log M / M_{\odot} \quad (1)$$

orantısından, belirlenen kütle aralığında yıldızın hangi yüzey sıcaklığa sahip olduğuna bakılarak kütle tahmini yapılmıştır. Bu tahmin yapıldıktan sonra, yine aynı aralıkta, yıldızın kütlesinin ışıma gücü ve yaş ile doğru orantılı olmasından yararlanılarak Şekil 2'de görüldüğü gibi

$$\text{Log } L / L_{\odot} \alpha \log M / M_{\odot} \quad (2)$$
$$\text{Log } t \alpha \log M / M_{\odot} \quad (3)$$

yıldızın yaş tahmini yapılmıştır [6].

Burada t, yıldızın yaşı ve $M / M_{\odot}$, güneş kütlesi cinsinden yıldızın kütlesi olup, yapılan tahminlere göre elde edilen veriler, Tablo 1'de verilmektedir.



Şekil 2: Kuramsal yaş çizgilerinin T-Tauri yıldızları ile karşılaştırılması.

Özellikle PMS yıldızlarından elde edilen yaşlar, açık yıldız kümelerinin yaşlarının tayininde daha belirleyici olduğundan, PMS haricindeki yıldızlar yaş tayininde dikkate alınmıştır.

Tablo 1: Taurus Auriga molekül bulutu içerisindeki bazı TTS'nın, kuramsal evrim yollarından elde edilen kütle ve yaş tahminleri.

Yıldız	$M/M_{\odot}$	Yaş	Yıldız	$M/M_{\odot}$	Yaş
HBC 351	0.83	2.06E+07	XZ Tau	0.46	3.95E+04
HBC 352	1.64	6.87E+07	HK Tau	0.51	2.56E+06
HBC 353	1.32	1.80E+07	J1-665	0.20	5.48E+06
HBC 354	0.89	3.73E+07	V710 Tau A	0.57	5.87E+06
HBC 355	1.94	1.00E+06	V710 Tau B	0.32	2.82E+06
HBC 357	0.90	4.29E+07	L1551-51	0.67	9.27E+06
HBC 358	0.31	5.07E+06	V928 Tau	0.52	4.40E+06
HBC 359	0.36	4.35E+06	V827 Tau	0.68	2.64E+06
HBC 360	0.26	1.07E+07	V826 Tau	0.70	2.45E+06
HBC 361	1.26	1.07E+07	FY Tau	0.70	2.45E+06
HBC 362	0.28	5.95E+06	GG Tau	0.72	7.62E+05
LkCa 1	0.50	1.51E+06	UZ Tau/e	0.54	2.29E+06
Anon 1	0.68	1.98E+06	UZ Tau/w	0.33	2.38E+06
V773 Tau	0.74	6.64E+05	JH 112	0.69	2.99E+06
FM Tau	0.51	7.69E+05	L1551-55	0.65	1.45E+07
FN Tau	0.24	8.56E+05	GH Tau	0.61	1.98E+06
CW Tau	1.30	1.61E+06	V807 Tau	0.74	1.74E+05
LkCa 3	0.70	6.19E+05	V830 Tau	0.69	5.64E+06
FP Tau	0.27	1.54E+06	GI Tau	0.78	1.25E+06
FO Tau	0.36	4.12E+06	GK Tau	0.72	9.17E+05
CX Tau	0.45	6.74E+05	DL Tau	0.70	5.14E+05
CIDA-2	0.22	2.62E+06	HN Tau	0.83	1.04E+07
LkCa 4	0.36	2.48E+06	IT Tau	1.41	7.45E+06
CY Tau	0.50	6.85E+05	CI Tau	0.70	1.69E+06
LkCa 5	0.68	3.10E+06	DM Tau	0.50	6.02E+06
CIDA-3	0.28	5.24E+06	J2-2041	0.23	5.58E+06
V410 Tau	0.57	2.84E+06	JH 108	0.41	6.96E+06
DD Tau	0.53	1.55E+06	HBC 407	1.15	5.15E+07
CZ Tau	0.44	7.15E+05	AA Tau	0.70	2.19E+06
HBC 372	0.60	1.63E+07	HO Tau	0.50	8.04E+06
V892 Tau	0.16	2.05E+06	FF Tau	0.68	8.41E+06
Hubble 4	0.54	1.25E+06	DN Tau	0.69	1.87E+06
HBC 376	1.67	1.33E+07	CoKu Tau/3	0.40	8.94E+05
FQ Tau	0.36	4.35E+06	HBC 412	0.57	8.30E+05
BP Tau	0.67	2.19E+06	HP Tau	1.30	2.84E+06
V819 Tau	0.70	2.73E+06	HP Tau/G3	1.65	7.06E+05
LkCa 7	0.68	2.64E+06	HP Tau/G2	0.60	1.33E+07
J2-157	0.12	1.18E+07	Haro 6-28	0.30	1.94E+05
I04187+1927	0.62	2.90E+06	LkCa 14	0.50	1.67E+06

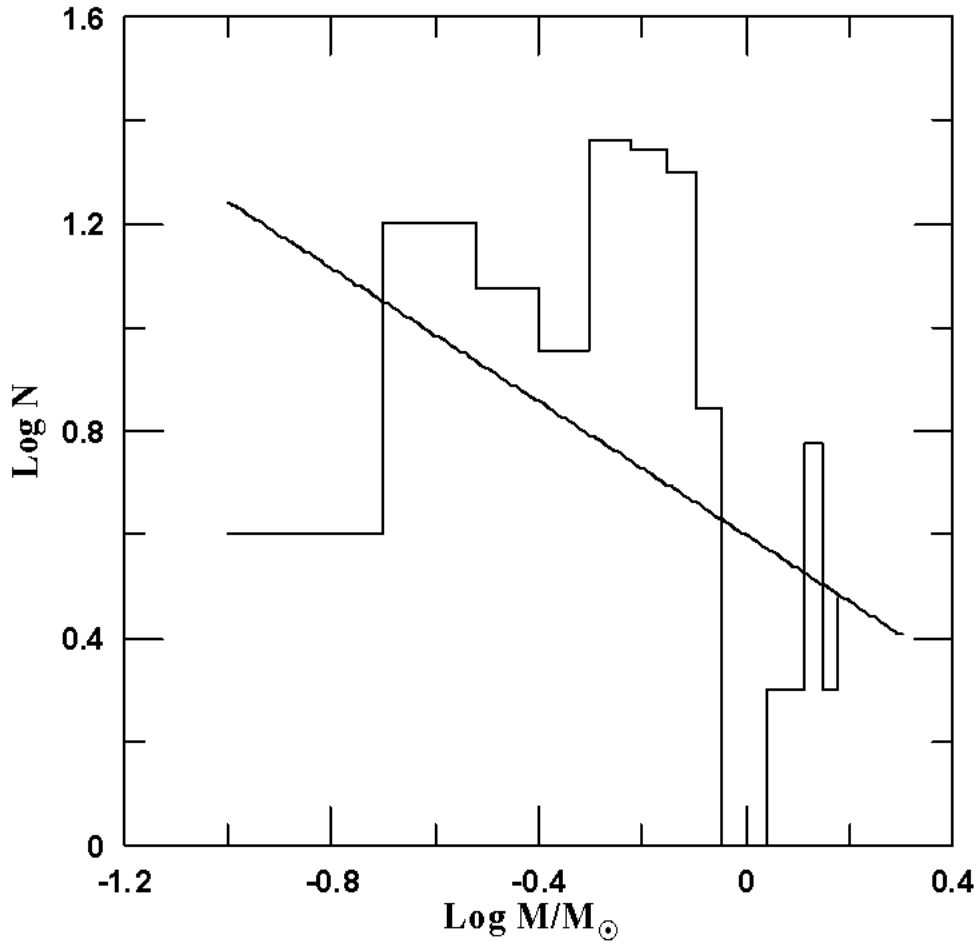
3. T-Tauri Yıldızlarının IMF'leri

Kütle fonksiyonlarının elde edilebilmesi için yıldız verilerinin mümkün olduğunca çok olması önemli bir noktadır. Bu çalışmada da, şu ana kadar Taurus Auriga bölgesinde incelenmiş ve $L/L_{\odot}$ ışıma gücü ile T_{eff} etkin yüzey sıcaklığı belirlenmiş olan tüm T Tauri yıldızlarına ait veriler alınmış olup, küçük kütleli yıldızların kuramsal evrim modelleri hesaplarından elde edilen H-R diyagramı ile T Tauri yıldızları Şekil 1'deki gibi çakıştırılmıştır. Küçük kütleli yıldızlar dikkate alınarak $0.1\text{-}2.5M_{\odot}$ kütle aralığı için T Tauri yıldızlarına ait kütle fonksiyonu ise Şekil 3'te verilmektedir.

Kütle fonksiyonu Log M ile Log M+1 aralığında seçilen yıldızların sayılarından dN bulunmuştur. Bu şekilden de görüldüğü gibi yıldız verileri kullanılarak kütle fonksiyonunun eğimi elde edilmiş ve

$$\log N = -x \log M + sabit \qquad (4)$$

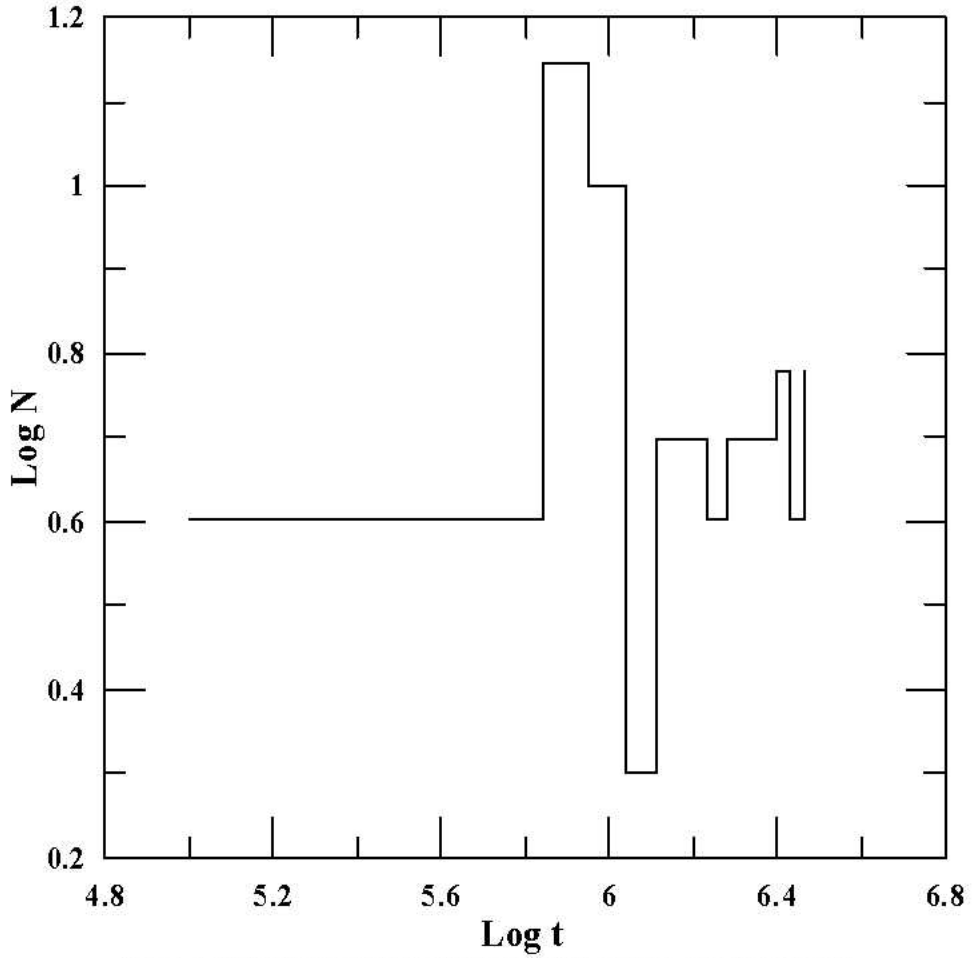
bağıntısının çözümü olacak şekilde ortalama eğim $x=0.644\pm0.348$ olarak hesaplanmıştır.



Şekil 3:T Tauri yıldızlarının $0.1\text{-}1.5M_{\odot}$ kütle aralığındaki dağılımları

Şekil 4 kuramsal modellerden elde edilen yaş dağılımlarını göstermektedir. Buna göre, yıldızların bir çoğu $1\text{-}3x10^6$ yıl yaş aralığında bulunmaktadır ki bu da T-Tauri yıldızları için geçerli olan yaş aralığıdır.

Taurus-Auriga molekül bulutu içindeki T-Tauri yıldızlarının için uzaklık modülü (DM) $6^m.00$ ve d=140pc olarak alındı ve bu yıldızların M_{pg}=+9.5'den daha büyük yıldızlarının incelediğimiz alan içerisindeki toplam hacmi $377pc^3$ olarak alındı.



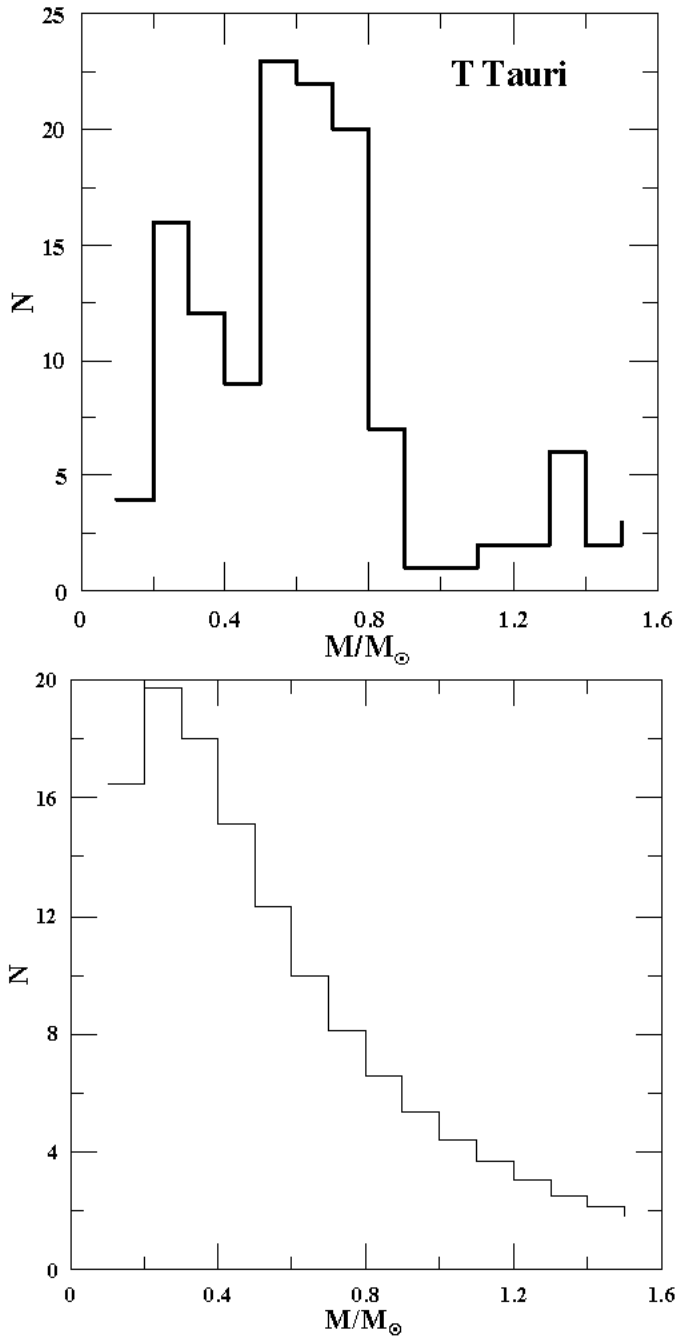
Şekil 4. Kuramsal yaş çizgilerinden elde edilen yaş tahminleri

Başlangıç kütle fonksiyonu, [ξ(m)]; birim pc^3 başına $m \in [m, m+dm]$ kütle aralığındaki yıldız sayısı olduğundan 0.1-2.5 $M_{\odot}$ kütle aralıklarında hesaplanan yıldız sayılarından yola çıkılarak ξ(m) değerleri hesaplandı.

Buradan [ξ_L(logm)] logaritmik kütle fonksiyonuna geçildi. Bunun için denklem 5 kullanıldı.

$$\xi(m) = \frac{\xi_L(m)}{\ln 10 \; 2h(m)m} \qquad (5)$$

Burada h(m); yıldız kütlesinin bir fonksiyonu olarak Galaktik diskin düşey yöndeki yerel yükseklik değeridir. Bu da bizim kütle değerlerimizin karşılık geldiği parlaklık değerinde h=300pc olarak verilmektedir. Modellerden elde edilen kütle değerlerine karşılık gelen logaritmik başlangıç kütle fonksiyonlarına ait değerler ve Miller-Scalo verileri ile karşılaştırılması Tablo 2 ve Şekil 5'de verilmiştir.



Şekil 5: Kuramsal yaş çizgilerinden elde edilen kütle tahminlerinin Miller-Scalo'dan elde edilen kütle fonksiyonuyla karşılaştırılması. Üstteki grafik; T Tauri yıldızlarına ait kütle dağılımını gösterirken, alttaki grafik Miller-Scalo'dan elde edilen kütle dağılımını göstermektedir.

Milller-Scalo kütle fonksiyonunun eldesinde, Kroupa, Tout & Gilmore [7]'a ait bağıntı kullanılmıştır. Bu bağıntı ve kullanılan sabitler aşağıdaki gibidir.

$$p_i = C \exp\left[-\frac{(\log M_i - \log \mu)^2}{2(\log \sigma)^2} \right] \qquad (6)$$

Burada μ =0.23 ve σ =0.42 alınmıştır. Miller-Scalo IMF'sindeki C normalizasyon sabiti $\sum_{i=1}^{N_m} f_i = 1$ olması gereğinden yola çıkılarak elde edilmiştir. Bu durumda, ele aldığımız kütle aralığındaki yıldız sayısı, $N_i = N_* f_i$ şeklinde olup, N_* o bölgedeki tüm T Tauri yıldızlarının sayıdır ki, o bölgedeki toplam yıldız sayısı 200 olarak alınmıştır [2]. Bağıntıdaki f_i ise aşağıdaki şekilde verilmiştir.

$$f_i = 0.5(p_i + p_{i+1})(M_{i+1} - M_i) \qquad (7)$$

Denklem (3)'de M_{i+1} ve M_i kütle aralığında yıldızların bulunma olasılıkları hesaplanmış ve bu denklemde yerine konularak, ardışık evrim yolu aralığındaki yıldız sayıları belirlenmiştir.. Miller-Scalo ve T Tauri yıldızları arasında yapılan karşılaştırılma sonucunda, büyük kütlelere doğru gidildikçe uyumun azaldığı görülmüştür. Bunun sebebi, Miller-Scalo IMF'sinin MS'deki evrimlerine devam etmekte olan yıldızları içine alması ve çok sayıda yıldızın hesaplarına dayanarak bu IMF'nin belirlenmiş olmasıdır. Oysa ki, T Tauri yıldızları henüz PMS yıldızları olup evrimlerini tamamlamamışlardır. Ayrıca bu bölgede optik olarak gözlenemeyen yıldızların var olması da bu farka neden olmaktadır. Bununla birlikte sonuçlar, iki farklı kuramsal evrim yolunun kullanıldığı KH95 ile uyum içerisindedir.

Şekil 6'da görülen en önemli uyuşum IMF maksimumunun oluştuğu kütle, yani $0.4M_{\odot}$'dir. Ancak, bu IMF maksimumunda kütle fonksiyonu değeri bizim sonuçlarımızdan,

$$\Delta Log\xi(LogM / M_{\odot}) = 0.18$$

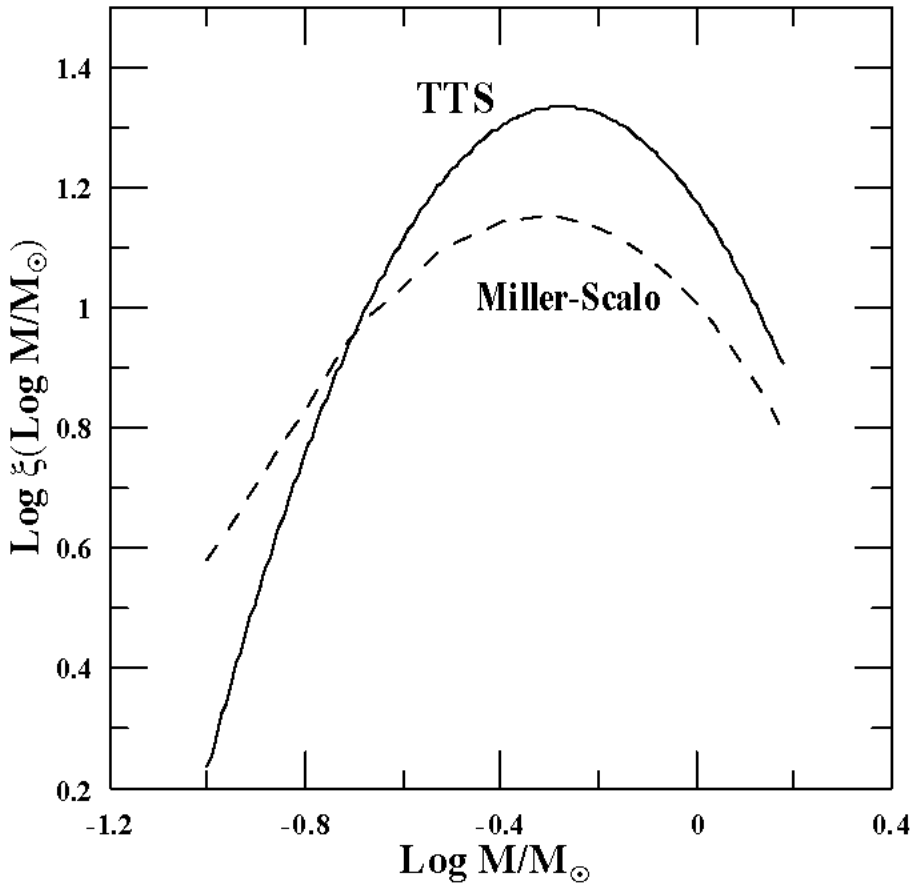
kadar azdır. Bu da daha önce belirtildiği gibi, IMF tahminlerinde kullanılan yıldız sayılarının farklı olmasından ve IMF tahmini yaptığımız T Tauri yıldızlarının PMS yıldızları olmasından kaynaklanmaktadır.

Tablo 2: Güneş kütlesi cinsinden, farklı kütlelerdeki T-Tauri yıldızlarına ait ξ(Log M) ile Miller-Scalo'dan elde edilen ξ(Log M) değerlerinin karşılaştırılması.

$M/M_{\odot}$	**Log ξ(log m) Miller-Scalo**	**Log ξ(logm) TTS**
0.1	0.579502572	0.327343213
0.2	0.959714932	1.2304332
0.3	1.095699595	1.281585722
0.4	1.144584483	1.281585722
0.5	1.153293858	1.785981062
0.6	1.140770282	1.845857153
0.7	1.116092331	1.871411257
0.8	1.084122687	1.473471249
0.9	1.047675998	0.679525731
1.0	1.008470381	0.725283222
1.1	0.967595485	1.067705903
1.2	0.925772424	1.105494463
1.3	0.883498983	1.617377824
1.4	0.841095431	1.172441253
1.5	0.798779915	1.378495735

3.1. IMF Karşılaştırılması

Literatürde, IMF dağılımları ile ilgili özellikle büyük kütleli yıldızlar için çok çelişkili sonuçlara rastlamak mümkündür. Örneğin, IMF hesaplanmasında Miller & Scalo ve ($M>10M_{\odot}$) ve Lequeux [8] ($M>2M_{\odot}$) alan yıldızlarının büyük kütleli bölümünün, orta büyüklükteki yıldızlara göre daha dik olduğunu bulmuşlardır. Böylelikle, özellikle yıldız sayıları az olan ve çoğunlukla büyük kütleli yıldızlardan oluşan açık yıldız kümeleri için IMF daha doğru ve kullanışlıdır denilebilir.



Şekil 6: Tablo 2'deki ξ(Log M), logaritmik kütle fonksiyonlarının karşılaştırılması.

4. Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada, evrimlerinin çekimsel büzülme evresinde (PMS) bulunan Taurus-Auriga moleküler bulutunda T Tauri yıldızları için $0.1\text{-}2.5M_{\odot}$ aralığındaki kuramsal evrim modelleri kullanılarak başlangıç kütle fonksiyonları (IMF) ve yaş tayini yapıldı.

IMF hesaplarındaki sonuçlar NGC 2264, IC 348 gibi açık yıldız kümeleri IMF'leri ile benzerlikler göstermekte fakat büyük kütleli yıldızlar içeren açık yıldız kümeleri için uyuşum görülmemektedir.

Elde ettiğimiz sonuçlar, T Tauri yıldızları kütle fonksiyonundan elde edilen eğimin $x=0.644\pm0.348$ ve yaş aralığının ise $1\text{-}3x10^{6}$yıl olduğunu göstermektedir. Bu veriler de Miller-Scalo IMF ve Salpater IMF değerleri ile uyum içerisindedir.

Yine IMF maksimumunun karşılık geldiği kütle, bizim hesaplarımız ve Miller-Scalo tarafından verilen değerle aynı olup $0.4M_{\odot}$ olarak bulunmuştur.

Bundan sonra yapılacak olan çalışmalarda daha büyük kütleli yıldız evrim yollarını içine alan evrim modelleri kullanılarak, geniş kütle aralıklarında yıldız kümelerinin kütle fonksiyonları tahmini yapılacaktır. Ayrıca elimizdeki kuramsal evrim modelleri daha büyük kütle aralıklarına doğru genişletilerek, bu modellerden elde edilen IMF sonuçları, diğer evrim modellerden elde edilen IMF'lerle karşılaştırılacaktır.

Kaynaklar

[1] Miller, G.E. and Scalo, J.M. (1979), "The Initial Mass Function and Stellar Birthrate in the Solar Neighborhood" *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 41, 513-547

[2] Kenyon, S.J. and Hartmann, L. (1995), "Pre-Main Sequence Evolution in The Taurus-Auriga Moleculer Cloud" *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 101, 117-171

[3] Walter, F.M., et al.(1998), "X-Ray Sources in Region of Star Formation. III-Naked T-Tauri Stars Associated with The Taurus-Auriga Complex" *The Astronomical Journal,* 96, 297-325

[4] Küçük, İ., Kızıloğlu, N. and Civelek R. (1998), "Early Pre-Main Sequence Evolution of Low-Mass Stars" *Astrophysics and Space Science*, 3, 279-284

[5] Akkaya, İ., Küçük, İ. (2005), "Synthetic Hertzsprung-Russel Diagrams of Low-Mass Stars and Efficiency of Color Transformation in Determining The Open Clusters" *Astronomical and Astrophysical Transactions*, 6, 497-506

[6] Sagar, R., et al.(1986), "Mass and Age Distributions of Stars in Young Open Clusters" *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 220, 383-403

[7] Kroupa, P., Tout, C.A., Gilmore, G. (1990), "The Luminosity Stellar Mass Function" *Royal Astronomical Society Monthly Notices*, 244, 76-85

[8] Lequeux, J. (1979), "A Quantitative Study of The Upper HR Diagram and A New Determination of The Local Initial Mass Function" *Astronomy and Astrophysics*, 80, 35-41

1RXS J232954 ROSAT KAYNAĞININ UZUN VE KISA DÖNEM DEĞİŞİMLERİNİN İNCELENMESİ

Ebru AKTEKİN[1], Fatma GÖK[2]

Özet

Bu çalışmada Rosat kaynağı 1RXS J232954'ün TUG'da RTT-150 teleskopu ile 4 gece yaklaşık 2 'şer saat V filtresinde gözlendi. Değişen ve standart yıldızların aletsel parlaklıkları IRAF açıklık fotometresi yazılımı kullanarak elde edildi. Işık eğrisindeki periyodik değişimleri elde edebilmek için TS12 zaman serisi analiz programı kullanıldı. 0.035 günlük yörünge periyodu değeri elde edildi. Ayrıca bu yıldız TUG 'un Robotik Teleskopu (ROTSE) ile 3 ve 6 aylık 2 dönem içinde gecede 8 veri alınmak üzere gözlendi. ROTSE 'den alınan verilerle periyot analizi yapıldığında RTT150 'de alınan verilerden bulunan periyodu destekleyen 0.021 günlük bir periyot elde edildi. Bunlara ek olara bu kaynağın durgun evresinde alınan tayf verileri analiz edildi.

Abstract

In this work, the ROSAT source 1RXS J232954 is observed for 4 nights about 2 hours in V filter with TUG's RTT-150cm telescope. Instrumental magnitudes of variable and comparison stars are found by using IRAF aperture photometry. Periodic variability's in light curve is obtained by using TS12 time series analysis program. Orbital period is found as 0.035 days. Meanwhile, this source is observed with TUGs Robotic Telescope (ROTSE) for 3 and 6 months periods. Each night, 8 data points are obtained. By using ROTSE data, 0.021 days orbital period is found which corroborate with RTT150s data. Furthermore, spectral data of this source get in quiescence is analysed.

1. Giriş

Cüce novalar patlayan değişen yıldızlardır. Patlamalar ışık eğrisinde parlaklık artışı olarak görülür. Bu parlaklıkların genliği 2 ila 6 kadir arasında değişir. Patlamalar 20 ila 300 gün aralıklarla tekrar eder. Patlama süreleri bir kaç gün ile 20 gün arasındadır. Patlama aralıklarına göre alt gruplara ayrılırlar. Patlama aralığı en kısa olandan en uzun olana doğru ER UMa, SU UMa ve WZ Sge olarak adlandırılırlar (Warner 1995)(Bkz.Şekil 1).

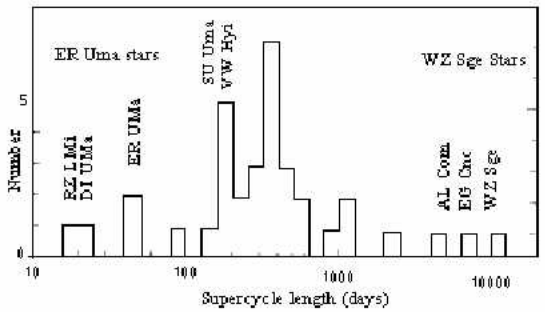
Patlama sırasında, kısa periyotlu cüce nova sistemleri (SU UM 'lar) fotometrik salınımlar (humplar) gösterirler. Bu salınımların periyotu yörünge periyotundan 3–5 % daha uzun yada kısa olabilir. Hump frekansının yörünge periyodu ile toplanma diskindeki gelgit presesyonu arasındaki vuru olduğu düşünülmektedir.(Patterson 2001)

Bir ROSAT kaynağı olan 1RXS J232954, Hu vd.(1998) tarafından cüce nova olarak sınıflandırılmış, Wei vd.(1999) bu kaynağın bir kataklismik değişen olduğunu sakin evrede

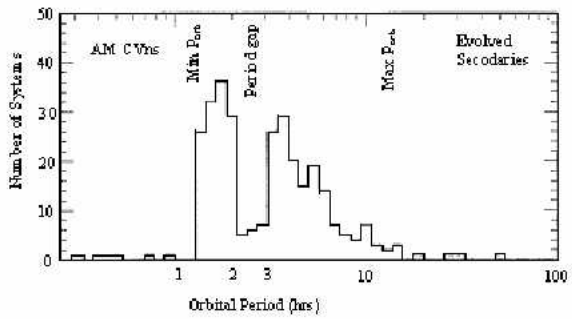
[1]*Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik bölümü, 07058 Antalya, eaktekin@akdeniz.edu.tr*
[2]*Akdeniz Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik bölümü, 07058 Antalya, gok@akdeniz.edu.tr*

16,5 V ve 16,8 B ve patlamada 12,6 V ve 12,6 B parlaklığa sahip olduğunu göstermiştir. Uemura vd., (2001) bu kaynağın periyotunu 0.046311 gün olarak elde etmiş ve 0.2-0.3 kadir genlikli 0.022 gün periyotluk çift-humpa sahip olduğunu göstermiştir. Ayrıca Uemura vd, (2001) bu kaynağın yakın (350 kpc) olduğuna da işaret etmektedir.

1RXS J232954 Kataklismik değişenler arasında en kısa periyota sahip iki yıldızdan biridir (Şekil 2), diğerinden (V465 Cen) daha parlak ve yakın olduğu için bu sistemin iyice çalışılması CV'lerin evrim senaryolarının anlaşılması açısından çok önemlidir.



Şekil 1. Kataklismik değişenlerin süper patlama çevrimi



Şekil 2. Kataklismik değişenlerin yörünge periyot dağılımı

2. Gözlem

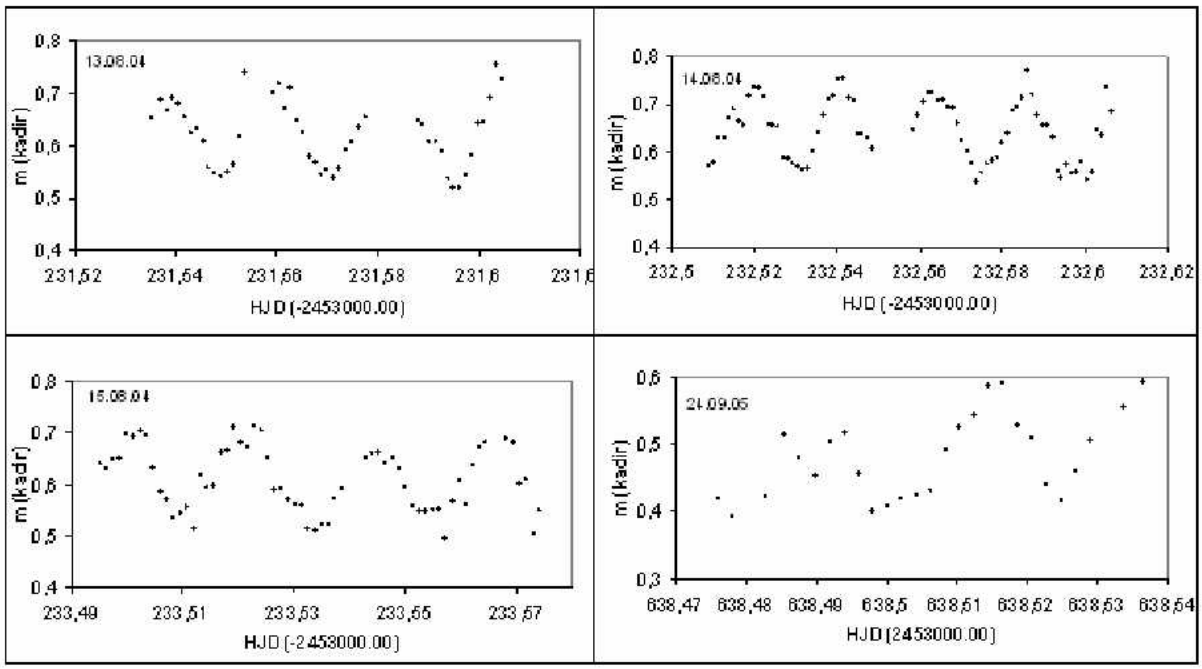
2.1. Kısa Dönem Değişimi

1RXS J232954, 2004 ve 2005 yıllarında TUG 'un RTT150 teleskopu ile 4 gece yaklaşık 2 saat V filtresinde gözlendi ve değişen ve standart yıldızların aletsel parlaklıkları IRAF Açıklık fotometresi yazılımı kullanarak elde edildi. Gözlem zamanları ve süreleri Tablo 1'de görülmektedir.

Tablo 1. 1RXS J232953.9+062814 'ün gözlem zamanları tablosu.

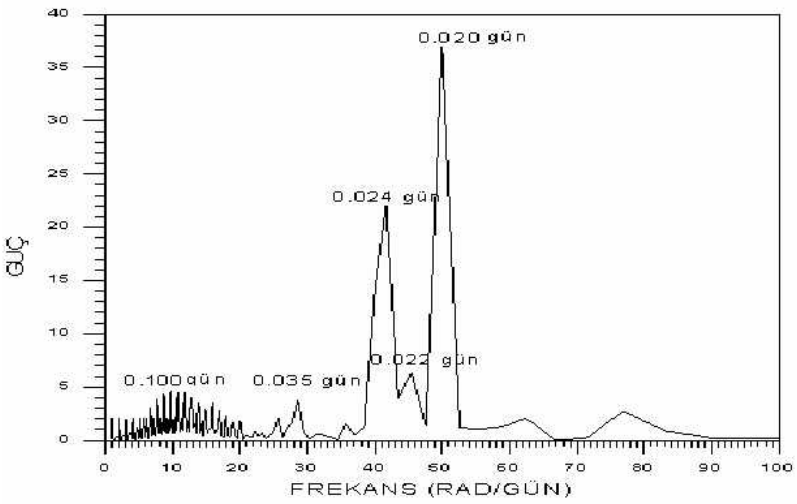
UT Zamanı	Gözlem Zamanı (HJD–2453000.0)	Gözlem Süresi (saat)
040813	231.5356	1.67
040814	232.5092	2.35
040815	233.4918	2.3
050924	638.4760	2.5

Yapılan gözlemlerden elde edilen ışık eğrileri Şekil 3' de görülmektedir



Şekil 3. 1RXS J232953.9+062814 'ün TUG 'un 1.5m 'lik teleskopu ile 4 gece, V filtresinde elde edilen ışık eğrisi

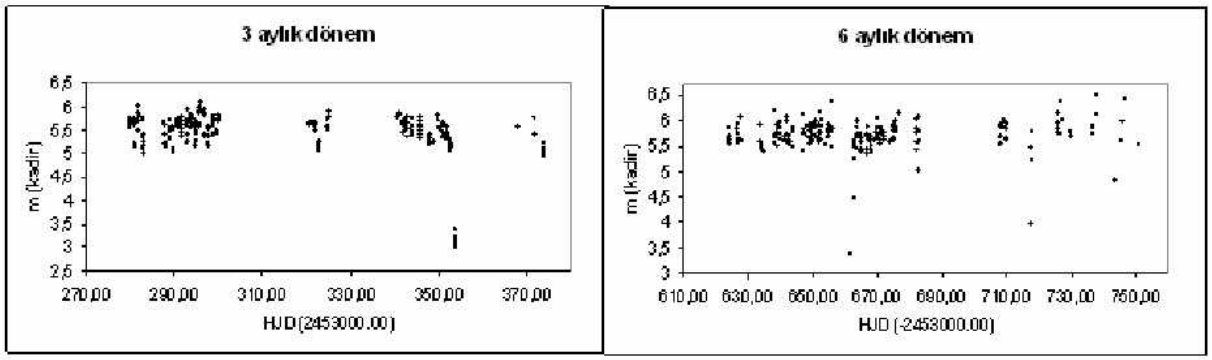
Işık eğrisindeki periyodik değişimleri elde edebilmek için TS12 zaman serisi analiz programı kullanıldı. Veriler her gecenin orta kadirini hesaplayarak ve bunu çıkartarak normalize edildi. Periyot analiz programlarının yapısından kaynaklanan sahte pikleri ortadan kaldırmak için veri setinden lineer fit geçirilerek elde edilen kalanlara TS12 analiz programı uygulandı. Daha sonra normalize edilmiş verilerin güç tayfını elde edildi. Şekil 4. ardışık 3 gecenin verileri kullanılarak elde edilmiş güç tayfını göstermektedir.



Şekil 4. 1RXS J232953.9+062814 'ün zaman seri verilerinin, Scargle algoritması kullanılarak Fourier dönüşümünden elde edilen güç tayfı

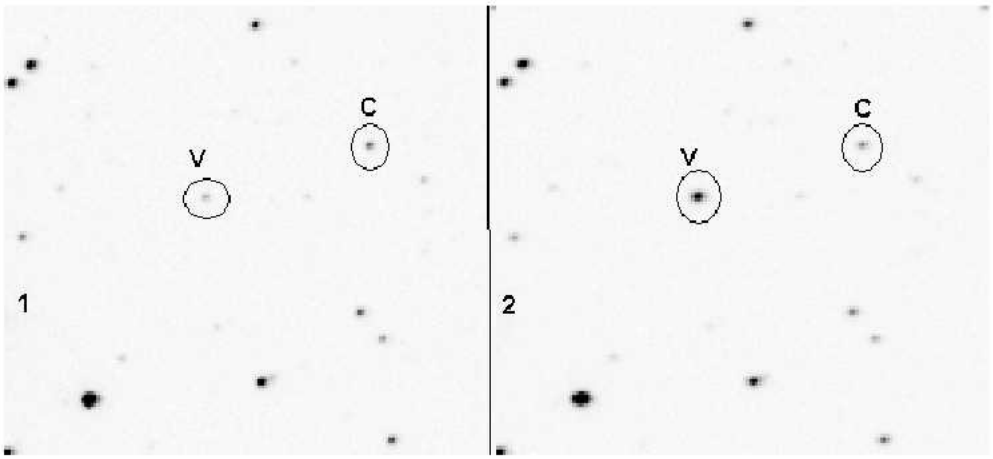
2.2.Uzun Dönem Değişimi

1RXS J232954 uzun dönemli ışık eğrisini elde etmek amacıyla TUG'un Robotik Teleskopu (ROTSE) ile üç ve altı aylık iki ayrı dönem içinde gecede 8 veri alınarak gözlendi. Bu veriler yıldızın gecelik değişimini vermektedir.



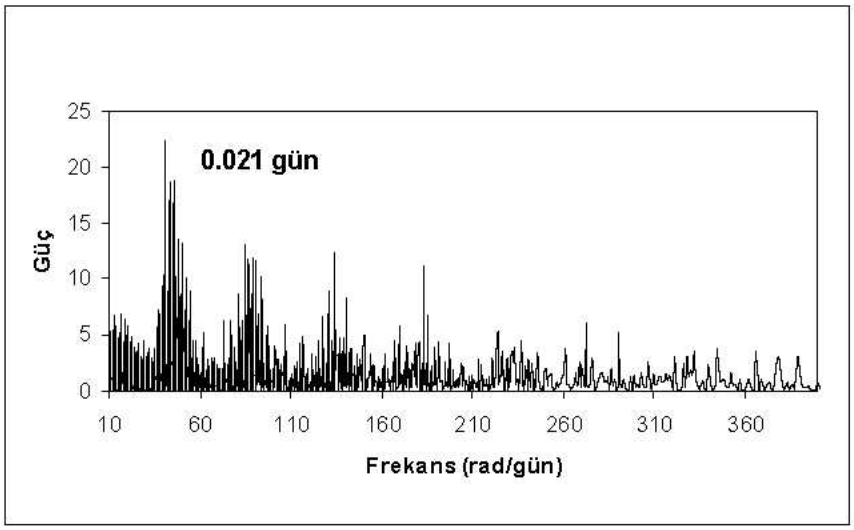
Şekil 5. 1RXS J232953.9+062814 'ün ROTSE ile 3 aylık 2004 Ekim - 2005 Ocak aylarında toplam 33 gece V filtresinde elde edilen ışık eğrisi ve 6 aylık 2005 Ağustos - 2006 Ocak aylarında toplam 51 gece V filtresinde elde edilen ışık eğrisi.

Işık eğrisindeki ani düşme yıldızın parlamasını göstermektedir normal bir gece ile parlamanın olduğu gece alınan görüntüler Şekil 6 da verilmektedir.



Şekil 6. 1RXS J232953.9+062814 'nin bulunduğu alan. V değişen, C ise mukayese yıldızını göstermektedir. 1. görüntü normal bir gecede alınmıştır. 2. görüntü ise patlama anında alındı. Değişen yıldızdaki belirgin parlama iki şekil arasında görünmektedir.

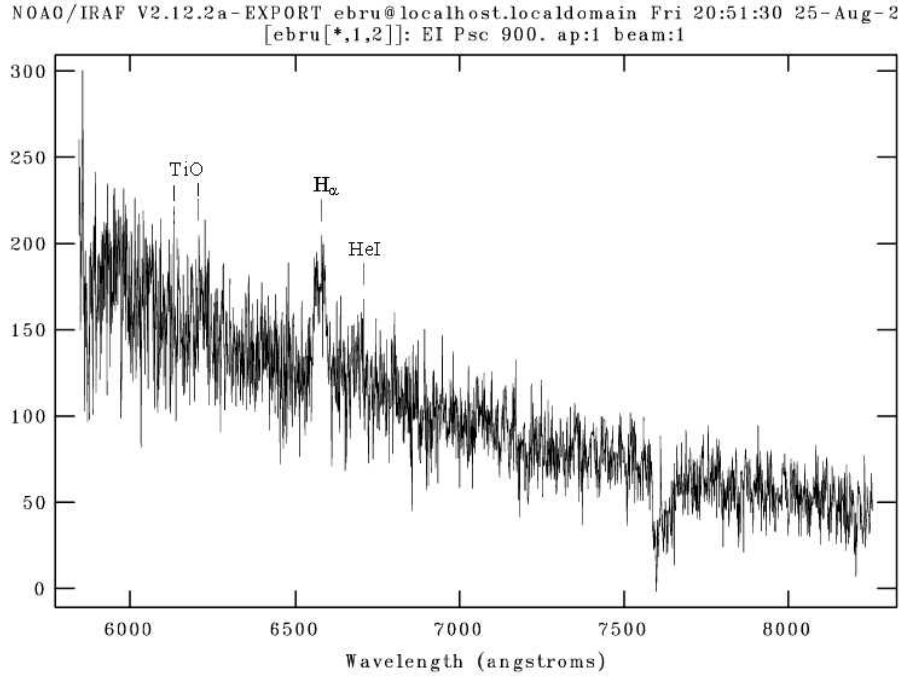
Işık eğrisindeki periyodik değişimleri elde edebilmek için TS12 analiz programı uygulanmıştır, güç tayfını elde edildi.



Şekil 7. 1RXS J232953.9+062814 'ün zaman serisi verilerinin, Scargle algoritması kullanılarak Fourier dönüşümünden elde edilen güç tayfı

2.3. Tayf Analizi

TUG'un yeni tayf ölçeri TFOSC ile Grism 8 kullanılarak yarım gece tayf verisi alındı. Alınan verilere IRAF ile dalgaboyu kalibrasyonu yapıldı. Gözlem sonucu Şekil 8. de görülmektedir. Dalgaboyu grafiğinde H_α ve TiO bantları gösterilmiştir.



Şekil 8. 1RXS J232953.9+062814 'ün Grizm 8 de tayfi.

3. Sonuç

1RXS J232953.9+062814 kaynağının literatürde yörünge periyodu 64 dakika olarak verilmektedir. Bu çalışmada bulunmuş olan 51,4 dakika yörünge periyodu değeri bu değere yakındır. Literatürdeki değerle bu çalışmada bulunan değer arasındaki fark 12,96 dakikadır. Ayrıca bu kaynağa ait literatürde bir çift-hump periyodu bilinmektedir. 32 dakikalık bu periyot bu çalışmada da 31.68 dakika olarak bulunmuştur. ROTSE 'den alınan verilerle periyot analizi yapıldığında T150 'de alınan verilerden bulunan 28.8 dakikalık periyodu destekleyen 30,24 dakikalık bir periyot elde edilmiştir. Aradaki fark 1.44 dakikaya karşılık gelmektedir. Bulunan periyot gerçek periyoda çok yakındır.

1RXS J232953.9+062814 kaynağının ROTSE ile uzun dönemli ışık eğrisi elde edilmeye çalışılmıştır. Alınan verilerinden bir normal patlama anı yakalanmıştır. KD yıldızlarının karakteristik özelliği olan yaklaşık 2 kadirlik bu belirgin patlama ile birlikte patlama süresi ve patlama aralıklarının bilinmesi yıldızın alt türünün belirlenmesinde önemli ipuçları verecektir.

Patterson (2001) tarafından $\in - q$ ilişkilendirilmiştir (burada $\in = (P_{sh} - P_{yör})/P_{yör}$ ve $q = M_2/M_1$ dir). Superhump periyodu kullanılarak kütle oranını buradan bulunabilir. Literatürdeki süperhump ve yörünge periyodu kullanılarak elde edilen $\in$ = 0,040 dır. Bu durumda $q = M_2/M_1 = 0{,}185$ veya M_2 = 0,13 $M_\odot$ ve M_1 = 0,7 $M_\odot$. Bu periyotta, Roche sınırında $R_2/R_\Theta = 0{,}245\ (M_2/M_\Theta)^{1/3}$ 'dır (Beuermann vd. 1998).

1RXS J2329 'un tayfından H_α ve TiO bantları görülmektedir. H_α 'nın varlığı bu sistemin hidrojence zengin olduğunu göstermektedir. TiO bandları M tayf türünden yıldızlarda görülmektedir. Bu nedenle ikincil bileşenin M tayf türünden olduğu söylenebilir. Bu çalışmada yıldızın tayfı çok kısa sürede 6200–7850 A dalgaboyu aralığında alındı. Bu yıldızın küçük periyodu ve yakın olması nedeniyle KD ler hakkında oldukça detaylı bilgi verebilecek bir kaynaktır. Bu nedenle daha uzun süreli gözlem verileri alınması önemlidir.

Kaynaklar

Beuermann, K, Baraffe, L., Kolb,U.& Weıchhold,M., 1998. *Astron &Astrophys.* 339, 518
Hellıer, C. 2002., Praxis Publishing. Chichester, Uk. P. 210
Hu J.Y., Wei J.Y., Xu D.W. et al., 1998 *Ann. Shanghai Obs.*, 19, 235
Kolb, U. 1993., *Astron &Astrophys.* 271: 149-166
Mennıckent, R.E., Dıaz, M., Skıdmore, W., Sterken.C. 2001.,*Astron &Astrophys.* 376: 448-459
Osakı, Y.,1996, *Pub. Astron. Soc. Pacific.* 108: 39-60
Patterson, J., 2001, *Pub. Astron. Soc. Pacific.*113:736–747
Patterson, J., Ması, G., Rıchmond, M. W., Martın, B., Beshore, E., Skıllman, D. R., Kemp, J., Vanmunster, T., Rea, R., Allen, W., Davıs, S., Davıs, T., Henden, A. A., Starkey, D., Foote, J., Oksanen, A., Cook, L. M., Frıed, R. E, Husar, D., Novák, R., Campbell, T., Robertson, J., Krajcı, T., Pavlenko, E., Mırabal, N., Nıarchos, P., Brettman, O., Walker, S. 2002., *Pub. Astron. Soc. Pacific.*114: 1364
Scargle, D., S. 1982. , *Astrphys. J.* 263: 835-853
Uemura M., Ishioka R., KatoT. et al., 2001, *IAUC*, No. 7747
Uemura, M., Kato, T., Ishıoka, R., Yamaoka, H., Schmeer, P., Starkey, D. R., Torıı, K., Kawaı, N., Urata, Y., Kohama, M.,Yoshıda, A., Ayanı, K., Kawabata, T., Tanabe, K., Matsumoto, K., Kıyota, S., Peıtz, J., Vanmunster, T., Krajcı, T., Oksanen, A., Gıambersıo, A. 2001. , *Publ. Astron. Soc. Japan.* 54: L15-L18
Weı, J. Y., Xu, D. W., Dong, X. Y., Hu, J. Y. 1999,*Astron. Astrophys. Suppl.* 139: 575-599

YEREL GRUP DIŞI GALAKSİLERDE HUBBLE UZAY TELESKOPU VERİLERİ İLE NOVA TARAMASI

Sinan ALİŞ[1], A. Talat SAYGAÇ[1], Massimo DELLA VALLE[2]

Özet

Bu çalışmada, Hubble Uzay Teleskopu kullanılarak yerel grup dışındaki galaksilerde yapılacak nova taraması anlatılmıştır. Ayrıca bir ilk çalışma olarak NGC 3627 galaksisine ait veriler üzerinde çalışılmış ve 7 nova adayı tespit edilmiştir. Uzak galaksilerdeki novaların bulunmasının çeşitli yararları vardır. Bunlardan en önemlisi bulunacak novalar kullanılarak o galaksinin uzaklığı elde edilebilir. Bunun dışında bulunan novalar yardımıyla söz konusu galaksilerde nova oluşma hızı ve bu hızın galaksi tipine bağlılığı ortaya konabilir.

Anahtar Kelimeler: Kataklismik değişenler, novalar, galaksiler, Hubble Uzay Teleskopu

1. Giriş

Novalar, kataklismik değişenlerin sayıca az ama oldukça önemli bir bölümünü oluştururlar. Ritter ve Kolb'un [1] kataloğunun en son 7.6 versiyonunda 89 tane nova yer almaktadır. Baş yıldızın bir beyaz cüce olduğu novalar gösterdikleri 8-15 kadir genlikli patlamalarla oldukça önemli bir araştırma konusudur. Özellikle çift yıldız evrimi ile ilgili teorik konuların bir laboratuvarı olması açısından bir çok araştırmacı novalar üzerinde durmaktadırlar.

Bütün novalar patlama maksimumunda neredeyse aynı mutlak parlaklığa ulaşırlar. Bu da onların bir uzaklık kriteri olarak kullanılabileceği anlamına gelmektedir. Dış galaksilerde gözlenecek novaların patlama maksimumlarının belirlenebilmesi koşuluyla o galaksilerin uzaklıklarını hesaplamak mümkün olmaktadır.

Bugüne kadar Samanyolu'nda keşfedilen novalar üzerinde oldukça detaylı çalışmalar yapılmıştır. Ancak dış galaksilerde özellikle yerel grup dışındaki galaksilerde nova çalışmaları yapmak teknik zorluklardan dolayı bir iki çalışmayla sınırlı kalmıştır [2,3,4]. Bu problem ancak Hubble Uzay Teleskopu kullanılarak giderilebilir.

Hubble Uzay Teleskopu ile 1994 – 2001 yılları arasında yürütülen "Anahtar Proje"lerden biri olan "Extragalactic Distance Scale" projesi kapsamında çok sayıda galaksinin yüksek çözünürlüklü görüntüleri elde edilmiştir. Bu çalışmada sözü edilen bu görüntüler kullanılarak ilgili galaksilerde nova taraması yapılacaktır.

2. Veriler ve Yöntem

Çalışmada kullanılacak veriler Hubble Uzay Teleskopu ile Extragalactic Distance Scale projesi çerçevesinde alınmış 18 galaksiye ait yüksek çözünürlüklü görüntülerdir. Ayrıca

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite – İstanbul Tel:0212 440 00 00 / 10535, Fax: 0212 440 03 70, salis@istanbul.edu.tr, saygac@istanbul.edu.tr*

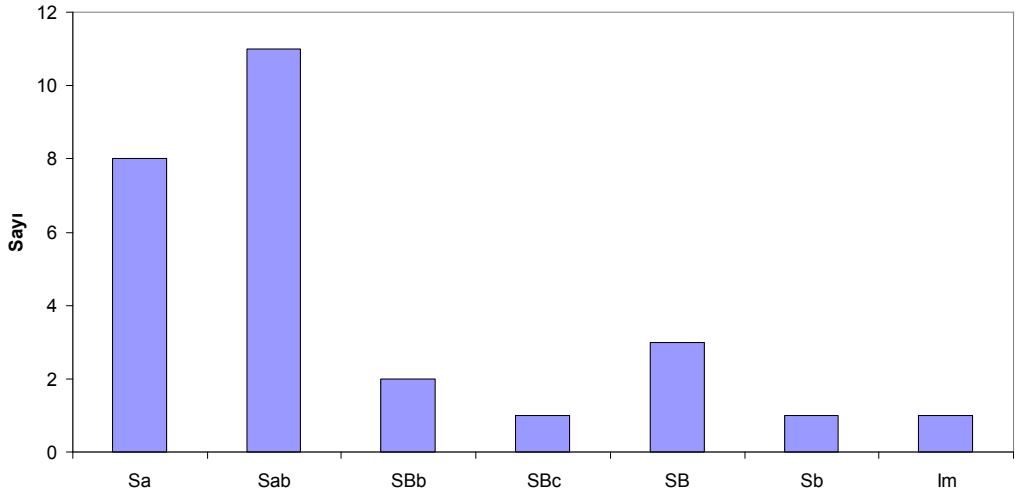
[2] *INAF, Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Firenze, Italy, massimo@arcetri.astro.it*

Hubble arşivinde yer alan 9 galaksiye ait benzer nitelikteki görüntüler de veri seti içine eklenmiştir. Böylece 27 galaksiye ait yaklaşık 1000 görüntülük bir veri seti elde edilmiştir.

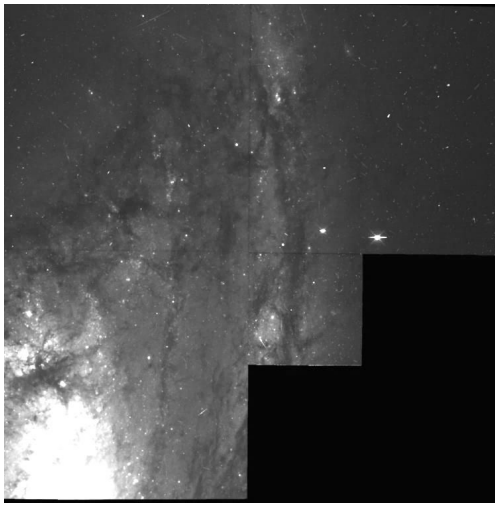
Tablo 1. Çalışmada verisi kullanılacak galaksilerin listesi.

IC 4182	NGC 1425	NGC 3627	NGC 4536
M100	NGC 2090	NGC 3982	NGC 4548
M101	NGC 2541	NGC 4258	NGC 4639
M81	NGC 3198	NGC 4414	NGC 4725
NGC 925	NGC 3319	NGC 4496	NGC 5253
NGC 1326A	NGC 3351	NGC 4527	NGC 7331
NGC 1365	NGC 3621	NGC 4535	

Verisi elde edilen galaksilerin Hubble tiplerine göre dağılımı Şekil 1'de verilmektedir.



Şekil 1. Çalışmada kullanılacak galaksilerin Hubble tiplerine göre dağılımı.



Şekil 2. NGC 3627 galaksisine ait bir örnek görüntü.

Hubble Uzay Teleskopu ile alınan görüntülerin indirgenme ve analiz aşamalarında IRAF ve IRAF altında çalışan STSDAS (Space Telescope Science Data Analysis System)

programları kullanılacaktır. Ön indirgemeleri yapılan görüntüler daha sonra SExtractor programı ile analiz edilerek kaynaklar bulunacaktır.

Genel hatları ile görüntüler üzerinde yapılacak işlemler şöyledir:
1) Temel CCD indirgemesi: Hubble arşivinde yer alan görüntüler temel CCD indirgemesi (bias, dark, flat) yapılmış görüntülerdir. Ancak isteğe bağlı olarak tekrardan yapılabilir.

2) Görüntü düzleminin düzeltilmesi ve koordinat sistemi dönüşümü: Görüntülerin alındığı WFPC2'nin dört CCD'si bulunmaktadır. Her bir CCD için chiplerden kaynaklanacak görüntü hatalarının giderilmesi ve piksel koordinatlarından RA ve Dec koordinatlarına dönüşüm STSDAS programının ilgili paketleri ile gerçekleştirilecektir.

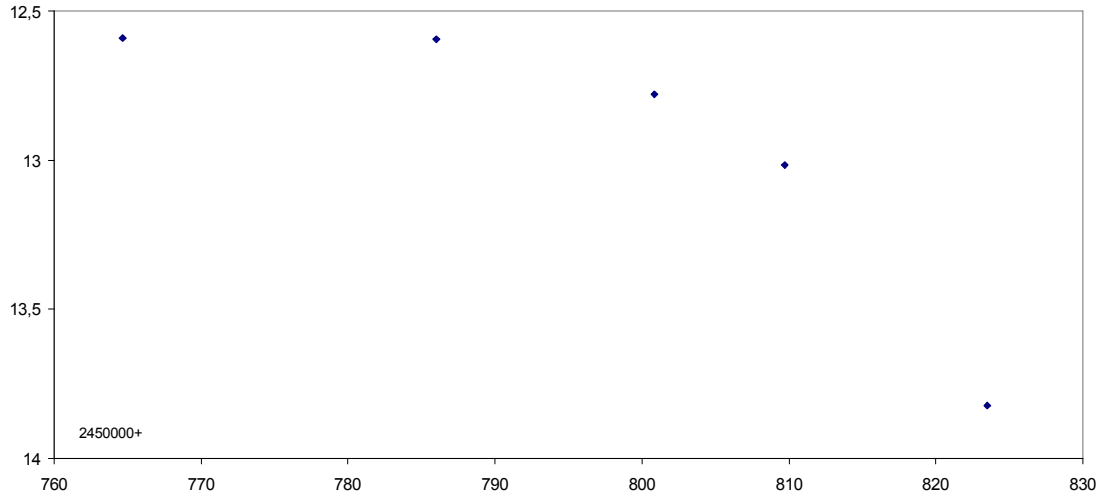
3) Görüntülerin hizalanması: Bulunabilecek kaynakların tanımlanmasında kolaylık olması açısından eldeki görüntülerin hepsinin aynı hizada olması tercih edilebilir. Bu nedenle IRAF altındaki ilgili komutlarla bu hizalama işlemi gerçekleştirilecektir.

4) Ana görüntü oluşturulması: SExtractor programı ile kaynak bulma işini gerçekleştirmeden önce bir esas görüntü oluşturularak bölgedeki yıldızların piksel koordinatları ilk olarak bu görüntüde elde edilir. Daha sonra SExtractor bu görüntü üzerinden çalıştırılır. Böylece bulunabilecek tüm kaynaklar önceden tanımlanmış olur.

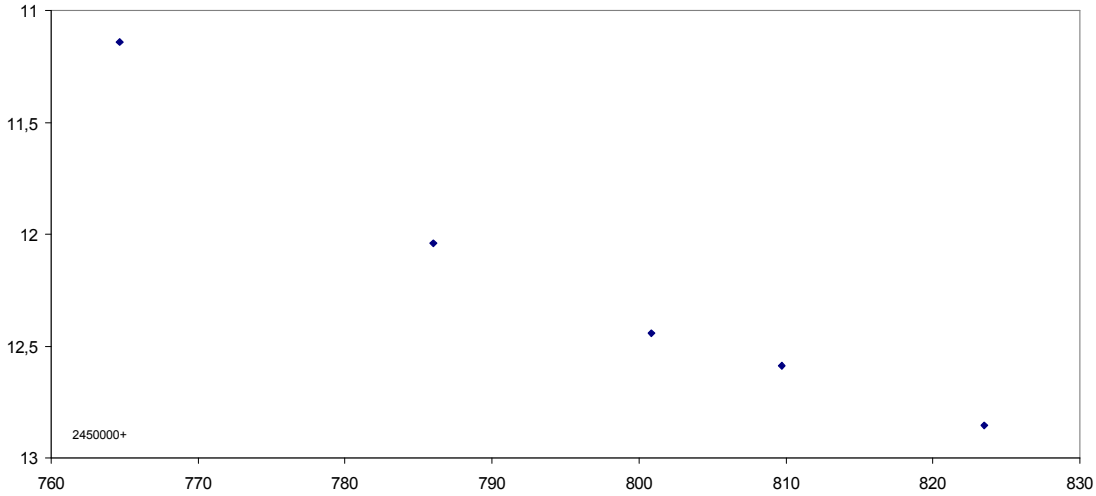
5) Kaynakların bulunması ve fotometrileri: SExtractor programı ile her bir görüntüdeki kaynaklar, belirtilen arama kriterleri doğrultusunda bulunur. Yine programa girilen fotometrik giriş bilgileri ile de bulunan kaynakların hesaplanan fotometrik değerleri listelenir.

3. NGC 3627 Galaksisi İçin Bir Uygulama

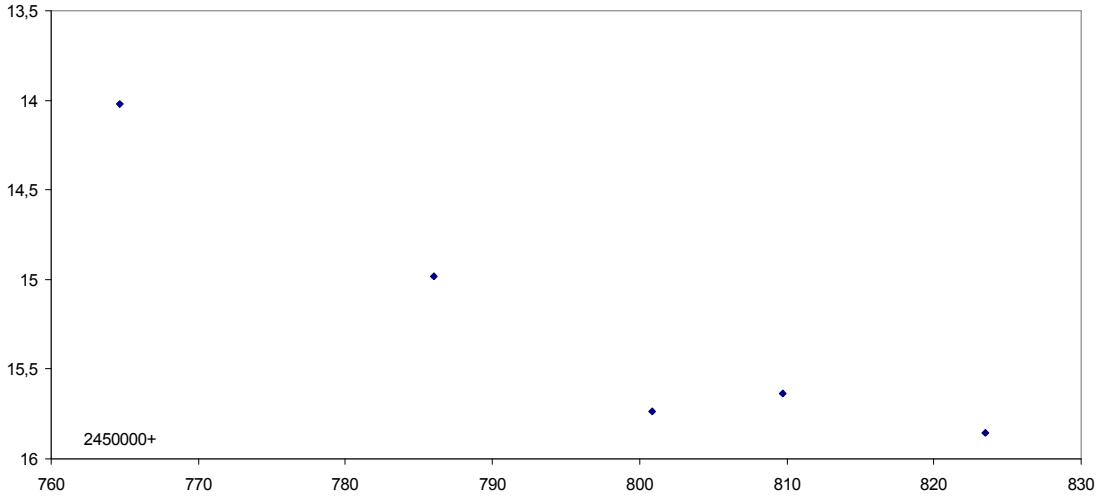
Çalışacağımız 27 galaksiden biri olan NGC 3627 galaksisi için bir uygulama yapılmıştır. Sözü edilen indirgeme ve analiz işlemleri sonucunda elde edilen kaynak listesinin incelenmesi ile 7 tane nova adayı bulunmuştur. Nova adaylarının ışık eğrileri Şekil 3-9'da verilmektedir.



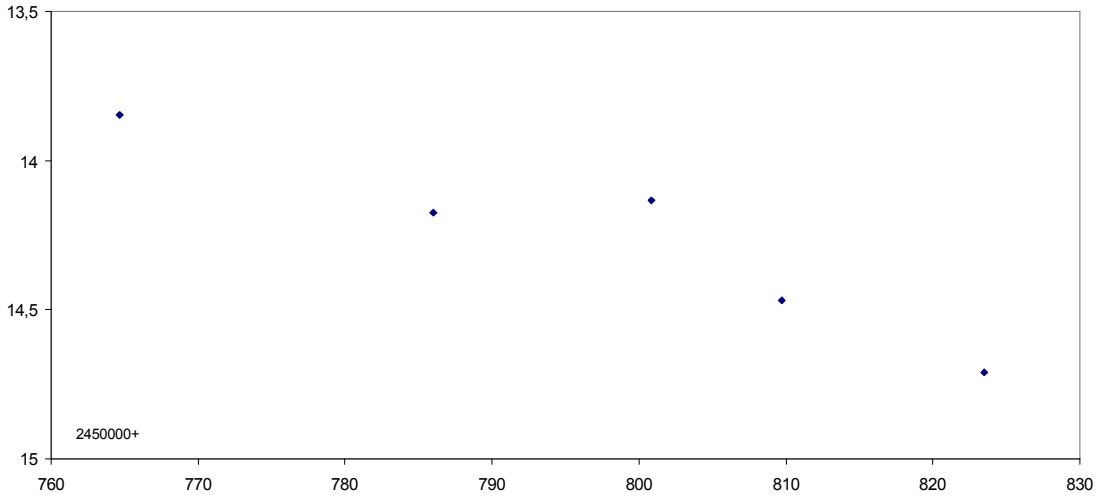
Şekil 3. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.



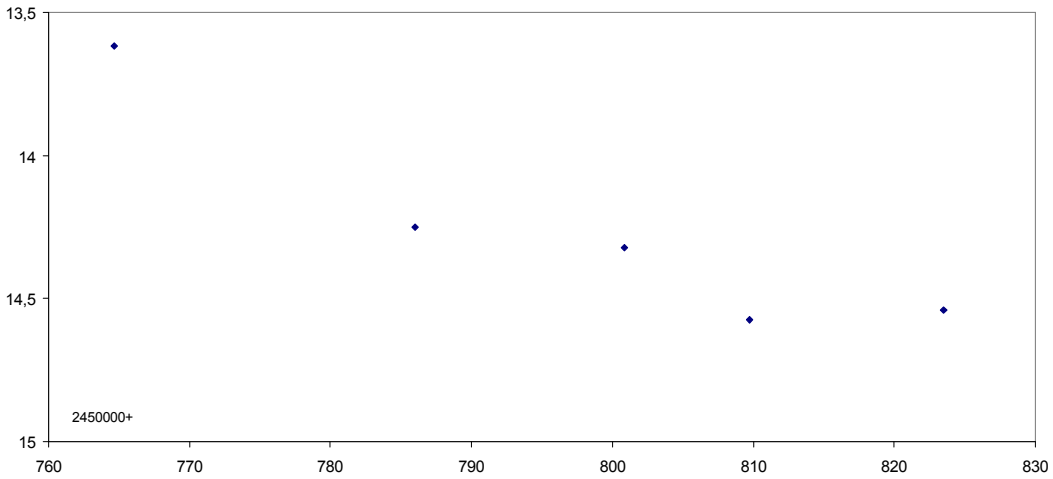
Şekil 4. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.



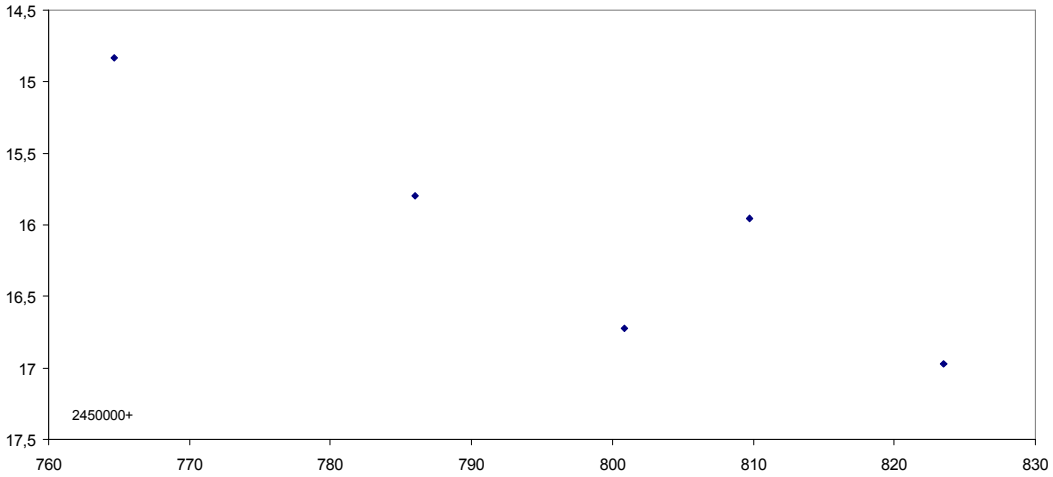
Şekil 5. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.



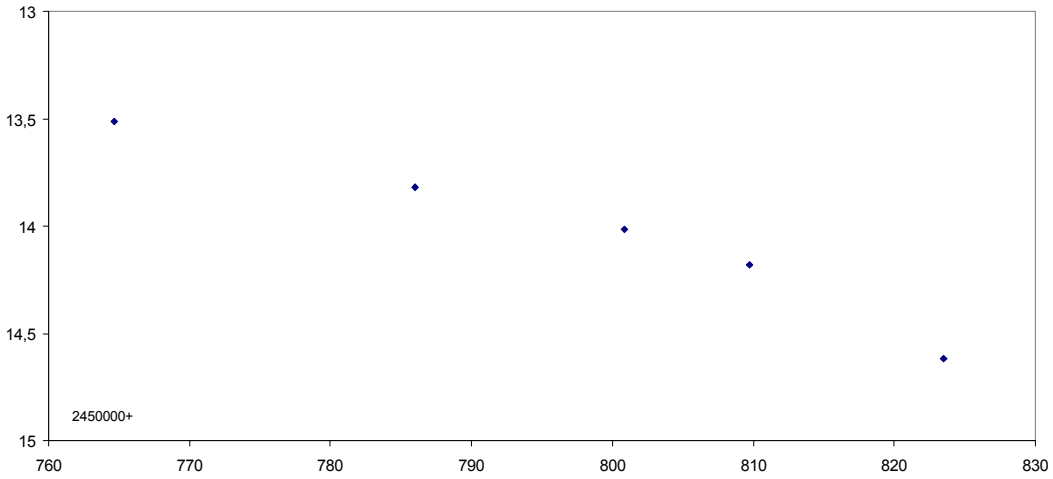
Şekil 6. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.



Şekil 7. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.



Şekil 8. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.



Şekil 9. NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayı.

Payne-Gaposchkin [5] tarafından yapılan nova sınıflaması, novanın maksimum parlaklıktan 2 kadir sönükleşmesi için gereken süreyi esas alır:

Hız Sınıfı	**t_2 (gün)**
Çok Hızlı	≤ 10
Hızlı	11 – 25
Orta Hızlı	26 – 80
Yavaş	81 – 150
Çok Yavaş	151 – 250

Buna göre NGC 3627 galaksisinde bulunan nova adayları orta hızlı nova sınıfındandır.

4. Sonuç ve Tartışma

Bu çalışma ile ilk defa bu kadar kapsamlı bir şekilde dış galaksilerde nova taraması gerçekleştirilmiş olacaktır. Böylece aşağıda sıraladığımız hedeflere ulaşılması beklenmektedir:

- Yerel grup dışı galaksilerde nova olma hızını bulmak
- Novaların galaksi tipine bağlılıklarını araştırmak
- Novaların galaksi içindeki konuma bağlılıklarını araştırmak
- MMRD (Maksimum parlaklık – iniş hızı) ilişkisini test etmek
- Çalışılan galaksilerin uzaklıklarını kontrol etmek
- Bulunacak novaların istatistiğini yapmak

Kaynaklar

[1] Ritter, H. ve Kolb, U., 2003, *AA*, 404, 301.
[2] Shafter, A. W., Ciardullo, R., Pritchet, C. J., 2000, *ApJ,* 530, 193.
[3] Ferrarese, L., Cote, P., Jordan, A., 2003, *ApJ*, 599, 1302.
[4] Ferrarese, L. ve ark., 1996, *ApJ*, 468, L95.
[5] Payne-Gaposchkin, C., 1957, *The Galactic Novae*, North-Holland, Amsterdam.

NÖTRON YILDIZLARI ETRAFINDA KALINTI DİSKLER

M. Ali ALPAR[2,3], Ünal ERTAN[1], Hakan ERKUT[1], Yavuz EKŞİ[4], Şirin ÇALIŞKAN[1,5]

Özet

Yeni oluşan nötron yıldızlarının bazılarının etrafında süpernovadan kalan bir disk bulunabilir. Genç nötron yıldızlarının evrimini belirleyen ilk şartlar arasında ilk dönme periyodu ve manyetik dipol momentinin yanı sıra kalıntı diskin varlığı ve niteliği de hesaba katılmalıdır. Son zamanlarda Spitzer uydusu gözlemleri 4U 0142+61 adlı anormal x-ışını pulsarı etrafında bir disk bulunduğunu gösterdi (Wang et al 2006). Bizim çalışmalarımız bu diskin daha önceki optik ve yakın kırmızı-altı gözlemleri de açıklayan bir gaz diski olduğunu göstermektedir. Başka anormal X-ışını yıldızlarından alınan daha sınırlı veriler de benzer disk modelleri ile tutarlıdır. Bu durumda anormal X-ışını pulsarları ve diğer magnetarlarda mıknatıs alanının yüksek multipol bileşenlerinde magnetar şiddetinde olması yeterlidir. Diskle etkileşen, disk torklarını belirleyen dipol mıknatıs alanı muhtemelen 10^{12} - 10^{13} G şiddetindedir.

[2] *Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, Fizik Bölümü, Tuzla, 34956, İstanbul*
[3] *e-posta: alpar@sabanciuniv.edu*
[4] *İTÜ, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 34469, Maslak, İstanbul*
[5] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342 Bebek, İstanbul*

TUG'UN BUGÜNÜ: TEKNİK VE GÖZLEMSEL ALTYAPIMIZ

Zeki ASLAN[1], Zeynel TUNCA[2], Tuncay ÖZIŞIK[3]

Özet

TUG'un mevcut ve yakın gelecekteki teleskop altyapısı ve odak düzlemi aletleri hakkında bilgi verilecek, yapılmakta olan ve yapılabilecek gözlemsel projelerden örnekler sunulacaktır. Ülkemizde astronomi ve astrofizik araştırma altyapısını geliştirmek amacıyla TUG, 2006 yılı bütçesi ile başlamak üzere, TÜBİTAK'a ve DPT'ye uzun vadeli projeler sunmuştur. Bu projelerin içeriği ve bugünkü durumu hakkında da bilgi verilecektir.

.

Anahtar Kelimeler: *robotik teleskoplar, tayfçekerler, tayfölçüm, TUG odak düzlemi aletleri, TUG projeleri*

Abstract

Information on TUG's telescopes in use and those planned to be installed within a couple of years, and on their focal plane instruments, will be given. In order to strengthen astrophysical research in our country, TUG, starting with 2006, has submitted long-term projects to the DPT (State Planning Department). The contents of these projects and the present situation will be described.

Key words: *robotic telescope, spectrograph, spectrometry, focal plane instruments of TUG, TUG's projects*

1. TUG Teleskop altyapısı

1.1. Mevcut teleskoplar

a) ***Astrolab.*** Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi'ne kurulu Astrolab (http:// www.tug.tubitak.gov.tr/astrlabozellikler.php), yalnız Güneş yarıçapının ölçülmesinde kullanılmaktadır. Gezegen ya da parlak yıldızların astrometrik gözlemleri başlamamıştır. Bu teleskopu kullanmak için Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü dışında bugüne kadar herhangi bir talep olmamıştır.

b) ***YT40:*** Utrecht Üniversitesi hibesi 40 cm çaplı teleskop (T40), mekanik ve takip sorunları nedeniyle 2006 yılı Haziran ayında yine 40 cm çaplı yeni bir Meade teleskopu ile değiştirilmiştir (YT40). Bu teleskopla CCD gözlemleri teleskop binası alt katındaki gözlemci

[1] *TUBITAK Ulusal Gözlemevi ve Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi 07058 Antalya, Tel: 0242 2278401, Faks: 0242 2278400, e-posta: aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr*

[2] *TUBITAK Ulusal Gözlemevi ve Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi 07058 Antalya, Tel: 0242 2278401, Faks: 0242 2278400, e-posta: ztunca@tug.tug.tubitak.gov.tr*

[3] *TUBITAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi 07058 Antalya, Tel: 242-2278401, Faks: 242-2278400, e-posta: tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr*

odasından yapılabilmekte, kubbe kontrolü de bilgisayarla yapılabilmektedir. Şu anda yalnız fotokatlandırıcı ile gözlemler için teleskop başında olmak gerekiyor. (Uzaktan gözlem denemesi ise Prof. Dr. Varol Keskin ve Dr. Kadri Yakut tarafından Ege Üniversitesinden, 5/6 Eylül 2006 gecesi başarı ile yapılmıştır. Bkz : 12.09.2006 tarihli TUG Haber : http://tugsunucu.tug.tubitak.gov.tr/haber/) Eski T40'ın eğitim amaçlı kullanılması, ya da takipsiz yıldız örtme ya da küçük gezegen gözlemlerinde kullanılması düşünülmektedir ancak henüz bir düzenleme yapılmamıştır.

c) ***ROTSE III:*** ROTSE IIId, http://www.tug.tubitak.gov.tr/rotseiiid.php, Michigan Üniversitesi ile yapılan sözleşme gereği, 2010 yılına kadar TUG'da kalacaktır. Üniversitelerimize ait olan % 30 gözlem zamanı "servis gözlemleri" kapsamında başarı ile kullanılmaktadır.

d) ***RTT150:*** Bu teleskopun başlangıçtaki elektromekanik sorunları çözülmüş, bilgisayar denetimli sistem haline getirilmiştir. Teleskop katındaki gözlemci odası giriş katındaki bilgisayar odasına taşınmıştır. Tüm odak düzlemi aletleri bilgisayar denetimli olmuştur. Aşağıda odak düzlemi aletleri ile ilgili kısa bilgi verilmiştir.

1.2. Odak düzlemi aletleri

RTT150 Coudé odağı:

a) Tayfölçerin "kısa kamera"sı (çözünürlük 40 000) kullanımdadır, "uzun kamera" (çözünürlük 100 000) henüz çalışmaya başlamamıştır.

b) DEFPOS + SDSU görüntü kamerası ile RTT150 terasında deneme gözlemleri yapıldı ancak RTT150 coudé odağına uyarlanması henüz hazır değildir, tasarımı ve optik parçalarının üretimi devam etmektedir.

RTT150 Cassegrain odağı:

a) ***Andor CCD kamerası:*** Tek süzgeç ile çalışan bu kameraya Moskova'da yapılan yeni süzgeç tekerleği takıldı. Daha önce çok süzgeçli ışıkölçüm gözlemlerinde kullanılan SDSU görüntü kamerası yerine artık Andor kullanılmaktadır. SDSU kamerası coudé odağında DEFPOS ile kullanılacaktır.

b) ***TFOSC:*** Kopenhag Üniversite Gözlemevi tarafından üretilen odak indirgemeli tayfölçer ve kamera serisi FOSC'un onuncusudur. Bir dakikadan daha kısa süre içinde görüntüleme (ışıkölçüm) konumundan tayfölçüm konumuna geçme özelliğine sahiptir. Belki orta ve düşük çözünürlüklü olduğundan, TFOSC için söylenen "bu alet ile bilimsel çalışma yapılamaz" gibi sözler bilgisizlikten kaynaklanmaktadır (11inci FOSC aleti Çin için yapılmaktadır!). Aşağıda FOSC serisinin kısıtlarından ve TFOSC ile yapılabilecek bilimsel çalışma alanlarından örnekler verilecektir.

FOSC serisinin kısıtları

FOSC serisi, odak indirgeme nedeniyle, gök büzülmesi (sky-concentration) vardır. Bunun tam etkisi hiçbir FOSC serisinde, bildiğimiz kadarıyla, belirlenememiştir fakat ışıkölçümünü, renge ve kullanılan CCD ye bağlı olarak, 0.01 - 0.02 kadir kadar etkileyeceği tahminleri vardır. Bu nedenle daha yüksek duyarlıklı ışıkölçümü pek beklenmemelidir. Gök büzülmesinin FOSC'da ölçülememesinin nedeni olarak teleskopta simetrik olmayan ışık saçılması gösterilmektedir. Ancak eliptik gökada gibi yaygın kaynak yüzey ışıkölçümünün 0.02 kadir hata ile yapılabileceği gösterilmiştir. RTT150+TFOSC'da bu henüz incelenmemiştir. TFOSC alanı boyunca bu inceleme görüntü kalitesi iyi iken (görüş < 1") yapılmalıdır.

Odak düzleminde bir noktadan çıkan ışık kolimatör ile kamera arasında paralel demet şeklinde olacaktır fakat farklı noktalar için bu paralel demetler birbirine göre açı yapacaktır. Dolayısıyla paralel demete -süzgeç tekerleğine- konan süzgecin geçirgenliği alan boyunca sistematik olarak değişecektir. Bu, dar süzgeç fotometrisini etkileyecektir, dolayısıyla dar süzgeç dar alan ışık demetine konmalıdır (FASUA ve FASUB tekerlekleri) Geniş band ışıkölçümünde sorun olmadığı ifade edilmektedir.

TFOSC'da 70 mm'ye kadar yuvarlak süzgeçler paralel demet önüne (kolimatör ile hızlı F/5 kamerası arasındaki "Filter Wheel") konur. Bu şekilde, paralel demetteki süzgeçler temiz alan verir. Bu hassas ışıkölçüm için önemlidir. TFOSC'un paralel ışın demeti görüş alanı ~14x14' dır Kalibrasyon birimi, kolimatörden önce teleskopun F/8 demeti arasındadır .

TFOSC ile ölçülebilecek dikine hızların ölçüm hataları tartışma konusudur. Deneme gözlemlerini indirgemekte olan arkadaşlarımızdan henüz kesin ve sağlıklı sonuçlar gelmemiştir. Ne var ki, TFOSC'un çeşitli grizmleri ile yapılacak dikine hızların beklenilen hatalarını hesaplamak olasıdır. Çok sayıda tayf çizgisinin ortalama konumunun CCD üzerinde 1 μm hata ile (örneğin çapraz korelasyon yöntemi) ölçülebildiğini varsayalım (ki bu oldukça gerçekçi bir varsayım). Bu ölçü hatasının dikine (radyal) hız karşılığı TFOSC grizmlerinin yayılma (dispersiyon) ve örnek dalgaboyları değerlerini kullanarak hesaplanmış ve Çizelge 1' de verilmiştir. Beklenildiği gibi en iyi dikine hız değerlerini G 9 verecektir. Bu eşel grizmidir ve G10, 11 ya da 12 ile birlikte kullanılmaktadır. (Çizelgede G10, 11 ve 12 için verilen değerler tek başına kullanıldıkları durum içindir). Gerçekten, I. Bikmaev (bu toplantıda Bikmaev ve Aslan tarafından sunulan bildiri), TFOSC eşel tayfi ile parlaklıkları V = 5 – 7 kadir arasında dört dikine hız standardının dikine hızlarını ± 0.7 - ± 1.5 km/s hata ile ölçmüştür. Çizelge 1'de son sütunda öngörülen diğer grizm hatalarının geçerliliğini gözlemler belirleyecektir.

Çizelge 1. TFOSC ile beklenen dikine hız duyarlılığı

Grizm No	Yayılma nm/mm	Δλ A	λ A	1 km/s= δ λ (nm)	1 km/s= μm	1 μm ölçü hatasının dikine hız karşılığı ± km/s
7	10.7	4.1	550	0.0018	0.1713	5.8
8	8.8	3	700	0.0023	0.2652	3.8
9(eşel)	2.5	1.2	500	0.0017	0.6667	1.5
10	45.6	17	450	0.0015	0.0329	30.4
11	34.1	13	550	0.0018	0.0538	18.6
12	91.3	37	725	0.0024	0.0265	37.8
14	9.4	5.4	400	0.0013	0.1418	7.1
14	9.4	5.4	700	0.0023	0.2482	4.0
15	21.1	12	500	0.0017	0.0790	12.7
15	21.1	12	800	0.0027	0.1264	7.9
17	9.3		850	0.0028	0.3047	3.3

Sonuç olarak, TFOSC'un kısıtları özet olarak şöyle sıralanabilir:

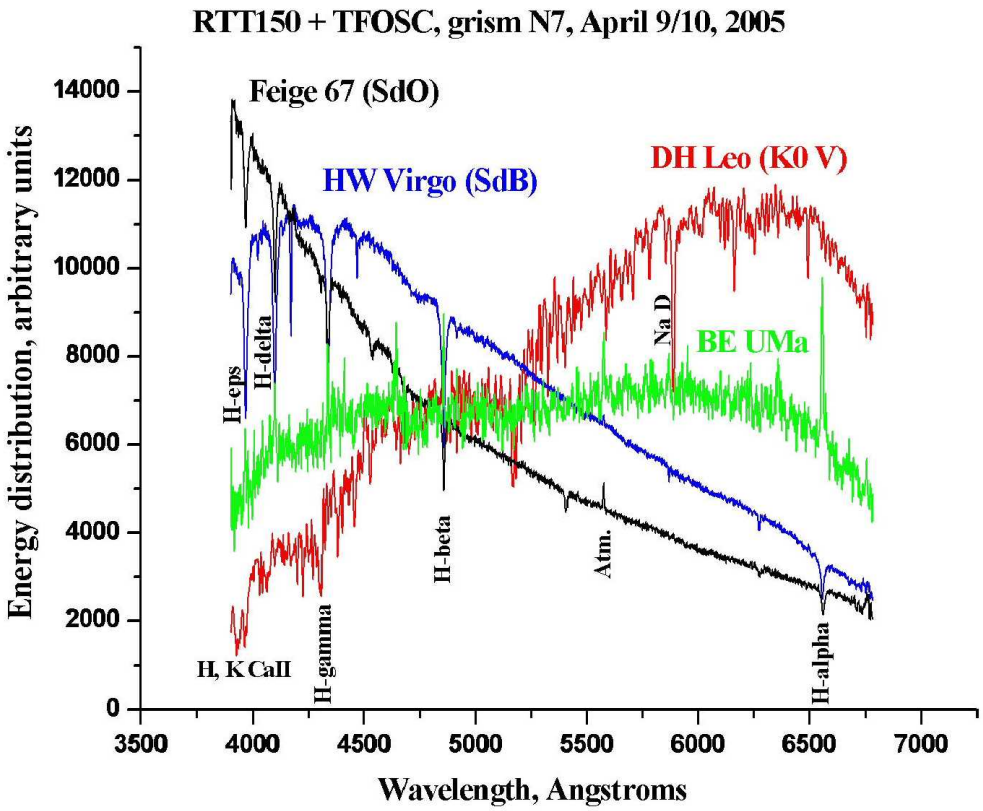
- Odak indirgeme var: TFOSC'ta $\pm 0^m.01$-$0^m.02$ den daha iyi ışıkölçüm yapılamıyor.
- Saçılmış ya da yansımış ışık etkisi tam düzeltilemiyor: Uzun dalgaboylarında düz alan kalibrasyonuna etkisi daha fazla. 800 nm'den sonra tayfta saçaklanma var. Gökten alınan "ortalama düz alan" ın kullanılması tavsiye edilmiyor.
- Fark ışıkölçümde sistematik hatalar CCD üzerinde konuma göre değişiyor

- Ölü zaman (dead time): okuma zamanının uzunluğu, her pozdan önce süzgeç ve grizm denetimini zorunlu kılıyor.
- Sık –düzenli- alınan kalibrasyon lambası radyal hız kaymasını en aza indirir.
- Çözünürlük, çok hassas dikine hız çalışmalarına uygun değil (Çizelge 1).

TFOSC ile olası araştırma konuları

Işıkölçüm
Değişen yıldızlar, zonklayan yıldızlar, Gama ışını patlamaları optik karşılıkları, Süpernova ve süpernova kalıntıları , Güneş Dizgesinin Küçük Nesneleri, Geniş alan ışıkölçümü,

Tayf
Kırmızıya kayma, Yüksek hızlı patlamalar, Çizgi göstergesi değişimi, Tayf sınıflaması (Şekil 1), Supernovalar, Kuyruklu yıldızlar, Salma çizgili nesneler, Parlak çift yıldız dikine hız eğrileri (Eşel tayfı ile)



Şekil 1. Tayf sınıfı farklı yıldızların TFOSC ile elde edilen enerji dağılımı örnekleri

2. Yakın gelecekte TUG'a kurulacak teleskoplar

DPT'den sağlanan bütçe çerçevesinde, 1m çaplı bir teleskop için 2005 yılında ihale yapıldı. İhaleyi kazanan ABD firması ACE (**A**stronomical **C**onsultants & **E**quipment) Haziran 2006'da teleskopun yapımına başladı. Yapılan sözleşmeye göre teleskop 2008 Haziran ayı sonuna kadar teslim edilecektir. Bu teleskop (T100), "Güney Tepe" diye adlandırdığımız, Merkez Binanın güneyindeki ilk tepeye konuşlandırılacaktır. Güney Tepe'ye ham yol 2007 yılı bütçesi ile açılmıştı. Teleskop binası ve yolun iyileştirilmesi ve diğer

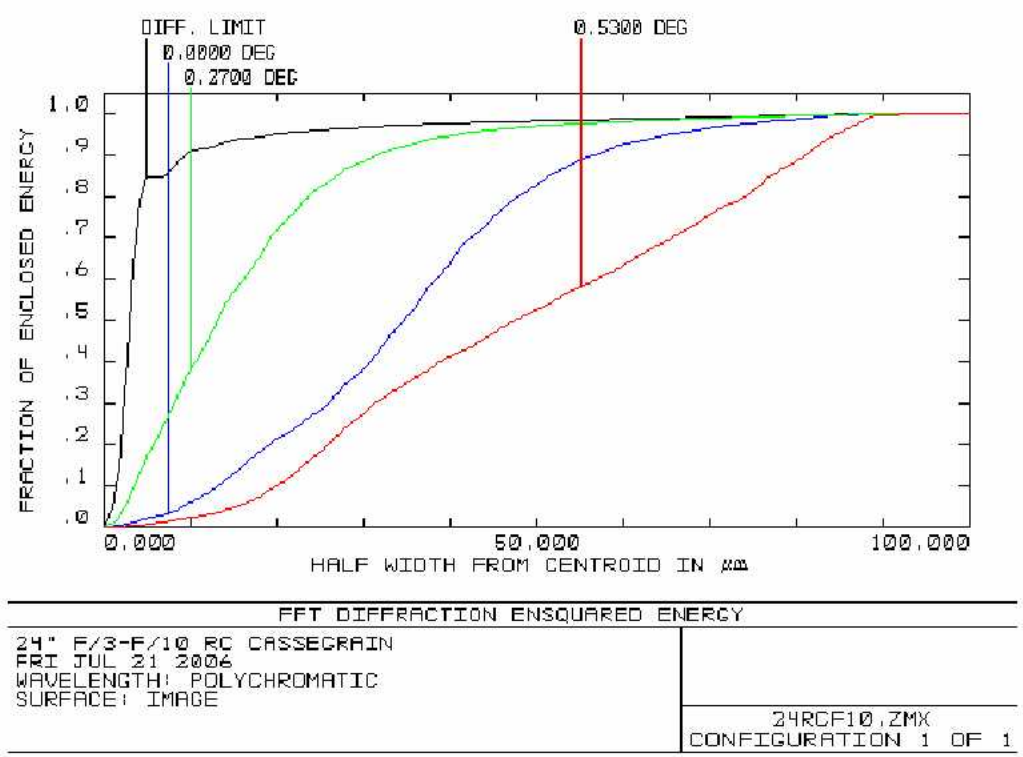
altyapısı 2007 yılında yapılacaktır. Hizmete girince, TUG'un ışıkölçüm gözlem projelerinin büyük çoğunluğunu bu teleskop üstlenecek, RTT150 daha çok tafölçüme ayrılacaktır.

2006 yılı bütçemizde DPT'den sağlanan bir başka teleskop daha ödeneğimiz vardır. 60 cm çaplı bir robotik teleskop olacaktır. Teknik ve idari şartnameler hazırlanmış, ihale çalışmaları başlatılmış ancak henüz sonuçlanmamıştır. Bu teleskopun mevcut T40 binasına yerleştirilmesi planlanmaktadır.

Bu iki teleskopa ait bir kaç teknik bilgi Çizelge 2'de, optik eksenden çeşitli uzaklıklarda yıldız görüntüsü içindeki kesirsel enerji ise Şekil 2'de verilmiştir.

Çizelge 2. Yapılmakta ve ihale aşamasında olan iki teleskop için birkaç teknik bilgi.

Teleskop adı	**T60**	**T100**
Optik	Ritchey-Chrétien	Ritchey-Chrétien
D (cm)	61	100
F oranı	F/10	F/10
CCD: Thomson THX7899M için:		
ölçek (piksel boyutu =14 mikrometre) ("/piksel)	0.47	0.29
Görüş alanı (2048x2048 piksel)	16.1'	9.8'
S/G =10 için 60 s de ulaşılan kadir	18.8	
S/G =10 için 600 s de ulaşılan kadir	21.1	
15 kadir yıldız ve S/G=100 için poz (s)	35	
18 kadir yıldız ve S/G=100 için poz (s)	600	



Şekil 2. optik eksenden çeşitli uzaklıklarda yıldız görüntüsü içindeki kesirsel enerji.

3. TUG'un gelecekteki ve uzun vadeli projeleri

TUG'un 2007 ve sonrası bütçelerinde yer almak üzere TÜBİTAK kanalıyla DPT'ye sunulmuş olan Yatırım Projeleri aşağıda özetlenmiştir.

PROJE NO: 1 Taşıt Alımı
(Başlangıç – Bitiş Yılı 2007 – 2007)

MTA dan geçici sure ile alınan ve Saklıkent'ten Bakırlıtepe'ye su taşıyan UNIMOG marka kamyon çok eskidir (1978 model). Bu amaçla ve diğer taşıma işlerinde kullanmak üzere araç istenmiştir.

PROJE NO: 2 Türkiye'de Radyo Astronomi çalışmalarının başlatılması
(Başlangıç – Bitiş Yılı: 2007 – 2011)

Bu projenin amacı, iyi bir radyo teleskopla, bulunduğu enlem ve boylamda yapacağı gözlem ve araştırmalarla, Türkiye'nin Radyo Astronomide söz sahibi olacağı bir Ulusal Radyo Gözlemevi'nin kurulmasıdır.

Ulusal Radyo Gözlemevi için seçilecek teleskop tipi ve teknik özellikleri, ülkedeki radyo astronomi politikasını belirlemekle eşdeğerdir. Bu düşünce ile bu projede 30-45 m çaplı radyo teleskop öngörülmektedir. Radyo teleskoplarda günümüzde kullanılan teknoloji bir sır değildir. Bu teknolojinin temel ilkeleri gelişmiş radyo astronomi enstitülerinde yüksek lisans ve doktora öğrencilerine laboratuar deneylerinde öğretilmektedir. Ancak radyo astronomi, fizik, astronomi ve mühendislik uygulamalarının kaynaştığı disiplinler arası bir bilim dalıdır ve bir radyo astronom bütün bu alanlarda yetkin olarak yetiştirilmelidir. Bilgi toplumlarının temel unsuru olan insanı yetiştirmek bunu gerektirir. Bu nedenle bu proje ile radyo astronomide araştırıcı yetişmesini sağlamak temel amaçtır.

Öngörülen zamanlama şöyledir:

2007- ... Türkiye Radyo Astronomi Gözlemevi'nin yasal statüsünün belirlenmesi. Belirlenecek statüye uygun kadro tahsisi ve atamaların yapılması. Kurucu yönetici, yönetici, yardımcısı (teknik), sekreter (tam zamanlı)

2007-2008- Yer seçimi çalışmaları - Radyo teleskop seçimi (çanak çapı, radyo alıcı ve frekans aralığı seçimi - Radyo teleskopun ısmarlanması - Seçilen yerin TÜBİTAK'a tahsisi çalışmaları , alt yapı çalışmaları, Gözlemevi binalarının projelendirilmesi ve yapımı-

2009-2011- Radyo teleskopun yapımı, kurulması

2011-2012- Gözlemlerin başlatması

2007-2011- (Belirlenen üniversitelerde)Yüksek Lisans programının açılmasının sağlanması

2007-2011- Yurt içinde doktora eğitimi yaptırılması:
1 öğrenci: Radyo sürekli tayfı, 1 öğrenci radyo çizgi tayfı

2007-2011- Yurtdışında doktora eğitimi
1 öğrenci: Gözlemlere dayalı radyo çizgi tayfı
1 öğrenci: VLBI ağı gözlemlerine dayalı çalışma

2008-2011- Radyo Astronomi Gözlemevi'nin minimum kadrosunun oluşturulması
2 adet bilgisayar mühendisi, teknik destek elemanları: Bakım, geliştirme, ön veri işleme vb. işlevleri yerine getirecek en az 1 makina ve 1 elektronik mühendisi, en az 2 elektromekanik teknisyen.
Bilim Grubu: Bu grubu, doktorasını tamamlayan elemanlar ve geçici süre ile yurtdışından davet edilecek bilim insanları oluşturacaktır

Radyo teleskopların etkin olarak kullanıldığı diğer alanlar; Jeodezi, uzaktan algılama ve deprem araştırmalarıdır. Tektonik hareketlerin araştırmalarında VLBI ölçümleri kullanılmaktadır. Türkiye'nin bu alanda önemli bir gereksinimi karşılanmış olacaktır.

PROJE NO: 3 3-4 m Sınıfı Optik Teleskop Alınması
(Başlangıç – Bitiş Yılı 2007 – 2015)

Bu proje ile;

- Gökadamızın (Samanyolu Gökadası)

a) sönük yıldızlarının daha duyarlı tayfsal gözlemleri ile gökadamızın kimyasal evrimini ve dinamiğini çalışmak,
b) yıldız oluşumunu, yıldız evriminin son evrelerindeki tek ve çift yıldızların enerji üretimlerini ve fiziksel yapılarını incelemek,
c) çevresinde gezegen sistemi olan yıldızları ve gezegenlerini incelemek,
d) yıldız kümelerinin yapısını, iç kinematiğini ve evrimini çalışmak

- Güneş sistemimizin sönük nesnelerinin fiziksel yapısını ve Yere Yakın Nesnelerin yörüngelerini araştırmak,
- Dış gökadaların tayfsal ve ışıkölçüm gözlemleri ile yıldız içeriğini çalışmak, böylelikle evrenin oluşumu ve evrimi konusunda yapılan uluslararası çalışmalara ortak olarak katılmak
- Uydu gözlemleri ile keşfedilen olağanüstü ve geçici gök olaylarının optik karşılığını çalışmak

amaçlanmaktadır. Bu amaçları gerçekleştirebilmek için ayna çapı en az 3-4 m olan teleskopa gereksinim vardır.

Öngörülen zamanlama şöyledir:

2007-2008 Olabilirlik çalışmaları:
- Yer seçimi (yer seçimi çalışmalarında kullanılacak donanım ve üniversitelerden gözlemci desteğinin örgütlenmesi)
- Seçilen yerin TÜBİTAK'a tahsisi çalışmaları
- Seçilen yerin yakın çevresinin ışık kirliliğine karşı koruma altına alınması çalışmaları
- Türkiye'de araştırma gruplarının oluşturulması ve eğitim çalışmaları

2008–2010 Altyapı çalışmaları
2009- 2012 Teleskop yaptırılması,
2010–2012 Odak düzlemi aletlerinin yaptırılması/satın alınması
2011–2012 Teleskop binasının projelendirilmesi ve yaptırılması Gece gözlemcilerinin ve teknik elemanların teleskop yapımcısı firmaya eğitim için uygun aralıklarda gönderilmesi
2012-2014 Teleskopun kurulması ve deneme gözlemleri ve diğer çalışmalar
2014–2015 Gözlemlerin başlatılması

PROJE NO : 4 Güneş Teleskopu Kurulması
(Başlangıç – Bitiş Yılı 2007 – 2010)

Yüzeyini görebileceğimiz yakınlıktaki tek yıldız olan Güneş'le ilgili henüz cevaplanmamış çok sayıda soru bulunmaktadır. Ülkemizde halen kısıtlı olanaklarla sürdürülen Güneş Fiziği alanındaki gözlemsel ve kuramsal çalışmalar, ülkemizin sahip olacağı bir güneş teleskopu (GT) ile hız kazanacak ve uluslararası bilim ortamında söz sahibi olunacaktır. Bu proje ile, İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünün Kanarya Adaları Teide Gözlemevi'nden getirttiği kullanılmış bir teleskopun modernleştirilmesi ve gündüz astronomik görüş koşulları iyi olan bir yere kurulması amaçlanmaktadır. TUG-Bakırlıtepe iyi aday yerlerden biridir. Ancak bu projenin uygulanmaya konması (gerçekleşmesi) ;

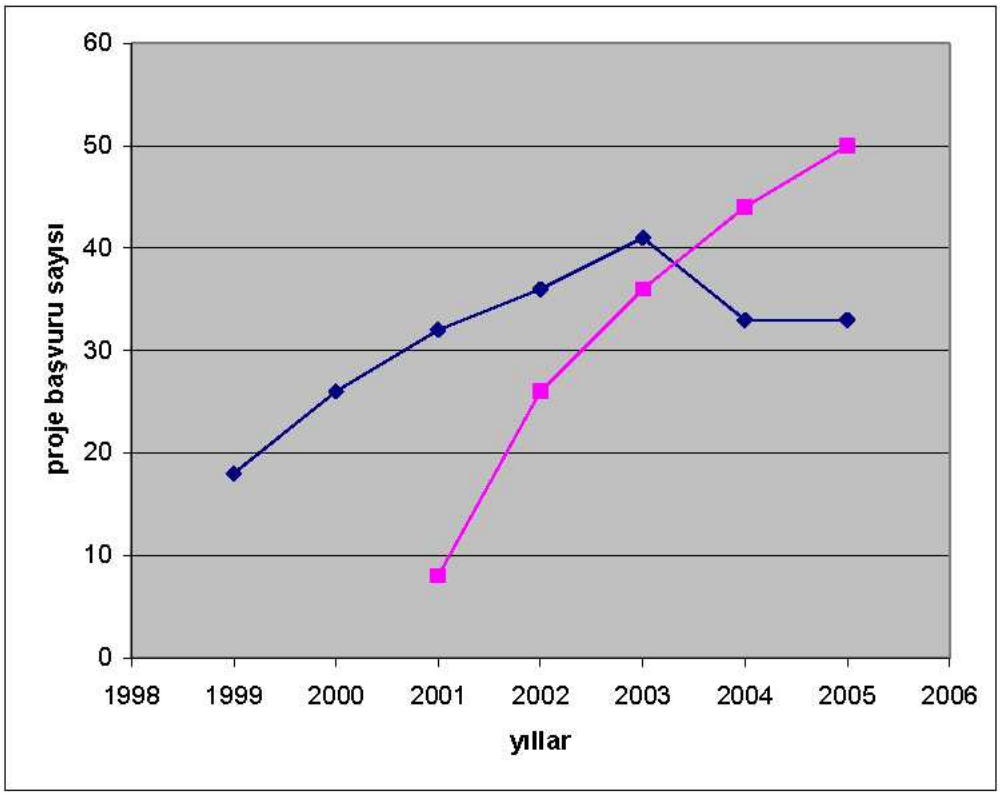
- GT'nun teknik ve elektro-mekanik yapısı hakkında ayrıntılı bilgi,

• GT'nin çalışma ilkesi ve çalışmasını destekleyen yan birimlerin neler olduğu ya da olacağı ve bunların görevleri, mevcut ve eksik parçalarının neler olduğu, eksik parçaların nasıl ve nereden temin edileceği,
• Yaptırılacak olan odak düzlemi aletinin teknik ve optik özelikleri ve nasıl temin edileceği, yaklaşık bedelleri,
• GT bileşenlerinin birbiri ile elektrik ve elektronik bağlantılarının nasıl olması gerektiği,
• GT binasının projesi, Proje sorumlusu ve teleskopun kuruluşunu gerçekleştirecek ekibin kimlerden oluşacağı, yurtdışından -gerekiyorsa- sağlanacak teknik desteğin kapsamının ne olacağı,
• Kuruluş sonrasında gerekecek teknik desteğin ve teleskopu çalıştıracak ekibin nasıl oluşması gerektiği

konularının projelendirilmesinden sonra olacaktır.

4. TUG Hizmetleri

Son olarak, TUG'un sunduğu hizmetler ve TUG'a sunulan proje önerileri ile ilgili bazı bilgilendirme ve uyarılarda bulunağız.



Şekil 3. TUG 'a sunulan proje önerileri sayısının yıllara göre değişimi

Şekil 3 den görüleceği gibi, TUG'a sunulan gözlem projesi önerileri T40 için belli bir düzeyde yaklaşık sabitleşirken, RTT150 için giderek artmaktadır. TFOSC hizmete girdikten sonra bu daha da belirginleşmiştir. TUG teleskoplarının daha verimli kullanılması ve zaman tahsisi alan projelerin daha çabuk sonuçlanması için kimi kuralların daha titiz uygulanması gerektiği ortaya çıkmıştır:

* Önce TÜBİTAK'a proje sunup kabul edilmesi, sonra da bu gerekçe gösterilip gözlem zamanı istenmesi...
* Gözleme gelen elemanların gözlem aleti ve gözlenecek nesne değişiklik istekleri kabul edilmeyecektir. Bu konuda gece gözlemcilerine baskı yapılmamalıdır.
* RTT150, çok fazla gece gerektiren çok sayıda nesnenin tayf gözlemi için uygun değildir.
* Daha önce duyurulduğu halde uygulanamayan birçok şey yeni bir bilgisayar elemanı çalışmaya başladığında derhal uygulanacaktır. Arşivin etkin kullanımı, kolaylık programlarının/yazılımlarının kullanıma sunulması, önceki gözlem verilerinin herkesin kullanımına açılması, web sayfasının yeniden düzenlenmesi.
* Gözlem başvurusu çok, değerlendirme konusunda zorluk. Bu güne kadar, birçok başvuruya gözlem zamanı verildi. Bundan böyle az sayıda projeye yeterli zaman verilecektir.
* TFOSC ile ilgili deneme ve kullanım arttıkça ortaya çıkan bilgilerden "kullanım ve bilgi kılavuzu" oluşturulacaktır.
* Tayf indirgemeleri sırasında proje araştırmacıları tarafından oluşturulan tayf lamba atlasları, kalibrasyon eğrileri, poz süresi, SGO, sönümleme katsayıları gibi bilgileri TUG 'a bildirmeleri, bu bilgilerin web sayfasında kimlerin oluşturduğu da belirtilerek yayınlanması, arşive eklenmesi konusunda duyarlı olmalıyız.
* Fotometrik gözlemlerdeki sönümleme katsayıları için birçok kez duyurulmasına karşın, bu bilgilerin çok büyük bir kısmı TUG'a geri dönmemiştir. TUG'a özgü parametrelerin çıkartılması için bunlar gereklidir. Bu olmazsa, her gözlem döneminde yeterince gözlem zamanı projelere tahsis edilmeden bu amaçla kullanılmak zorunda kalınacaktır.

M67 AÇIK YILDIZ KÜMESİNDE BULUNAN BAZI ÇİFT YILDIZ SİSTEMLERİNİN İLK IŞIK EĞRİSİ ANALİZLERİ

Aycin AYKUTALP[1] , İ. Ethem DERMAN [1]

Özet

M67, yaklaşık 830 pc uzaklıkta bulunan, Güneş ile hemen hemen aynı yaşta ve kızıllaşması E(B-V) = 0.04 ± 0.01 olan yaşlı, açık bir yıldız kümesidir. Kümenin kütlesi ve yarıçapı yaklaşık sırasıyla, 2500 $M_{\odot}$ ve 10 pc olarak verilmektedir. Kümelerdeki çift yıldızlar yardımıyla onun yaşı ve uzaklığı hakkında bilgi edinilebilmektedir. Bu çalışmada M67 kümesinde bulunan üç tane çift yıldız sistemi (EV Cnc, FBC 5774 ve FBC 5986) göz önüne alınmıştır. Bu sistemlerin ışık eğrisi analizleri Phoebe arayüzü kullanılarak WD programı ile gerçekleştirilmiştir. Daha önce bu üç sistemin ışık eğrilerine bakılarak W Uma türü çift yıldız sistemleri oldukları öngörülmüşse de yapılan çalışma sonunda EV Cnc ve FBC 5774 sistemlerinin yarı-ayrık olduğu bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: *M67, değen çift yıldızlar, EV Cnc, FBC 5774, FBC 5986*

Abstract

M67 is an old open cluster that is almost the same age as the Sun. It is at a distance of 830 pc from the earth and it has a reddening of E(B-V) = 0.04+ 0.01. The mass and the radius of the cluster are 2500 $M_{\odot}$ and 10 pc, respectively. By using the binary stars in a cluster we can compute the distance and the age of that cluster. In this study, we worked on three binary systems namely: EV Cnc, FBC 5774 and FBC 5986. The light curve analysis of these three systems has been done by Wilson & Devinney's code with Phoebe interface. Previous studies of these binary systems conclude that they are W Uma type binaries. But this study shows that EV Cnc and FBC 5774 are actually semi-detached type eclipsing binary systems.

Key words: *M67, contact binary stars, EV Cnc, FBC 5774, FBC 5986*

1. Giriş

M67 açık yıldız kümesi nispeten yakın (830 pc), dolayısıyla kızarma miktarı az olduğu için (E_{B-V} = 0.05) en çok çalışılan kümelerden biridir. 4-4.5 G yıl yaşındaki bu küme Güneş ile hemen hemen aynı yaşta olması nedeniyle de önemlidir [1][2][3][4]. M67 bol miktarda çift yıldız ve blue stragglers içerir. Yıldız etkileşimlerini ve çift yıldız evrimini incelemek için kümeler büyük olanaklar sağlar. En önemli yanı ise küme uzaklığı bilindiğinden dolayı gözlenen ve ışık analizi yapılan örten değişen yıldızların salt parametrelerinin kolaylıkla bulunmasıdır.

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara, Tel:(312)2126720/1319 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr*

Bugüne kadar M67 kümesinde sadece AH Cnc çift yıldızının kapsamlı gözlemleri bir çok araştırmacı tarafından yapılmıştır [5][6][7][8]. Fakat bu sistemin ışık eğrisi de uzun dönem içinde büyük değişimler göstermiştir. Birinci minimumu düzleşmiş ve ikinci minimum olmuştur, dolayısıyla sistemin W-türü değil A-türü bir sistem olduğu ileri sürülmüştür.

M67'deki diğer örten değişenlerin de ışık eğrileri bir çok gözlemci tarafından elde edilmesine karşın [9][10][11][12] tam olarak ışık eğrisi analizi yapılmamıştır. Bunun nedeni küme çalışan gökbilimcilerin ayrıntılı ışık eğrisi analizinin nasıl yapılacağını bilmemelerinden kaynaklanabilir. Bianary Maker ve NightFall ile bazı denemeler varsa da çok duyarlı sonuçlar elde edilememiştir. Son olarak Sandquist [13] üç tane daha örten değişen yıldız bulmuş ve sadece gözlem verilerini yayınlamıştır.

Bu çalışmadaki amacımız ışık eğrisi analizi yapılmamış küme üyesi örten değişenlerin ışık eğrisi analizini yapmaktır..

2. M67 Kümesinde Gözönüne Alınan Sistemler ve Gözlemleri

Bu çalışmada üç sistemi gözönüne aldık. Bu sistemlere ilişkin veriler Çizelge 1'de verilmektedir.

Çizelge 1. Üç örten değişenin özellikleri

Adı	Sağaçıklık	Dikaçıklık	Max. V	Rengi	Dönemi	Genliği
EV Cnc	08 51 28.17	11 49 27.8	$12^m.89$	$0^m.49$ (B-V)	$0^d.441437$	$0^m.17$
FBC 5774	08 53 01.33	12 08 20.8	$17^m.94$	$1^m.06$ (V-I)	$0^d.28$	$0^m.31$
FBC 5986	08 53 19.07	12 10 02.4	$13^m.78$	$0^m.66$ (V-I)	$0^d.445$	$0^m.15$

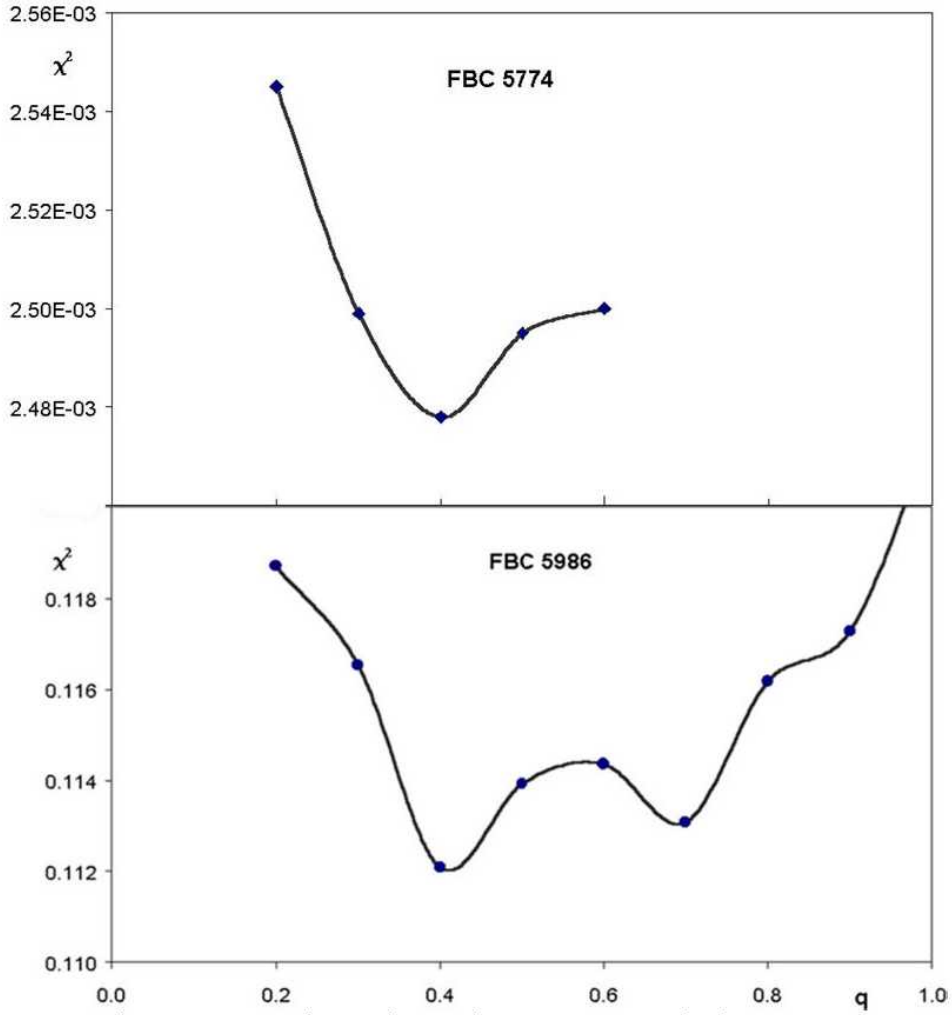
Yıldızların hiç biri bizim tarafımızdan gözlenmemiştir. EV Cnc'nin gözlemleri van der Berg'den [11] istenmiş, diğer iki yıldızın gözlem verileri ise yazarı [13] tarafından IBVS dergisinde yayınlanmıştır. Her üç sistem de ışık eğrilerine ve dönemlerine bakılarak W UMa türü örten değişen olarak sınıflandırılmıştır.

3.Işık Eğrisi Analizi

EV Cnc V bandında diğer iki yıldız ise I bandında gözlenmiştir. Işık eğrilerinin analizi için Phoebe 0.29c arayüzü [14] ile Wilson-Devinney [15] programının 2005 sürümü kullanıldı.

Birinci bileşenlerin sıcaklıkları, renklerine göre [16]'den alındı. Kenar kararma katsayıları, Phoebe arayüzü tarafından Van Hamme'nin tablolarından alınmaktadır. Çekim kararma üsleri $g_{1,2}$=0.32, yansıma katsayıları [17]'den $A_{1,2}$=0.5 olarak alındı. Analiz sırasında dairesel yörünge (e=0) ve senkronize dönme $F_{1,2}$=1 varsayılmıştır.

Sistemlere ait daha önceden bir çalışma yapılmadığından öncelikle fotometrik kütle oranı taraması yapıldı. Bu taramadan önce EV Cnc ve FBC 5774 sistemlerinin ikinci minimumlarında görülen asimetrik yapıyı açıklayabilmek için birinci yıldıza koyduğumuz soğuk lekeler ile gözlenen ışık eğrisini çakıştırmak mümkün olmadı. Daha sonra denediğimiz yoldaş yıldız üzerindeki sıcak leke ise sözkonusu sapmayı çok iyi bir şekilde temsil etti. Kütle oranı taramasını mode 3'de yaptık ve EV Cnc hariç diğer iki sistem için de χ^2 ile q değerleri Şekil 1'de verilmiştir. EV Cnc için anlamlı bir değer bulma olanağımız olmamıştır. Farklı bazı kütle oranlarında yazılım çalışmamıştır. Sadece q=0.7-1.0 arasında çözümler alınmış ve bunlara karşıt gelen χ^2 değerleri hemen hemen aynıdır.



Şekil 1 Yarı-ayrık FBC5774 ve değen sistem olan FBC5986'nın kütle oranı taramasının sonuçları görülmektedir.

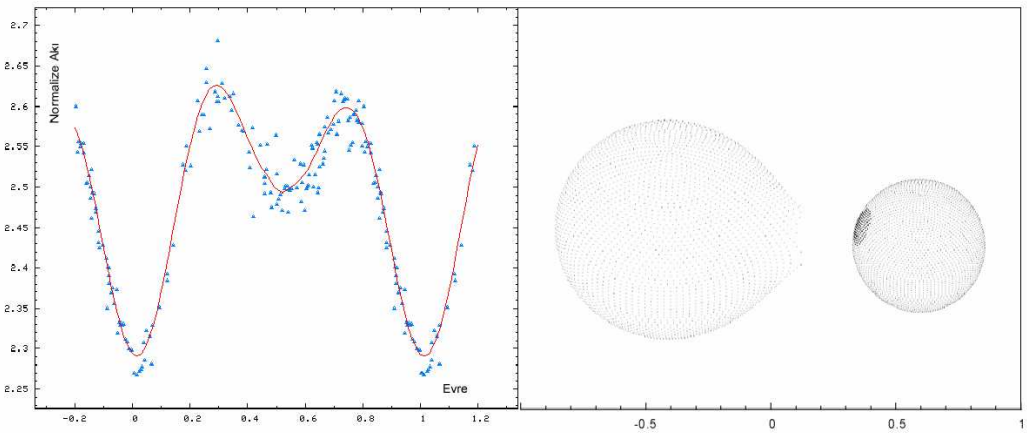
Tarama sonucu elde ettiğimiz kütle oranı yöresinde çok sayıda iterasyon yapılarak en iyi çözüme ulaşılmaya çalışılmıştır. FBC 5986 için çözümü bulmada bir sorun yaşanmamıştır ama diğer iki sistemde mode 3'de bileşenlerin Roche şişimlerini doldurmadığı gözlenmiştir. Benzer parametrelerle yarı ayrık mode denenmiş, o zaman da yine benzer sonuçla karşılaşılmış, bileşenlerden hiçbiri Roche şişimini doldurmamıştır. Son olarak ayrık moda geçilmiş ama bu kez de birinci bileşenin Roche şişimini doldurduğu saptanmıştır. Çözüm sonuçları Çizelge 2'de verilmiştir. EV Cnc için farkli iki çözüm hemen hemen aynı χ^2 değerini verdiği için her ikisi de çizelgede yer almıştır. Sözü edilen bu dört çözüm sırasıyla Şekil 2, 3, 4 ve 5'de gösterilmiştir.

4. Sonuçlar

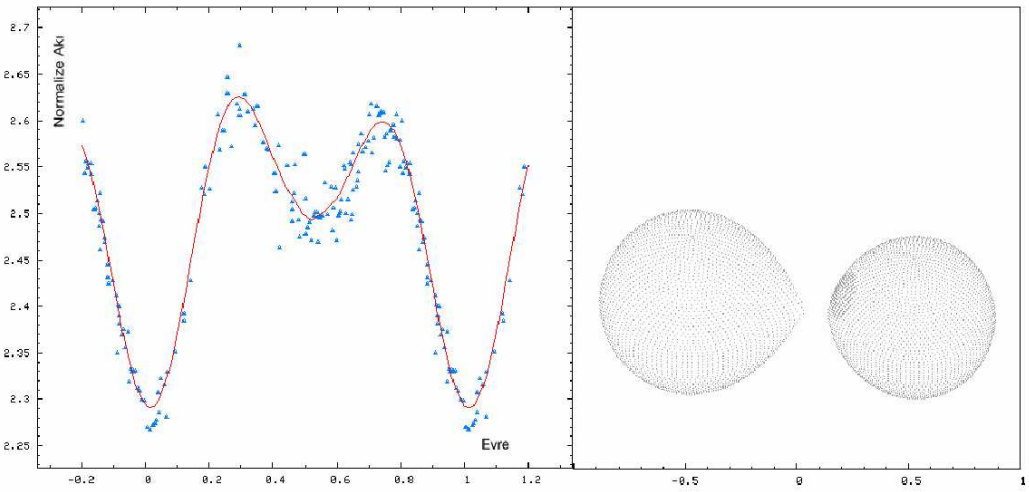
Bu çalışmada, M67 kümesindeki 3 örten değişenin ilk kez ışık eğrisi analizleri verilmiştir. Küme üyesi örten dğişenler özellikle W UMa türü olanlar bir çok açıdan önemlidir. Bugün bu tür yıldızlar küme uzaklığının bulunmasında bir tür "uzaklık ölçer" olarak kullanılmaktadır. Diğer taraftan eğer küme uzaklığı biliniyorsa bu kez de örten değişenlerin salt parametrelerini elde etmek kolaylaşıyor. Bu durum ise yıldız ve gökada astrofiziği için önem taşımaktadır.

Çizelge 2. Bu çalışmada gözönüne alınan örten değişen yıldızları çözüm parametreleri. EV Cnc için iki ayrı çözüm verilmiştir. Bu iki çözüm de hemen hemen aynı aynı χ^2 değerini vermiştir.İkinci çözümün değerlerine baktığımızda değmeye yakın (near contact) olduğunu görüyoruz.

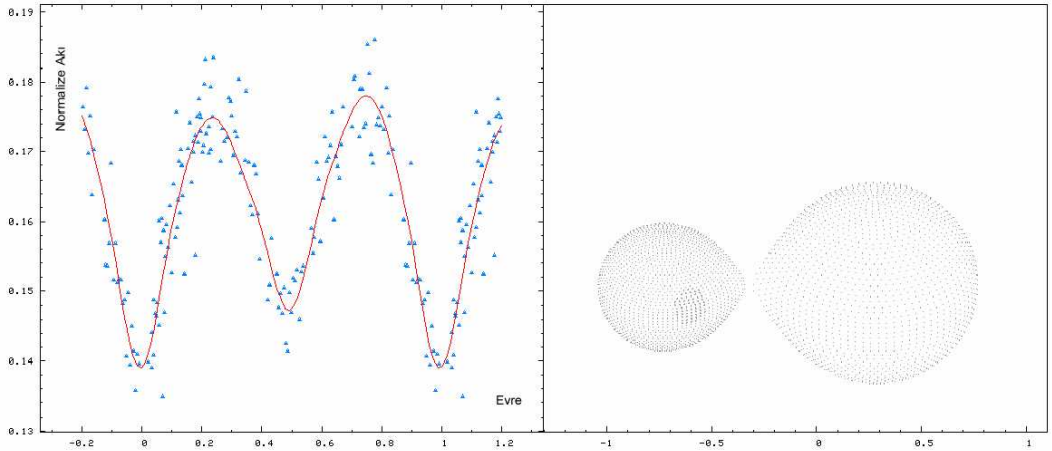
Parametre	EV Cnc	EV Cnc	FBC 5774	FBC 5774
	Yarı Ayrık	Yarı Ayrık	Yarı Ayrık	Değen
i	48.766	46.527	60.650	49.105
q	0.6758	0.8827	0.3732	0.4323
T_1(K)	6250	6250	4775	5880
T_2(K)	7059	4715	4162	5668
Ω_1	3.12159	3.55677	2.61963	2.72737
Ω_2	3.84838	3.69266	2.65265	2.72737
$L_1/(L_1+L_2)$	0.6305(V)	0.8513(V)	0.8252(I)	0.7074(I)
$L_2/(L_1+L_2)$	0.3695(V)	0.1487(V)	0.1748(I)	0.2926(I)
r_1(pole)	0.4049	0.3666	0.4390	0.4292
r_1(side)	0.4259	0.3856	0.4694	0.4578
r_1(back)	0.4609	0.4161	0.4960	0.4861
r_2(pole)	0.2488	0.3289	0.2716	0.2914
r_2(side)	0.2538	0.3425	0.2822	0.3044
r_2(back)	0.2626	0.3664	0.3113	0.3390
r_2(point)	0.2672	0.3967	0.3496	-
r_1	0.4224	0.3884	0.4624	0.4519
r_2	0.2571	0.3489	0.2888	0.3067
f_1	0.20	0.00	0.02	0.06
Lekelerin				
Enlemi (°)	65.5	65.5	80.2	
Boylamı (°)	8.2	8.2	292.2	
Yarıçapları (°)	16.2	16.2	17.2	
Sıcaklık Fak.	1.3	1.3	1.2	
χ^2	0.01784	0.1787	0.0010	0.0289



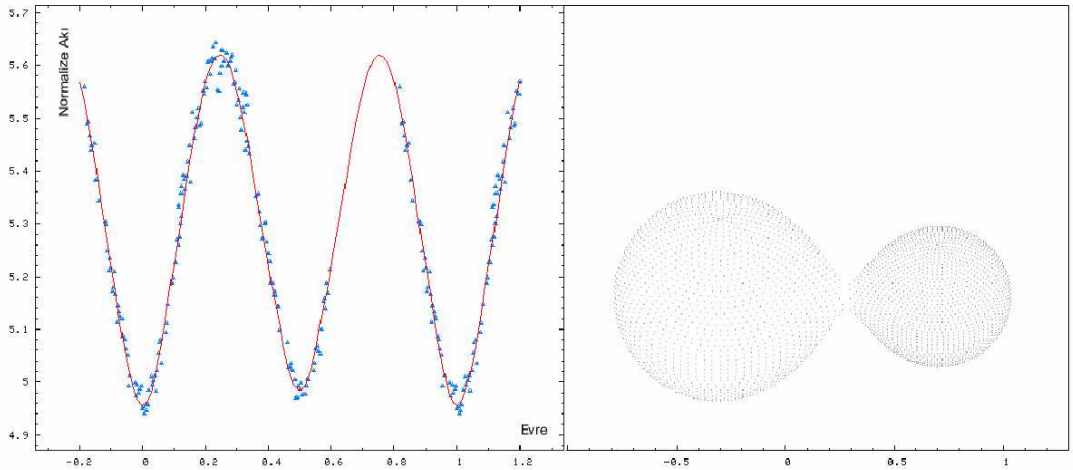
Şekil 2. V süzgecinde gözlenen EV Cnc'nin Çizelge 2'deki ilk çözümünün sonuçları görülmektedir. Birinci bileşen Roche şişimini doldurmuş durumda



Şekil 2 EV Cnc'nin Çizelge 2'deki ikinci çözümü. Her iki çözümde elde ettiğimiz χ^2 değerleri hemen hemen aynı. Burada birinci bileşen Roche şişimini yeni doldurmuş durumda.



Şekil 3 I süzgecinde gözlenen FBC 5774'ün ışık analizi sonucu. Roche şişimlerine bakıldığında yoldaş yıldızın da değme noktasına yakın olduğu görülmektedir.



Şekil 4 Yine I süzgecinde gözlenen FBC5986'nın çözüm sonuçları. Normal A türü bir W UMa sistem özelliklerini göstermektedir

EV Cnc, M67 kümesinde AH Cnc'den sonra en çok gözlenen sistemlerin ikincisidir. Sandquist ve Shetrone [4], elde ettikleri ışık eğrisini çözmek için NightFall yazılımını kullanmışlardır. Sistemin renk eğrisinde değişim göremedikleri için değen modunda iki soğuk leke alarak çözmeye çalışmışlardır. Karşılaştıkları en büyük zorluk yörünge eğiminin çok küçük olması ve ışık eğrisinde hem maksimumlarda hem de ikinci minimumda görülen asimetrik yapılar olmuştur. Sistemin ayrık olma olasılığının üzerinde de durmuşlardır. Asimetriyi açıklamak için kullandıkları iki soğuk lekeyi 0.23 ve 0.52 evresinde, sistemin bize dönük yüzüne koyduklarını yazmalarına karşın hangi bileşen üzerine koyduklarını belirtmemişlerdir. Buldukları parametreler şöyledir: q=0.50, i=32 ve f=0.47. Bu çözüm bizim bulduğumuz çözümle uyuşmamaktadır. Özellikle bu sistemin yapılan diğer gözlemlerini de ele alarak ışık eğrisi çözümlerini gerçekleştirip, gösterdiği değişimleri açıklamaya çalışacağız.

Kaynaklar

[1] Johnson, H.L., & Sandage, A.R., (1955), "The galactic cluster M67 and its significance for stellar evolution" *ApJ*, 121, 616

[2] Montgomery, K. A., Marschall, L. A., & Janes, K. A., (1993) "CCD photometry of the old open cluster M67" *AJ*, 106, 181

[3] Fan, X., Burstein, D., Chen, J.-S., et al., (1996), "Deep Wide-Field Spectrophotometry of the Open Cluster M67"

[4] Sandquist, E., & Shetrone, M., (2003), "Time Series Photometry of M67: W Ursae Majoris Systems, Blue Stragglers, and Related Systems", *AJ*, 125, 2173

[5] Whelan, J. A. J., Romanishin, W., Worden, S. P., Rucinski, S. M., (1979), "AH CANCRI A contact binary in M67", *MNRAS*, 186, 729

[6] Zhang, X. B., Zhang, R. X., Deng, L., (2005), "Photometric Study of AH Cancri, a W UMa-Type System in M67", *AJ*, 129, 979

[7] Qian, S.-B., Liu, L., Soonthornthum, B., Zhu, L.-Y., He, J.-J., (2006), "Deep, Low Mass Ratio Overcontact Binary Systems. VI. AH Cancri in the Old Open Cluster M67", *AJ,* 131, 3028

[8] Yakut, K., Aerts, C., (2006), "Physical Parameters of the Overcontact Binary AH Cnc in the Old Open Cluster M 67", *ASP Conference Series*, Vol. 349, p. 375

[9] Gilliland, R. L., Brown, T. M., Duncan, D. K., et. Al., (1991), "Time-resolved CCD photometry of an ensemble of stars in the open cluster M67", *AJ*, 101, 541

[10] Stassun, K. G., van den Berg, M., Mathieu, R. D., Verbunt, F., (2002), "Photometric variability in the old open cluster M 67. II. General survey", *A&A*, 382, 899

[11] van den Berg, M., Stassun, K. G., Verbunt, F., Mathieu, R. D., (2002), "Photometric variability in the open cluster M 67. I. Cluster members detected in X-rays", *A&A*, 382, 888

[12] Sandquist, E. L., Shetrone, M. D., (2004), "S986 in M67: A Totally Eclipsing Binary at the Cluster Turnoff", *AJ*, 126, 2954

]13] Sandquist, E. L., (2006), "New Eclipsing Variables in the Field of M67", *IBVS*, 5679

[14] Prša, A., Zwitter T., (2005),"A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives", *ApJ*, 628, 426

[15] Wilson, R.E., Devinney, E.J., (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", *ApJ*, 166, 605

[16] Worthey, G., Lee, H.C., (2006), "An Empirical UBVRIJHK Color-Temperature Calibration for Stars", *ArXiv: Astro-ph*/0604590 v1

[17] Lucy, L.B., (1967), "Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes", *Zeitschrift für Astrophysik*, 65, 89

SEÇİLMİŞ KATAKLİSMİK DEĞİŞKENLERİN 2-20 keV ARALIĞINDA GENİŞ BANT ARALIĞI GÜRÜLTÜ ANALİZİ

Şölen BALMAN[1], Baybars KÜLEBİ[2], Elif BEKLEN[2]

Özet

Bu çalışma Kataklismik Değişkenler'in (CVler) 2-20 keV aralığındaki güç tayfı geniş bant gürültü karakteristikleri incelenmektedir. Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) uydusunun arşivinden alınmış 29 CV'nin Proportional Counter Array (PCA) verisi analiz edilmiştir. Genel olarak değişik türlerden CVlerde geniş bantta güç kanunu, eksponansiyel kesilme ve lorentzian modelleri ile açıklanabilen gürültü gözlenmektedir. Aynı özellikteki gürültüler X-ışını çift yıldız sistemlerinde de görülmektedir. Sonuçta tayflar (-) 1.2-2 eğime sahip olmakla beraber, manyetik olmayan sistemlerde çok düşük frekanslarda eğimlerinde düzleşme gözlenmektedir. Ayrıca bu kaynakların yüksek/patlama ve düşük parlaklık evrelerinde gürültü, yüksek frekanslar ve düşük frekanslar arasında yer değiştirmektedir. Son olarak, düşük frekanslarda gürültüye sahip olan bu CVler, tayflarında kuasi-periyodik salınımlar da göstermektedirler.

Anahtar Kelimeler : *Kataklismik değişken, RXTE, güç tayfı, kuasi-periyodik salınım*

Abstract

We present the preliminary analysis of band-limited noise structure in the 2-20 keV data of Cataclysmic Variables (CVs). We have currently analyzed Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) PCA data and derived time series from 29 CVs using the RXTE archive. In general, CVs of diffrent types all show broad band noise which can be fitted with power laws, using exponentional cut-offs, and lorentzians in a similar way to power spectral (noise) characteristics of X-ray Binaries (XRBs). In general terms the power spectra show a power law index of (-)1.2-2. A rather large scale flattening of the power spectra exits in nonmagnetic systems in the low to very low frequency range. We observe that in low and high states/outbursts the noise in the high frequency range and low frequency range is changed. CVs show considerable very low frequency noise. In addition, we have recovered several possible QPOs in the X-ray wavelengths from CVs mainly from Intermediate Polar systems.

Key words : *Cataclysmic Variables, RXTE, power spectrum, QPO*

1.Giriş

Kataklismik Değişkenler (CVler), bir beyaz cüce ve düşük kütleli bir anakol yıldızı oluşan sistemlerdir. Birincil bileşenin beyaz cüce olduğu bu sistemlerde, madde aktarımı bulunur[18]. Manyetik alanı yeterince güçlü olmayan beyaz cücelerde bu madde aktarımı bir

[1] *ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, Keplerlaan 1 P.O. Box 299 2200 AG Noordwijk ZH The Netherlands, +31(71) 5658574, +31(71)5654697, sbalman@rssd.esa.int*

[2] *Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara 06531 Türkiye, +90(312)2103252, +90(312)2105099 bkulebi@astroa.physics.metu.edu.tr*

disk üzerinden gerçekleşirken, artan manyetik alan bu diski bozarak, aktarılan maddeyi beyaz cücenin kutuplarına yönlendirir. Genellikle aktifliklerine göre Klasik Nova (CN), Tekrarlayan Nova (RN) ve Cüce Nova (DN) olarak sınıflandırılırlar. Manyetik olmayan sistemlerde X ışıması disk içerisindeki sınır yüzeyindeki şokta, 3-10 keV sıcaklığında oluşmaktadır. Manyetik olan sistemlerde ise X-ışını mekanizması, kutuplardaki madde aktarımının güçlü şoklarda ortaya çıkmaktadır[15]. Bu sistemler manyetik alan gücüne bağlı olarak eşzamanlı periyotlu(10-530 MG), polarlar ve yaklaşık eşzamanlı periyotlu arapolarlar (<10 MG) olarak ikiye ayrılırlar[18]. Yüksek madde aktarımı sırasında göreli olarak düşük manyetik alana sahip polarlar tayflarında, sert X-ışını güç kanunu kuyruklara (10 keV) sahiptirler.

Nötron yıldızları ve kara delik adaylarının güç tayfında gözlemlenen bant sınırlı gürültü bileşenleri ikiye ayrılmaktadır [17]. Birincisi; gürültünün kesilme frekansı, kendi dönme frekanslarıyla ilişkili olan pulsar ve manyetik Z kaynaklarıdır. Diğeri ise; kesilme frekansı ile madde aktarım oranı ilişkisine sahip olan kara delik adayları, atoll ve manyetik olmayan Z kaynaklarıdır. Manyetosferi ve disk yapısı bulunan Z kaynakları iki kategorinin de özelliklerini gösterir.

Bu kaynakların güç tayfları, eksponansiyel kesilmeye sahip olan güç kanunu eğrilerine uymaktadır. Ayrıca bu tayflar lorentzianlara da sahip olabilirler, bu da ışık eğrisinin kuasi periyodik (QPO) salınımlara sahip olduklarını gösterir. Sınırlı bir vakitteki salınıma veya frekans modülasyonuna işaret eden bu morfoloji, genel olarak atım gürültüsüyle ilişkilendirilir[5].

Son dönemde CVlerin optik bantında birçok 3-1000 saniyelik salınımlara rastlandı. QPOların yanı sıra cüce nova salınımları (DNO) ve uzun periyot cüce nova salınımları (lpDNO) olarak tanımlanan salınımların nedeni iç disk ile oluşan bir manyetik küre etkileşimi olduğu düşünülmekte[19]. CV terminolojisinde DNOlar, cüce patlamalarıyla ilişkili, yüksek frekanstaki toplu (Q ~ 10^4 – 10^6) salınımlardır. QPOlar ise tam tersi düşük frekanslardaki dağınık (Q ~ 1 – 10) salınımlardır. Son olarak lpDNOlar DNOlarla özellikle Q değeri açısından yakın özellik gösterirken, karakteristik frekansları DNOların yaklaşık dörtte biridir. [20]

Bu DNOlar ve QPOlar sırasıyla yüksek ve düşük frekans X-ışını çift yıldız QPOlarıyla paralellik göstermekte. Bu benzerlikler, artan madde aktarımı değerleriyle QPO merkezi frekanslarında yüksek frekansa kayma eğilimi, frekansın iki katına çıkması ve kara delik adaylarının 1:2:3 oranındaki harmonik yapılarıdır[20]. Ayrıca X-ışını çift yıldızlarında görülen kHz frekanslardaki çift QPOlar, CVlerde daha düşük frekanslarda ortaya çıkmaktadır. Önemli bir yakınlık da, bir X-ışını çift yıldızındaki düşük frekans ile yüksek frekans QPOları arasındaki ~15 oranının, CVlerin DNO ve QPOlarının arasında gözükmesidir. [19] [3]

Bu çalışmada RXTE uydusunun 2-20 keV enerji bandındaki arşiv verilerinden elde edilen CV güç tayflarını inceledik. Öncelikle belli uzunluktaki tayfların ortalamaları alınarak, güç kanunu ve lorentzian ile modelledik. Ardından da figürlerden çıkan değerleri CVlerin kendilerine has fiziksel parametreleriyle, karşılaştırarak yorumladık.

Tablo 1. Bazı CVlerin gözlem sırasında bulundukları evreleri ve bu sıradaki gözlemsel ayrıntıları.

Kaynak	OBS-ID	Rate c/s	Güç Kanunu indeksi[1]	Kesilme Frekans[1] (Hz)	QPO Merkezi (Hz)	Q Değeri	Evre
AM Her	80005-01	5.21±3.59	$-1.93^{+0.10}_{-0.20}$	0.17	$0.00074^{+0.0008}_{-0.0008}$	184^{+138}_{-129}	düşük
AM Her	30007-01	12.12±4.73	$-1.92^{+0.07}_{-0.12}$	0.5			yüksek
EX Hya	50408-01	8.68±1.9	$-1.34^{+0.02}_{-0.02}$	0.015	$0.0051^{+0.0002}_{-0.0001}$ $0.0089^{+0.0002}_{-0.0002}$	$27.0^{+17.5}_{-7.9}$ $10.0^{+6.40}_{-3.02}$	sakin
EX Hya	30016-01	16.55±9.04	$-1.36^{+0.10}_{-0.10}$	0.12			patlama
GK Per	10023-01	18.8±6.52	$-1.44^{+0.06}_{-0.06}$	0.03	$0.089^{+0.004}_{-0.008}$ $0.153^{+0.004}_{-0.008}$	$8.59^{+4.91}_{-2.45}$ $9.33^{+4.57}_{-2.45}$	patlama
GK Per	70401-01	18.5±6.72	$-1.91^{+0.07}_{-0.03}$				patlama
YY Dra	10027-02	2.19±0.45			$0.0074^{+0.0008}_{-0.0008}$	$74.0^{+36.0}_{-19.8}$	sakin
YY Dra	40431-01	19.2±8.32					patlama
SS Cyg	20033-01	5.94±2.70	$-1.88^{+0.30}_{-0.10}$	0.02	$0.0039^{+0.0030}_{-0.0028}$ $0.0067^{+0.0025}_{-0.0024}$ $0.0103^{+0.0021}_{-0.0021}$	$2.5^{+1.3}_{-1.21}$ $8.03^{+3.17}_{-1.78}$ $39.6^{+20.3}_{-13.3}$	sakin sakin sakin
SS Cyg	50011-01	16.5±11.4	$-1.60^{+0.02}_{-0.02}$	0.4	$0.0087^{+0.0007}_{-0.0007}$	$9.63^{+10.2}_{-1.19}$	patlama
V1432 Aql	10025-01	1.08 ±0.982	$-1.78^{+0.08}_{-0.19}$	0.007	$0.00399^{+0.0001}_{-0.0.0008}$	$97.3^{+51.1}_{-20.3}$	sakin
V1432 Aql	30009-05	3.41 ±2.17	$-2.30^{+0.12}_{-0.11}$				yüksek

2. Gözlemler ve Veri Analizi

Gözlemler için RXTE arşivindeki toplam 54 CVnin Proportional Counter Array (PCA) verilerini eleyerek toplamda 29 kaynak inceledik. Bu kaynakların seçiminde parlaklıkları ve tür çeşitliliği rol oynadı, ayrıca aynı kaynağın farklı parlaklık evreleri de incelendi. Düşük frekanstaki tayflar için (<0.01 Hz) arşivdeki arkaplan gürültüsü çıkarılmış ve birbirine ardı ardına eklenmiş ışık eğrileri kullanılırken, yüksek frekanslar için (0.01-1 Hz) FS37 ve FS3b verilerinden SEEXTRCT v4.2 ile hazırlanmış ışık eğrileri kullandık. Ardından bu ışık eğrilerini FTOOLS/XRONOS v 5.21 paketi ile güç tayfına çevrilerek modelleri üzerlerine QDP programı ile uyumladık.

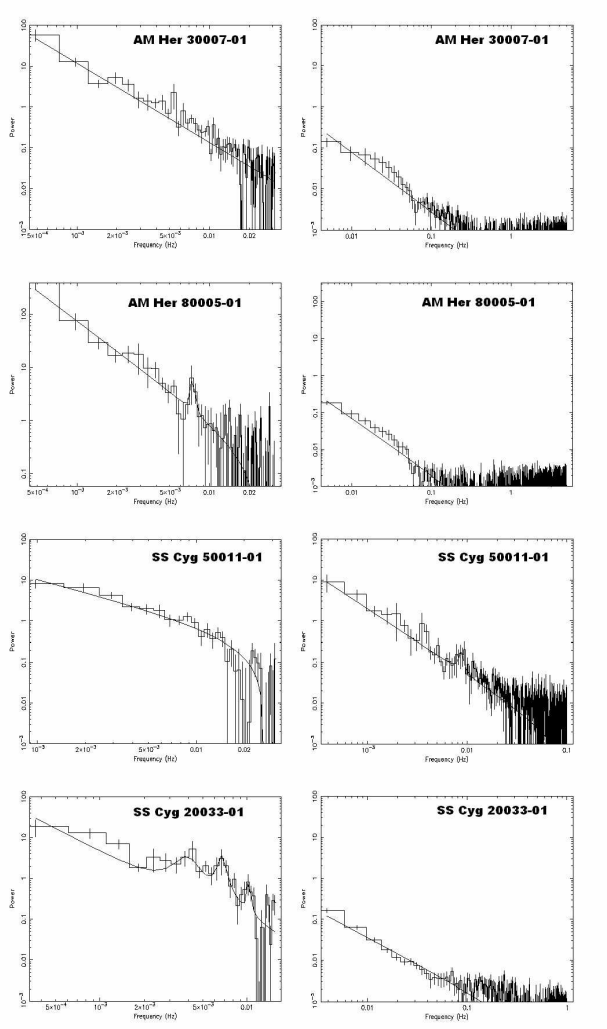
Düşük frekans için kullanılan eklenmiş güç tayfları, gözlem uzunluğuna bağlı olarak, 1000-2000 saniye aralıklarında, 30-100 ayrı tayfa bölünerek ortalamaları alındı. Yüksek frekanslarda ise, güç tayfları 100-200 saniye aralığındaki 100-500 tayfa bölündü ve ortalamaları alınarak modeller yerleştirildi. Güç tayflarının her biri Leahy normalizasyonuna sahiptir. Böylece güç, hesaplanan beyaz gürültü çıkarılmış oransal rms karedir. Bu da (rms^2-mean)/Hz e denktir.

Gürültü modelleri yukarıda anlatıldığı gibi güç kanunu, ekponansiyel fonksiyon ve lorentzian barındırmaktadır. Kaynakların kendi periyotları dışındaki lorentzianların merkezi frekansları ve kalite faktörü (Q) **Tablo 1** de bulunmaktadır. Q değeri söz konusu salınımın ne kadar toplu olduğunun bir ölçüsüdür ve merkezi frekansın yarı maksimumdaki genişliğe (FWHM) bölünmesiyle bulunur. [5]

3. Sonuçlar

3.1. Polar Sonuçları

RXTE arşivinde bulunan on poların üçünün (EF Eri, V884 Her, Uz For) ışık tayfi yeterli parlaklıkta bulunmamakta olduğundan, sadece yedisinin tayfları oluşturulabildi. **Tablo 1**'te de görüleceği üzere genellikle yüksek güç kanunu indeksi bulunan bu kaynaklardan AM Her ve V834 Cen ve QPO'lar gözlemlendi. AM Her QPOları Şekil 1'de görülmekte.



Şekil 1. AM Her ve SS Cyg'nin sırasıyla yüksek ve sakin evreleri. Kaynaklar yukarıdan aşağıya, yüksek ve sakin evre olarak dizilmiştir. Yüksek evrede, gürültü yüksek frekansta yoğun iken, düşük evrede gürültü yer değiştirerek düşük frekanslarda görülmekte.

3.2. Ara-Polar Sonuçları

RXTE katalogunda en fazla bu türdeki kaynaklar bulunmaktaydı. Şekil 2 de Bu kaynakların periyotları incelenen tayf aralığında olduğundan, bu morfolojiler de lorentzian olarak modellere eklenerek güç kanunları incelenmiştir. Bu özellikle YY Dra'da sorun teşkil etti, QPO ve periyot güç kanunun modellenmesini zorlaştırdığından, şekilde sadece lorentzianlar kullanılmıştır.

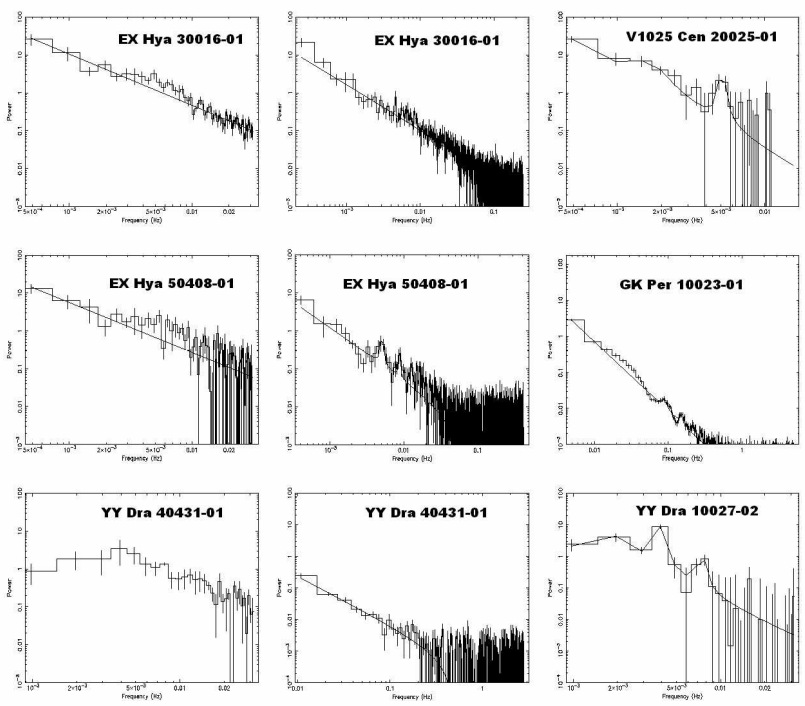
3.3. Manyetik Olmayan CV Sonuçları

Arşivde toplamda onbir tane bulunan manyetik olmayan CV kaynağından yedi tanesini inceleyerek güç tayflarını çıkardık. Özellikle önemli bir kaynak olan SS Cyg'nin yüksek frekanslarındaki güç tayfını inceleyerek sakin fazında bulunan üç QPO'ya ek olarak bir QPO daha bulduk.

4. Sonuç

Genel olarak CVler düşük geniş bant gürültüsüne sahip görünmektedirler. En yüksek tayf kesilmesi 0.5 Hz civarı yüksek enerjili evrelerde görülmekte. Sakin evre kesilme alt sınırı ise 0.1 Hz olduğu söylenilebilir. Manyetik olmayan kaynaklarda ise bu sınır iyice düşmekte ve 0.01 Hz'i bulmaktadır, buna rağmen genel olarak kesilme frekansının 0.007-0.001 Hz civarında olduğu görülmekte. Sonuçta bu gürültü yapısı, X-ışını çift yıldız sistemlerine nazaran gayet düşüktür. Bu açıdan bakıldığında ve CVler için frekansta bir basamak artışı olduğu söylenilebilir. Sonuçta CVlerin 0.01 Hz civarının x-ışını çift yıldızlarının yüksek frekans gürültüsüne, 0.001 civarından itibaren ise düşük frekans gürültüsüne tekabül ettiği görülmekte.

Tayflarının güç kanunu indeksleri genel olarak, –1.2 ile -2.0 arasında olduğu gözlemlenmekte. Ara Polarlar (YY Dra dışında) düzleşmeden devam eden doğrulara sahipken, manyetik olmayan türdaşları 0.001 Hz'den itibaren azalan bir trend göstermekte. Yüksek/patlama evrelerinde düşük frekanslarda değişkenlik pek gözlenmezken, salınımlar genel olarak yüksek frekanslarda bulunmakta (GK Per, V834 Cen, SS Cyg gibi). Buna benzerlik göstererek, sakin/düşük evrelerdeki QPOlar ise kendilerini düşük frekanslarda göstermekte (EX Hya, SS Cyg, AM Her, YY Dra). Bu özellik, bu QPOların X-ışını çift yıldızlarının yatay dal salınımlarının (HBO)[17] bir analoğu olduğuna işaret etmektedir.



Şekil 2. Araştırmadaki ara polarların sakin/yüksek evre gürültüleri.

Tablo 2. Araştırmada incelenen CVlerin periyot ve parlaklıkları.
m-o manyetik olmayanın kısaltılmış halidir. Parlaklıklar için a, [16]; b, [14]; c, [1]; d, [18] ; e, [10]; f, [3] ; g, [8]; h, [11]; i, [6]; j, [12] kaynakları kullanılmıştır. PQ Gem, V10025 ve V2400 Oph'in uzaklıkları bilinmediğinden, 500 parsek olarak alınarak parlaklıkları hesaplanmıştır.

Kaynak	Tür	Periyod (gün)(s)	Log L_x (1-10 keV)	Diğer isim
AM Her	polar	0.128927	31.77[b]	3A 1815+498
BL Hyi	polar	0.078915	32.11[b]	H 0139-68
V834 Cen	polar	0.070498	31.72[b]	1E 1405-451
VV Pup	polar	0.069747	30.05[c]	1E 0812-1854
AO Psc	arapolar	0.149626(805.20)	33.97[a]	H 2252-035
BG CMi	arapolar	0.134748(847.03)	33.95[a]	3A 0729+103
EX Hya	arapolar	0.068234(4021.62)	32.23[a]	1E 1249-2858
FO Aqr	arapolar	0.20206(1254.45)	32.85[b]	H 2215-086
GK Per	arapolar	1.9968(351.34)	33.04[c]	BD +43 740a
PQ Gem[k]	arapolar	0.216359(833.40)	33.59[a]	RE 0751+14
TV Col	arapolar	0.228599(1911)	33.08[b]	2A 0526-328
TX Col	arapolar	0.2383(1911)	33.32[a]	H 0542-407
V1223 Sgr	arapolar	0.140244(746.)	34.38[a]	3A 1851-312
XY Ari	arapolar	0.252697(206.298)	33.77[b]	H 0253+193
YY Dra	arapolar	0.165374(529.31)	33.61[a]	DO Dra
TW Pic	m-o	0.2525 (7560)	32.90[e]	H 0534-581
SS Cyg	m-o	0.27513	32.08[c]	BD +42 4189a
TT Ari	m-o	0.13755	31.40 [f]	BD +14 341
U Gem	m-o	0.176906	31.44 [c]	BD +22 1807
V603 Aql	m-o	0.1385	32.48 [c]	HD 174107
WW Cet	m-o	0.1758	32.04 [g]	HV 8002/PHL 718
WZ Sge	m-o	0.056688	29.99[c]	HV 3518
CP Tuc	polar	0.061832	27.70[h]	Tuc2, AX J2315-592
V1025 Cen[k]	arapolar	0.05876(2146.59)	32.36 [b]	RX 1238-38
V2400 Oph[k]	arapolar	0.142(927.6)	34.22[a]	Oph3, RX J1712.6-2414
V1432 Aql	polar	0.140235	32.15[j]	Aql1, RX J1940-1025
V2301 Oph	polar	0.07845	31.90[b]	Oph1, 1H 1752+081
V1062 Tau	arapolar	0.41284(3726)	33.51[b]	Tau1, 1H 0459+246

Salınımların yanı sıra patlama ve sakin evrelerindeki gürültünün, düşük ve yüksek frekanslar arasında yer değiştirmesi de aynı zamanda X-ışını çift yıldızlarıyla benzerlik göstermekte ve bu nedenle de, CVlerin evre değişimlerinin madde aktarım farkı dolayısıyla gerçekleştiği senaryoları desteklemektedir.

Araştırmanın geri kalan kısmı için yapılacak olan madde aktarımına orantılı olduğu düşünülen X-ışını parlaklığıyla, güç kanunu indeksi arasında niceliksel bir ilişki olup olmadığının ayrıca beyaz cüce periyotları ile kesilme frekansları arasındaki ilişkinin incelenmesidir.

Kaynaklar

[1] Baskill, D. S., Wheatley, P. J., Osborne, J. P., 2005, "The complete set of ASCA X-ray observations of non-magnetic cataclysmic variables," *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 357, 626-644.

[2] Belloni, Tomaso; Psaltis, Dimitrios; van der Klis, Michiel, 2002, "A Unified Description of the Timing Features of Accreting X-Ray Binaries," *The Astrophysical Journal*, 572, 392-406.

[3] Greiner, J., 1998, "Soft X-ray emission of VY SCULPTORIS stars during optical high state," *Astronomy & Astrophysics*, 336, 626-636

[4] Kluzniak, W.; Lasota, J.-P.; Abramowicz, M. A.; Warner, B., 2005, "QPOs in cataclysmic variables and in X-ray binaries," *Astronomy and Astrophysics*, 440, L25-L28.

[5] Lewin, W. H.G., van Paradijs, J., van den Heuvel., E. P.J., 1995, *X-ray Binaries*, Cambridge ; New York : Cambridge University Press.

[6] de Martino, D.; Matt, G.; Belloni, T.; Haberl, F.; Mukai, K., 2005, "BeppoSAX observations of soft X-ray intermediate polars," *Astronomy & Astrophysics*, 415, 1009-1019.

[7] Norton, A. J., Wynn, G. A., Somerscales, R. V., 2004, "The Spin Periods and Magnetic Moments of White Dwarfs in Magnetic Cataclysmic Variables," *The Astrophysical Journal*, 614, 349.

[8] Pandel, D., Córdova, F. A., Mason, K. O., Priedhorsky, W. C., 2005, "X-Ray Observations of the Boundary Layer in Dwarf Novae at Low Accretion Rates," *Astronomy & Astrophysics*, 626, 396-410.

[9] Patterson, J., Raymond, J. C., 1985, "X-ray emission from cataclysmic variables with accretion disks. I - Hard X-rays. II - EUV/soft X-ray radiation," *The Astrophysical Journal*, 292, 535.

[10] Patterson, J., 1994, "The DQ Herculis Stars," *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific,* 106, 209-238.

[11] Ramsay, G., Napiwotzki, R., Hakala, P., Lehto, H., 2006, "Rapid Temporal Survey (RATS) - II. Followup observations of four newly discovered short-period variables," *arXiv:astro-ph*/0606628 v1

[12] Rana, V. R., Singh, K. P., Barrett, P. E., Buckley, D. A. H., 2005, "X-Ray Emission and Optical Polarization of V1432 Aquilae: An Asynchronous Polar," *Astronomy & Astrophysics*, 625, 351 – 367.

[13] Revnivtsev, M. G., Lutovinov, A. A., Suleimanov, B. F., Molkov, S. V., Sunyaev, R. A., 2004, "Broadband X-ray Spectrum of the Intermediate Polar V2400 Oph," *Astronomy Letters*, 30, 772-778

[14] Sazonov, S., Revnivtsev M., Gilfanov, M., Churazov, E., and Sunyaev, R., 2006, "X-ray luminosity function of faint point sources in the Milky Way," *Astronomy & Astrophysics*, 117-128

[15] Schmidt, G. D., Szkody, P., Vanlandingham, K. M., et al., 2005, "New Low Accretion Rate Magnetic Binary Systems and their Significance for the Evolution of Cataclysmic Variables," *The Astrophysical Journal,* 630, 1037-1053

[16] Suleimanov, M. Revnivtsev, M., Ritter, H., 2005, "RXTE broadband X-ray spectra of intermediate polars and white dwarf mass estimates," *Astronomy & Astrophysics*, 435, 191-199.

[17] van der Klis, M., 1994, "Similarities in neutron star and black hole accretion" *The Astrophysical Journal Supplement*, 92, 511-519

[18] Warner, B., 1995, *Cataclysmic variable stars*, Cambridge Univ. Press, Cambridge

[19] Warner, Brian, 2004, "Rapid Oscillations in Cataclysmic Variables," *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 115-132.

[20] Warner, B.; Woudt, P. A., 2004, "Dwarf Nova Oscillations and Quasi-Periodic Oscillations: Extension of the Two-QPO Diagram of X-Ray Binaries, and a new kind of DNO, Magnetic Cataclysmic Variables," *IAU Colloquium 190*, Proceedings of the Conference held 8-13 December, 2002 in Cape Town, South Africa. Edited by Sonja Vrielmann and Mark Cropper. ASP Conference Proceedings, Vol. 315. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 85

TÜBİTAK-ULUSAL GÖZLEMEVİ, GÜNEŞ TEPESİ S-DIMM GÖZLEMLERİ

Mevlânâ BAŞAL[1], Tuncay ÖZIŞIK[2], Z.Funda BOSTANCI[1], Tolga GÜVER[1]

Özet

"Görüş" etkisi refraksiyon indisinin atmosfer boyunca rastgele çalkantılar sonucu değişiminden kaynaklanır ve görüntü bozulmasına yol açarak ayırma gücünü önemli ölçüde sınırlar. Bu atmosferik etkiler Fried parametresiyle tanımlanabilir. Çeşitli ölçekli turbulent elemanlarca üretilen görüntü hareketlerini ölçmenin bir yolu, Diferansiyel Görüntü Hareketi Tâkibi (DIMM) metodudur [1,2]. Optik kama yardımıyla odakta oluşturulan iki görüntünün göreceli hareketine dayanan ölçümlerin teleskop titreşimlerinden bağımsız olması, metodun önemli bir avantajıdır. Çalışmamızda metodun Güneş'e uyarlanmış hâli (S-DIMM) kullanılmıştır.

Çoktandır vârolan TÜBİTAK-Ulusal Gözlemevi'nde Güneş teleskopu kurulması fikri, Yerleşke'de gündüz görüş kalitesinin tâyini ihtiyâcını doğurmuştur. Almanya'dan 45cm açıklıklı bir Güneş teleskopunun sağlanması sonrasında şiddetlenen bu ihtiyaçla 2003 yılında başlatılan gözlemlerin sonuçları tatminkardır [3]. İlk dönem gözlemlerin düşünülen yerin 500m kadar uzağında ve çok farklı bir konumda yapılması nedeniyle Güneş teleskopu için ayrılan yerde ikinci bir gözlem serisine ihtiyaç duyulmuş, 2005 yılında yapılan gözlemler bölgede 1 yay saniyesinin oldukça altında değerler elde edilebileceğini göstermiştir.

Görüş değerleri özellikle rüzgâr hızı ve sıcaklık ortalamalarının düşük olduğu ve değişimlerinin minimumda seyrettiği dönemler itibâriyle dikkat çekici olup, alınan sonuçlar ilk dönem gözlemlerle genel bir uyum içerisindedir. İkinci dönem gözlemlerin ilkini teyid eden teşvik edici sonuçlarından sonra, kanımızca artık vakit geçirilmeksizin kurulum aşamasına geçilmelidir.

Anahtar Kelimeler: *Gündüz görüş kalitesi, Fried parametresi, Yer seçimi.*

Abstract

Random fluctuations in the Earth atmosphere cause degradations in image of the observed celestial object. This effect resulted from changes in the refraction index throughout the atmosphere is called as "seeing" and limits the angular resolution of telescopes. The Fried parameter that we use to calculation seeing describes all of these atmospheric effects. Image motions produced by turbulent elements in the various scales can be measured with Differential Image Motion Monitor (DIMM) method [4,5]. Differential image motion measurements are independent from the telescope vibrations, while direct measurements of the single image motion are perturbed with shakes of the telescope (for example, because of wind or contact). This case is an important advantage of the DIMM method.

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite-İstanbul, Tel: 0 212-4400000, Faks: 212-4400370, e-posta: mbasal@istanbul.edu.tr*

[2] *TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi 07058, Antalya. Tel.0 242-227 84 00, Faks: 227 90 67, e-posta: tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr*

In our study, this method has been applied to the Sun as S-DIMM to determine the day-time seeing conditions in the TÜBİTAK National Observatory (TNO) Site. The observations carried out as second period between May end October months of year 2005 have given harmonious results with first period observations that were made in year 2003 [1].
It is important that second period S-DIMM observations, as different from first period observations, have been performed in place that was seperated for the solar telescope in TNO.

Key words: *Day-time seeing quality, Fried parameter, Place choosing.*

1. Giriş

Atmosferik yapı ve hareketlerin ışınım yolu üzerindeki etkilerinden dolayı, yer temelli gözlemlerde kaynağın görüntüsünün kullanılan teleskopun teorik ayırma gücü sınırında bir detayla ve bozulmaksızın elde edilmesi mümkün değildir. Dolayısıyla, yeni kurulacak bir gözlemevinin aletsel kapasitesi ne kadar yüksek olursa olsun, bölgedeki atmosferik şartların izin verdiği ayırma gücü olarak tanımlanabilecek görüş kalitesi dikkate alınmaksızın, beklenen gözlemsel verimin elde edilmesi imkansızdır.

Bu anlamda, gözlemevlerinin kurulacakları yerlerde doğrudan veya dolaylı olarak gözlemleri etkileyebilecek zemin ve çevre koşullarının araştırılması ve hava şartlarının en azından dört mevsimlik bir dönemi kapsayacak şekilde ortaya koyulması (kararlılığın testi bakımından mümkünse bu çalışmanın çok daha uzun dönemli olarak yapılması), aletsel yatırımdan da önce gelen kaçınılamaz bir gerekliliktir.

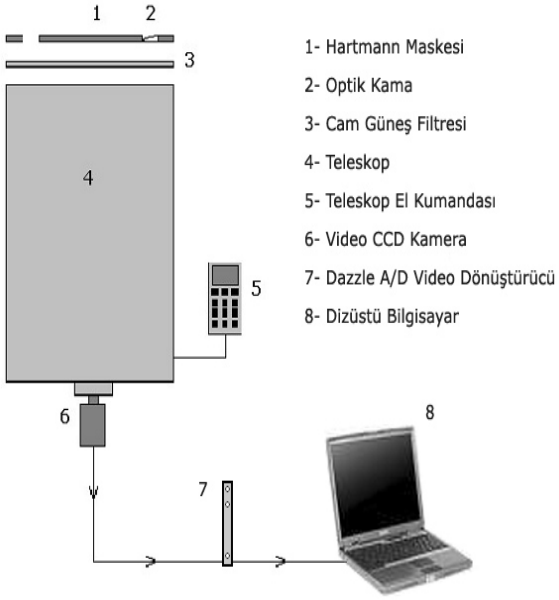
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) sitesinde bir Güneş gözlemevi kurulması fikri doğrultusunda bu amaçla Nisan 2003-Eylül 2004 arasında fasılalı olarak yapılan ilk dönem gözlemler tatminkar sonuçlar vermiştir [1].

Böyle olmakla beraber, anılan dönemde gözlemlerin yapıldığı yer, Güneş teleskopu için ayrılan yerin yarım kilometre kadar uzağında ve özellikle rüzgarlılık bakımından önemli farklılıklar sergileyebilecek bir konumda bulunduğundan, ilk gözlemlerle uyumu test etmek üzere ikinci bir gözlem serisine ihtiyaç duyulmuştur. Yaklaşık 3 yıllık bir aradan sonra yapılan bu gözlemler, ayrıca bu zaman zarfında bölge karakteristiklerinde olması muhtemel değişiklikleri de ortaya koyabilecek, ve iki dönemlik değerlerin ortalamasına imkan tanıyarak daha güvenilir sonuçlara varılmasını sağlayacaktır.

2. Kullanılan S-DIMM Düzeneği ve Veri İndirgeme.

İkinci dönem gözlemlerde kullanılan S-DIMM (Solar-Differential Image Motion Monitor) düzeneği bileşenleri Şekil.1'de verilmektedir. Buna göre sistem, temel özellikleri Tablo.1' de verildiği üzere, dıştan içe doğru; optik kama, Hartmann maskesi, Güneş filtresi, teleskop, video ccd kamera, görüntü yakalama cihazı ve bilgisayar bileşenlerinden oluşmaktadır. İlk dönem gözlemlerde kullanılana göre donanım ve yazılım olarak geliştirilmiş bulunan sistemde bu defa farklı bir video kamera kullanılmış ve sayısal kayıt aletinin yerini yüksek hızlı bir görüntü yakalama cihazıyla yüksek kapasiteli bir dizüstü bilgisayar almıştır.

Sistem, Hartmann maskesinin iki giriş deliğinden birinin önüne yerleştirilen optik kama vasıtasıyla odak düzleminde elde edilen iki net Güneş görüntüsü kenarı arasındaki mesafe değişimlerinin varyansı (σ^2) ile Hartmann maskesindeki delikleri çapına (D) ve delikler arasındaki mesafeye (d) bağlı olarak hesaplanabilen Fried parametresinin (r_o) tayini amaçlı olup [2], *"mevcut atmosfer şartlarının imkan tanıdığı görüş değerini ayırma gücü kabul eden teleskopun açıklığı"* şeklinde verilebilecek tanımı gereği, hesaplanan bu parametreden itibaren Rayleigh bağıntısı yoluyla tek adımda görüş kalitesi göstergesi olarak kullandığımız ayırma gücünü vermektedir.

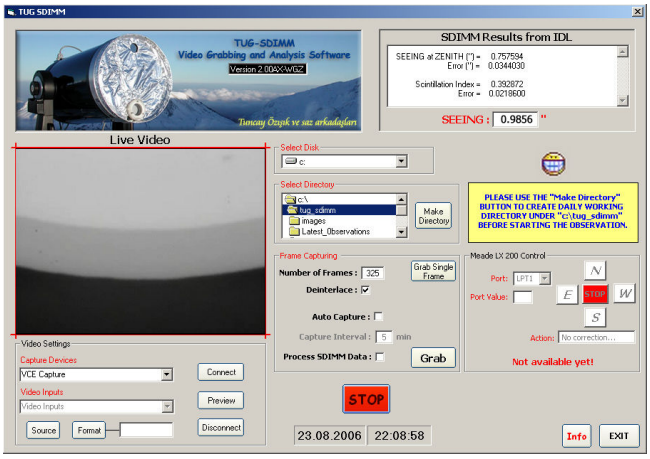


Şekil 1. İkinci dönem gözlemlerde kullanılan TUG S - DIMM düzeneği bileşenleri.

Teleskop	
Model	Meade LX200, SCT
Açıklık, Odak Oranı	304.8 mm, f/10
Hartmann Maskesi	
Delik Çapı (D)	40 mm
Delikler arası mesafe (d)	250 mm
Optik kama	
Çap, Sapma Açısı	60 mm , 80″
Güneş Filtresi	
Model	Tam açıklık, dairesel, cam
Tip	2^{+}, Sarı-Turuncu
Geçirgenlik	10^{-5}
Video CCD Kamera	
Model	Neptune 100
Poz Süresi	0.001 sn
Resim Formatı, Frekansı	PAL, 25 Hz
Görüntü Kayıt Ortamı	
Görüntü Yakalama Cihazı	Dazzle A/D Video Converter
Video Aktarım Protokolü	Firewire (IEEE 1394 arabirimi)
Kayıt Ortamı	Dizüstü bilgisayar

Tablo 1. TUG S – DIMM sistemi fiziksel bileşenlerinin temel özellikleri

Visual Basic ve IDL (Interactive Data Language) ile yazılmış bir gözlem ve veri indirgeme programıyla desteklenen TUG S-DIMM sistemi gözlemlerinin özet indirgeme şeması Şekil.2 ile verilmiş olup, daha önce yayınlanmış olması sebebiyle [3] burada sisteme ve indirgemeye dair formül ve detaylara yer verilmeyecektir.



Şekil 2. İkinci dönem S - DIMM sistemi gözlem ve indirgeme yazılımı ekranı.

Bununla beraber, sistemin çok önemli bir avantajını da belirtmek gerekir. Buna göre, tek bir odak düzlemi görüntüsünden itibaren ölçülen görüntü hareketleri rüzgar ve sair sebeplerle meydana gelebilecek istenmeyen titreşimleri de içerirken, Diferansiyel Görüntü Hareketi Takibi sistemiyle yapılan ölçümler, iki Güneş kenarı görüntüsünün bağıl hareketlerine dayalı olduğu için bu türlü etkilerden bağımsızdır [4,5].

3. Gözlemler

İkinci dönem TUG S-DIMM gözlemleri 27 Mayıs 2005 – 31 Ekim 2005 tarihleri arasında; 27 Mayıs, 21-22-23-24 Haziran, 22 Temmuz, 26-27-28-29-30 Ağustos, 25-26-27 Eylül, ve 29-30-31 Ekim günlerinde olmak üzere 6 aya yayılan bir zaman diliminde fasılalı olarak yapılmış, gözlemler arasında yaklaşık birer aylık farklar olması özellikle gözetilmeye çalışılmıştır.

Şekil 3. TUG S - DIMM'in Güneş Tepesi'ndeki yerleşimi. İlk dönem gözlemlerin yapıldığı T40 teleskop binası sol üst çeyrekte görülmektedir.

İlkinden farklı olarak bu defa gözlem düzeneği Güneş teleskopu için ayrılan ve Güneş Tepesi olarak anılan TUG Sitesi binasının Kuzeydoğu-sundaki uç bölgenin Güneybatı çeyreği iç kısmına yerleştirilmiş (Şekil.3), ve görüntü hareketleri yine boyuna, yani Hartmann maskesi deliklerini birleştiren doğrultuda ölçülmüştür.

Geliştirilmiş ikinci dönem TUG S-DIMM sisteminde daha önce tanımlandığı şekilde elde edilen Güneş kenarı görüntüleri, teleskop odağına yerleştirilmiş 25Hz görüntü frekanslı bir video CCD kamera tarafından 1 ms poz süresiyle algılanarak video sinyallerine çevrilmektedir. Bu sinyaller bir görüntü yakalama cihazıyla 17 kare/saniye hızında yakalanıp sayısal hale getirilerek bir dizüstü bilgisayarın diskine kaydedilmekte ve geliştirilen TUG S-DIMM yazılımı ile doğrudan indirgenmektedir. Yazılımda yapılan tadilat sayesinde, kaydedilen gözlem seti istenirse bir sonraki gözleme geçilmeden önce bir kaç dakika içerisinde indirgenebilir. İndirgeme esnasında görüntüler JPG formatında arşivlenmektedir.

İndirgeme sonuçları ise, kayıt zamanı, değerlendirilen toplam kare sayısı, en küçük, en büyük ve ortalama farklar, görüntü hareketinin standart sapması ve hatası, Fried parametresi ve hatası ile görüş değeri ve hatası itibariyle, veri setinin indirgenmesi bittiğinde oluşturulan ASCII formatındaki dosyadan derhal görülebilir.

Günün ilerlemesiyle görüntü kalitesinde bariz bir düşme olmakla beraber, gün doğumunun hemen ardından başlatılan gözlemlerin havanın müsait olması halinde ikindi sularına kadar uzatıldığı da olmuştur. Gözlemler, hava durumu izin verdiği sürece her 15 dakikada bir (yarı açık günlerde bulut geçişlerine bağlı olarak bazen biraz daha erken veya geç) 20 sn'lik video kayıtları alınarak gerçekleştirilmiştir. Böylece her bir Fried parametresi ve dolayısıyla görüş değeri, elenenlerden arta kalan ortalama 350 kadar görüntü üzerinden hesaplanmış olmaktadır.

Gözlemsel veriyle birlikte, görüntü kayıt dilimleriyle uyumlu olarak, ortam şartlarını yansıtacak şekilde sistemin yakınına yerleştirilen cihazlar yardımıyla ortalama olarak her 15 dakikada (veya her görüntü kayıt diliminde) bir rüzgar hızı, rüzgar doğrultusu, sıcaklık ve nemlilik değerleri ölçülerek meteorolojik kayıtlar oluşturulmuştur.

4. Sonuçlar ve Mukayese

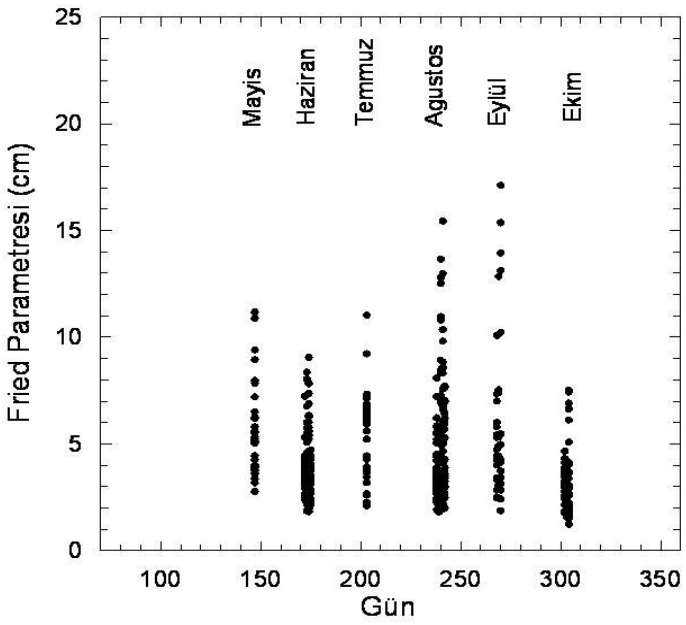
Bu başlık altında ilkbahar sonunu, bütün yazı ve sonbahar başını kapsayan 6 aylık zaman diliminde aralıklı olarak gerçekleştirilen ikinci dönem TUG S-DIMM gözlemlerinin sonuçlarını ve bunların TUG yerleşkesinin farklı bir yerinde yapılmış olan birinci dönem gözlem sonuçlarıyla mukayesesini vereceğiz.

İkinci gözlem dönemi boyunca Güneş Tepesi'nde yaklaşık her 15 dakikada bir ölçülen en düşük, en yüksek ve ortalama rüzgar hızları ile sıcaklık değerleri Tablo.2'de verilmektedir. İlk dönem gözlemlerle mukayese edildiğinde sıcaklık gidişatında kayda değer bir farklılık görülmezken, en yüksek ve ortalama rüzgar hızı değerlerinin birbirinden çok farklı olması dikkat çekicidir. Ekim kayıtları farklı bir düzenekle (seyyar bir meteoroloji istasyonuyla) elde edildiği için tabloda dikkate alınmamıştır.

Tablo.2 TUG Güneş Tepesi'nde ikinci gözlem dönemi süresince ölçülen rüzgar hızları ve sıcaklıkların aylık en küçük, en büyük ve ortalama değerleri ile rüzgar hızlarının ilk dönem gözlemlerle mukayesesi.

Aylar	2. Dönem TUG S-DIMM Rüzgar Hızı (m/sn)			2. Dönem TUG S-DIMM Sıcaklık (°C)			1. Dönem TUG S-DIMM Rüzgar Hızı (m/sn)		
	En Düş.	En Yük.	Ort.	En Düş.	En Yük.	Ort.	En Düş.	En Yük.	Ort.
Mayıs	0.3	**0.6**	**0.5**	8.3	13.6	11.0	0,0	**2,8**	**1,2**
Haziran	0.0	**2,0**	**0.6**	5.2	19.8	13.9	0,8	**4,3**	**1,9**
Temmuz	0.6	**1.8**	**1.2**	12.4	23.1	18.7	0,9	**2,7**	**1,8**
Ağustos	0.0	**1.1**	**0.4**	8.4	23.5	18.2	0,6	**2,8**	**1,4**
Eylül	0.4	**0.7**	**0.5**	6.0	19.9	12.0	0,0	**3,9**	**1,5**

Şekil. 4 ikinci dönem S-DIMM gözlemleri boyunca hesaplanan Fried parametrelerinin aylara göre günlük dağılımlarını göstermektedir. Dönem boyunca hesaplanan tüm Fried parametrelerini içeren Tablo'da, tepe değerler itibariyle yaz aylarında kendini gösteren yükselme eğilimi dikkat çekicidir. Yaza doğru ve yazdan sonra kendini gösteren düşme eğilimi baharların karakteristiği olarak algılanabilir. Bu durum birinci dönem TUG S-DIMM gözlem sonuçlarıyla uyumlu olup, tüm bahar aylarını içermesi sebebiyle düşme eğilimleri orada daha belirgindir. Dolayısıyla ikinci dönem gözlemlerin yapıldığı ilkbahar sonunu, tüm yazı ve sonbahar başını kapsayan 6 aylık süre için, genel bir sonuç olarak, en iyi görüş değerlerinin yaz sonu ve sonbahar başında elde edildiği söylenebilir.



Şekil 4. Tüm gözlem dönemine ait Fried parametrelerinin aylara göre günlük dağılımı.

Bununla beraber, aylık gözlem günü sayısı ve günlük gözlem zamanlarının değişkenliği sebebiyle, grafikteki aylık ve günlük veri gruplarının temsil ağırlıkları kayda değer derecede farklı olabilir. Bu nedenle böyle bir grafikten çıkarılabilecek sonuçlar çok geneldir. Yorum ve mukayeseleri günün aynı zamanlarında yapılmış dilimsel değerlerin analizine dayandırmak bu durumun bir alternatifidir.

Tablo.3, aylık gözlem günü sayıları ve toplam gözlem süreleri ile birlikte, aylık medyan Fried parametrelerini ve bunların birinci ve üçüncü kartil değerlerini göstermektedir. Buna göre 2005 yılının Mayıs-Ekim aralığını kapsayan 6 aylık dönemi itibariyle TUG'da en iyi gündüz gözlem koşullarına Temmuz ayında ulaşılmıştır. Bu durum aynı aralıktaki ilk dönem gözlemlerle uyumludur. En kötü dönem olarak ise Ekim ayı görünmektedir ki, bu ilk dönem sonuçlarıyla uyumsuz bir durumdur.

Netice olarak, Güneş Tepesi'nde yapılan ikinci dönem gözlem sonuçlarının Mayıs-Ekim aralığı itibariyle birinci dönem gözlem sonuçlarından genelde biraz daha iyi olduğu görülmektedir.

Tablo . 3 Birinci dönem sonuçlarıyla karşılaştırmalı olarak ikinci dönem aylık medyan Fried parametreleri ve bunların 1. ve 3. kartil değerleri.

Aylar	Gün	Süre (saat)	q_1 (cm)	r_o (cm)	q_3 (cm)	$q_{1,I}$ (cm)	$r_{o,I}$ (cm)	$q_{3,I}$ (cm)
Mayıs	1	4	3,76	**5,16**	6,20	2,90	**3,52**	4,53
Haziran	4	36	2,73	**3,31**	4,06	3,60	**4,30**	5,55
Temmuz	1	7	3,68	**5,93**	6,51	3,96	**5,17**	6,83
Ağustos	5	39	2,95	**3,58**	5,56	2,34	**3,24**	5,05
Eylül	3	10	3,33	**4,58**	7,01	2,41	**3,41**	4,45
Ekim	3	18	2,09	**2,67**	3,51	3,22	**4,44**	6,09

Tablo.4'ün ilk dört sütununda, sırasıyla günün birinci, ikinci ve üçüncü ikişer saatlik dilimlerindeki gözlemler üzerinden aylık medyan Fried parametreleri, son dört sütununda ise mukayese için aynı değerlerin ilk dönem gözlemlere ait olanları listelenmişlerdir. Beklendiği ve Tablo'dan da açıkça görüldüğü gibi, TUG yerleşkesinde en iyi gözlem koşulları beklene uygun şekilde günün ilk saatlerinde ortaya çıkmakta, sonrasında koşullar bariz bir şekilde değişmektedir. İlk dönem TUG S-DIMM gözlemlerindeki durum da budur. Mayıs, Temmuz ve Eylül aylarında ikinci dönemin ilk iki saatlik sonuçları daha iyi iken, Haziran, Ağustos ve Ekim'de ilk dönem sonuçlar daha iyi görünmektedir. Tek gün gözlem yapılan Mayıs'ın

üçüncü iki saatlik diliminde gözlem olmadığı için bu sütun boş bırakılmıştır. Her iki dönemin de en iyi değerini temsil eden Eylül'ün ilk ve ikinci iki saatlik dilimindeki yükseklik dikkat çekicidir. Bununla beraber ilk iki saatten sonra gözlem koşulları kayda değer derecede kötüleşmektedir. Bunun muhtemel sebebi, sabahın ilk saatlerinden itibaren zemin ısının yükselmesiyle artan turbulent hareketlerdir.

Tablo. 4 Günün ikişer saatlik ilk üç dilimi için ilk dönem gözlemlerle karşılaştırmalı olarak verilen aylık medyan Fried parametreleri.

Aylar \ Fried Para.	ro,1	ro,2	ro,3	ro,I,1	ro,I,2	ro,I,3
Mayıs	**5,51**	3,85	--	**4.58**	3.81	3.04
Haziran	**2,56**	3,19	2,24	**6.24**	5.06	3.94
Temmuz	**7,20**	5,42	3,83	**6.53**	4.69	3.95
Ağustos	**6,96**	3,58	2,84	**7.23**	4.34	2.61
Eylül	**11,5**	6,24	3,71	**6.65**	4.45	3.31
Ekim	**4,03**	2,98	2,48	**6.60**	6.97	4.08

Birinci dönem S-DIMM sonuçları 4m açıklıklı İleri Teknolojili Güneş Teleskopu'nun (ATST) kurulumuna aday Big Bear, La Palma, Haleakala gibi Dünya'nın belli başlı yerleşkelerine ait verilerle karşılaştırmalı olarak daha önce sunulduğu ve TUG koşullarının bu sitelerle başa baş olduğu görüldüğü için [1], burada sadece ilk dönem mukayesesiyle yetinilmiştir. Aslen çalışmanın öncelikli amacı da TUG için daha önce bulunan sonuçları teyit etmek veya Güneş Tepesi için olması muhtemel farkları ortaya koyabilmektir.

Sonuç olarak, ilk dönem verilerini teyid eden genel uyumundan itibaren, "TUG yerleşkesinin gündüz görüş şartları bakımından bir Güneş teleskopu kurulması için yeterince davetkar olduğu" rahatlıkla söylenebilir. Bunun için daha önce girişimlerde bulunulmuş ve yenisiyle değiştirilmek üzere sökülen 45cm açıklıklı Alman Gregory Coude Teleskopu, Dünya'nın sayılı gözlemevlerinden biri olan ve Kanarya Adaları'ndan Tenerife'de 2700m yükseklikte kurulu bulunan Teide Gözlemevi'nden getirtilmiştir. Bu vesileyle kurulum için gerekli teknik desteği sağlamak üzere girişimlerde de bulunulmuş ve olumlu cevaplar alınmış olup, TUG'nde gündüz görüş kalitesini tespit gözlemlerinin en önemli aşamalarından birini teşkil ettiği çalışmalar halen sürdürülmektedir. İkinci dönem gözlemlerden elde edilen tatminkar sonuçlar, kanımızca artık kurulum aşamasına geçilmesinin gereğine işaret etmektedir.

Teşekkür: *Çalışmayı TUG–P–05 kod ve numaralı özel proje ile destekleyen TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi yönetimine ve gerektiğinde yardımını eksik etmeyen Dr. Tansel AK'a teşekkür ederiz.*

Kaynaklar

[1] Özışık, T., Ak, T., 2004, A&A, 422, 1129.
[2] Beckers, J.M, 2001, Exp. Astronomy, 12,1.
[3] Özışık, T., Ak, T., 2002, XII. UAT Kitabı, 296.
[4] Sarazin, M., Roddier, F., 1990, A&A, 227, 294.
[5] Tokovinin, A., 2002, PASP, 114, 1156.

29 MART 2006 TAM GÜNEŞ TUTULMASINDA BEYAZ IŞIK KORONASI'NIN POLARİZASYONU

Mevlana BAŞAL[1], M. Türker ÖZKAN[1], Nurol AL ERDOĞAN[1], Z. Funda BOSTANCI GÜVER[1], Adnan Ökten[1], Mehmet KARA[1]

Özet

Bu çalışmada, Antalya-Manavgat-Ilıca Beldesi'nden gözlenen 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması süresince yapılan koronal beyaz ışık polarizasyon gözlemlerinin ön sonuçları sunulmaktadır. Güneş koronası, anılan bölgeden yaklaşık $3^m 50^s$ süre ile gözlenen tam tutulma evresi boyunca, uygun teleskop, fotoğraf makinası ve polarizör kombinasyonuyla 0^0, 60^0 ve 120^0 olmak üzere farklı açısal konumlarda değişik poz süreleri ile fotoğraflanmıştır. Amaç, geliştirilen görüntü işleme programları yardımıyla, Güneş diskinden uzaklaştıkça koronal ışığın şiddet ve polarizasyonunun nasıl değiştiğini araştırmaktır.

Anahtar Kelimeler: *Tam güneş tutulması, Güneş koronası, Polarizasyon*

Abstract

In this paper , the first preliminary results of the March 29, 2006 white-light polarization observations carried out in Antalya-Manavgat-Ilıca will be given. The solar corona was photographed in three positions of the polaroid differing by 60^o during the eclipse totality of about $3^m 50^s$. The aim of these observations was to investigate the change of the polarization degree and the brightness with radial distance by means of image proces-sing technique.

Key words: *Solare eclipse, Solar corona, polarization*

1. Giriş

Korona, koronagraf yardımıyla ya da Tam Güneş Tutulması esnasında gözlenebilen Güneş'in en dış, en sıcak (~10^6 °K) ve iyonize gazlardan ibaret atmosfer tabakasıdır. Şekli ve parlaklığı 11 yıllık Güneş leke çevrimine bağlı olarak değişim göstermektedir; çevrimin minimumunda kutuplarda basık ekvator bölgesinde ise daha şişkin iken, çevrimin maksimumunda, hemen hemen dairesel olmak üzere, diski simetrik bir şekilde kaplar. Güneş diskinin baskın parlaklığıyla perdelenerek normal şartlarda görülemeyen düzenli ve düzensiz koronal akıntılar, bu olay sayesinde görünür hale gelerek detaylı bir koronal yapı sergilerler. Böylece biçimlenmelerini koronal magnetik alan konfigürasyonuna borçlu olan bu yapıların morfolojik olarak çalışılması imkanı doğduğu gibi, algılanabilir hale gelen koronal ışınım ölçümlerinden itibaren, bu tabaka tarafından üretilen veya saçılan ışığın şiddet ve özelliklerinin çalışılması da mümkün hale gelmektedir.

Korona, iç ve dış korona olmak üzere iki kısımda incelenir. İç korona kendi içerisinde tekrar ikiye ayrılır; K-Korona ve L-Korona. K-Korona fotosferik ışığın tamamıyla iyonize

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite-İstanbul, Tel: 212-4400000 /10283, Faks: 212-4400370, e-posta: mbasal@istanbul.edu.tr*

olmuş korona gazı içerisindeki serbest elektronlar tarafından saçılmasıyla görünür hale gelen bileşen olup, Güneş diski merkezinden itibaren 4 $R_{Güneş}$'e kadar uzanır. L-Korona ise koronanın kendi ışınımı kaynaklıdır ve 2 $R_{Güneş}$'e kadar uzanır. F-Korona olarak da bilinen dış korona, ışığın Arz ve Güneş arasındaki toz tanecikleri tarafından saçılmasıyla görünür hale gelen bileşenidir ve $2R_{Güneş}$'ten itibaren dışarıya doğru yer alır.

Çalışmamızın öncelikli amacı, Etkileşimli Veri Dili (Interactive Data Language) ile yazılan görüntü işleme programları yardımıyla, koronal ışığın şiddet ve polarizasyonunun Güneş diskinden uzaklıkla nasıl değiştiğini araştırmaktır. İkinci aşamada, ilk etapta yapılanlardan ve bunlara ilave olarak elde ettiğimiz orta formatlı (60x60mm) tutulma filmlerinden itibaren, daha uzak koronal yapı ve özelliklerin ortaya koyulması ve koronal elektron yoğunluklarının hesaplanması hedeflenmektedir.

2. Gözlemler

Veriler 29 Mart 2006 tarihinde, Manavgat ilçesi Ilıca Beldesi'nde (Antalya), tam Güneş tutulmasının gerçekleştiği $13^h55^m02^s$ - $13^h58^m52^s$ Bölge Zamanı aralığı içerisinde kaydedilmiştir. Gözlemler odak uzunluğu 1280 mm ve ayna çapı 203 mm olan Meade LX 200 marka ve model Schmidt-Cassegrain tipi teleskop ile gerçekleştirilmiştir. Teleskopun odak arkasına 24×36 mm ebadında standart filmle (Kodak T-Max 100) kullanılan Canon AE1 fotograf makinası yerleştirilerek, adaptörü Bölüm'ümüz mekanik atölyesinde sırasıyla 0°, 60° ve 120° açılarında konumlandırılabilecek şekilde üretilen bir polarizör arkasından her bir açıyla çeşitli poz sürelerinde koronal görüntüler alınmış, bunlardan 1/4, 1/30, 1/60 ve 1/125 saniye poz süreli olanlar değerlendirmeye uygun bulunarak toplam 12 görüntü ile çalışılmıştır. Ayrıca verilerin indirgenmesinde kullanılmak üzere tutulma sonrasında farklı açıklıklara sahip çeşitli diyaframlarla aynı poz sürelerinde Güneş'li gökyüzü görüntüleri alınmıştır.

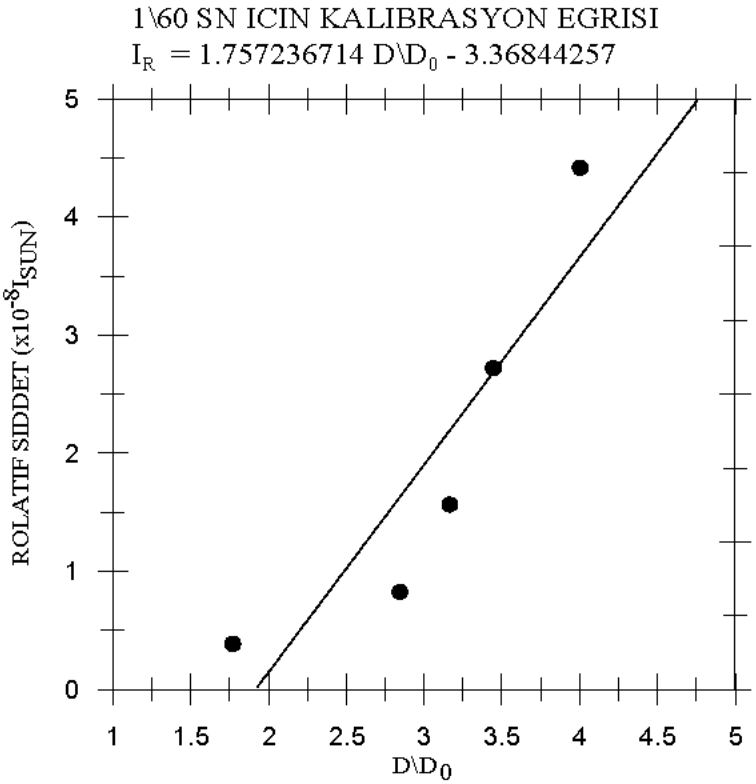
3. Verilerin İndirgenmesi

Bölüm'ümüz film laboratuvarında banyo edilen korona ve kalibrasyon filmleri, yine Bölüm'ümüzde bulunan Microtek Artix Scan 4000t negatif film tarayıcı ile 16 bit dinamik aralığında ve 2000 dpi çözünürlüğünde taratılarak sayısal hale getirilmiştir. Bu özelliklerde yapılan tarama işlemi sonucunda 1708×2415 piksel ebadında oluşan her bir kare film için elde edilen ayırma gücü 1.9"/piksel' dir.

Sayısallaştırma işleminin ardından, IDL' de hazırlanan bir program yardımıyla, ortak görüş alanları belirlenmek üzere görüntüler üst üste çakıştırılarak merkezlenmiştir. Sonrasında her bir görüntüye ait yoğunluk değerleri, gökyüzü fonunun mümkün mertebe üniform olacak şekilde seçilen bir parçasından itibaren elde edilen ortalama yoğunluk değerine bölünerek normalize edilmiştir.

Tutulmanın ardından, sırasıyla 9.5, 10.5, 11.5. 12.5 ve 13.5 cm açıklıklı 5 farklı diyaframın her biri için, 1/4, 1/30, 1/60 ve 1/125 saniye poz süreleriyle kalibrasyon filmleri çekilmiştir. Bu diyaframlı Güneş çekimlerinden itibaren kullanılan Kodak T-Max 100 filmlerin emülsiyonunun verilen dört poz süresine ait karakteristik kararma eğrileri oluşturulmuş, ölçülen yoğunluklara karşılık gelen rölatif şiddet değerlerine bu kararma eğrileri yardımıyla geçilmiştir.

Bir örnek olarak 1/60 saniye poz süresi için Şekil.1 ile verilen grafik, normalize edilmiş yoğunluk değerlerine karşılık gelen rölatif şiddet değerlerinin dağılımını, bu dağılımı temsil eden lineer uyum doğrusunu, ve bu doğrunun denklemini resmetmektedir.



Şekil 1. 1/60 saniye poz süresi için, normalize edilmiş yoğunluk değerlerine (D/D_0) karşılık rölatif şiddet değerlerinin dağılımı ve bu dağılımı temsilen çizdirilen uyum doğrusu ile bunun denklemi .

Bu işlemlerin ardından, aynı polarizör konumlarında farklı poz süreleri ile alınan görüntü matrisleri toplanarak, sırasıyla 0°, 60° ve 120° için kompozit görüntüler oluşturulmuştur.

Çalışmanın bundan sonraki aşaması toplam koronal parlaklığın, tutulma diski kenarından uzaklıkla polarizasyon derecelerinin ve polarizasyon açılarının hesaplanmasıdır. Bu işlemler, yine IDL altında yazılan programlar kullanılarak, indirgenen tutulma görüntülerinin şiddet matrislerinden itibaren Stokes parametreleri [1] yardımıyla yapılmıştır. Söz konusu parametrelerin kullanılan formları aşağıdaki gibidir:

$$I = \frac{2}{3}\left(B_1 + B_2 + B_3\right)$$

$$Q = \frac{2}{3}\left(2B_1 - B_2 - B_3\right)$$

$$U = \frac{2}{3}\sqrt{3}\left(B_3 - B_2\right)$$

Bu bağıntılarda B_1, B_2 *ve* B_3, sırasıyla 0°, 60° ve 120° polarizasyon açılarıyla alınan görüntülerdeki koronal parlaklıkları temsil etmekte olup, polarize koronanın toplam ışınım şiddeti (I) bunların matris toplamlarıyla tanımlanmıştır. Bilindiği gibi koronal ışık lineer polarizedir. Lineer polarize olmuş ışığı tanımlayan Stokes parametreleri Q ve U, yine B_1, B_2 *ve* B_3'ten itibaren yukarıdaki gibidir.

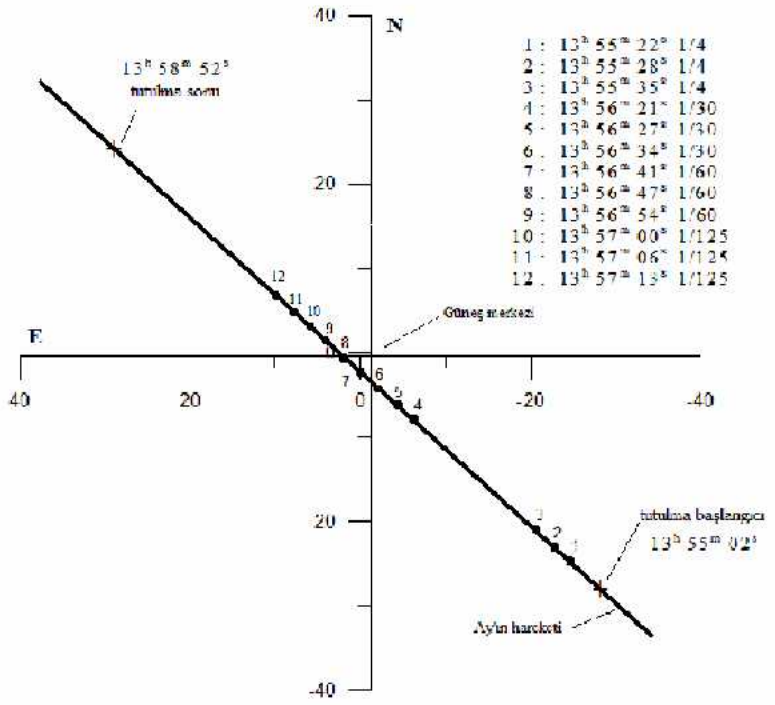
Netice olarak koronanın toplam parlaklığı (I_{top}), polarizasyon derecesi (P) ve polarizasyon açısı (φ), hesaplanan I, Q ve U parametrelerinden itibaren, aşağıda verilen denklemler aracılığıyla elde edilmektedir:

$$I_{top} = I$$

$$P = \sqrt{Q^2 + U^2}$$

$$\varphi = \frac{1}{2}\arctan\left(\frac{U}{Q}\right)$$

Çalışmamızda 12 kare görüntünün alındığı yaklaşık 2 dakika içerisindeki Ay'ın Güneş'e göre hareketi ihmal edilmiş, görüntü konumlandırmaları Ay diski merkezi referans alınarak yapılmıştır. Bununla beraber, her ne kadar sonuçlara kayda değer bir yansıması beklenmese de, konumlama ve hesaplamalarda, Ay'ın yakınlığı sebebiyle önemli olabilecek Güneş'e göre hareketini dikkate almak gerekebilir. Şekil 2 ile verilen grafik, koronal yapı ve polarizasyon derecelerinin daha ince bir detayla araştırılacağı sonraki çalışmalarda kullanılmak üzere, zamana bağlı olarak hesaplanan kayma miktarlarını göstermektedir.



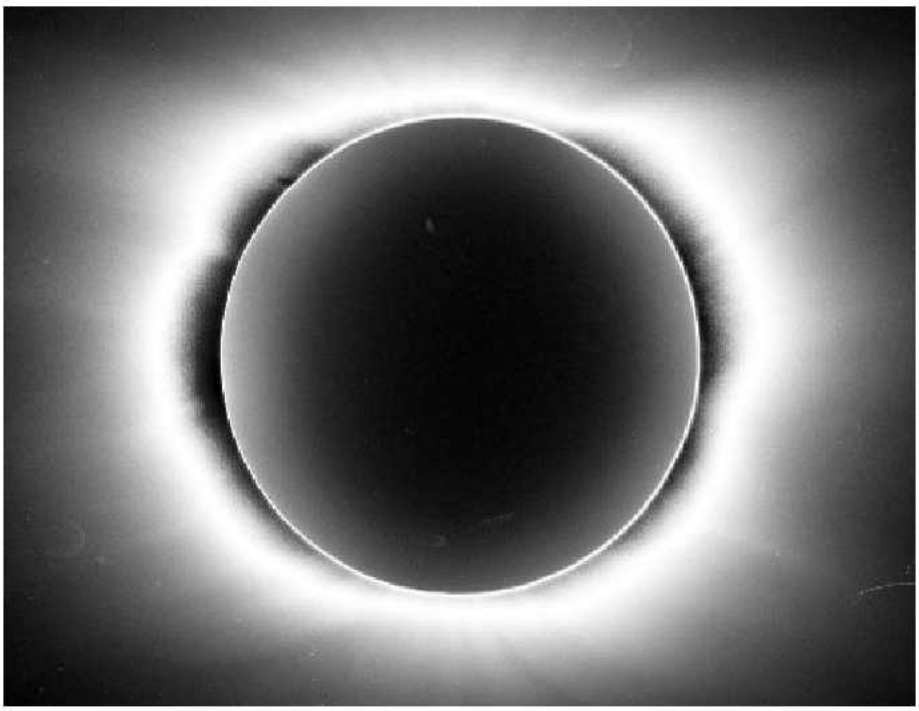
Şekil 2. Tam tutulma süresince Ay'ın Güneş diski merkezine göre hareketi. Hareket izi üzerindeki işaretler, zamanları grafikte verilen pozlardaki Ay konumlarına işaret etmektedir.

Grafik'te, tutulma süresince 4 farklı pozlamayla alınan ve Ay diskinin hareket izi üzerinde işaretlenen 12 kare fotograf için, Ay'ın sağ ve dik açıklık değişimlerinin yönsel yansımaları resmedilmiştir. Ayrıca tutulma başlangıç-bitiş ve fotograf çekim zamanları da yer almaktadır. Farklı poz süreli karelerin çakıştırılmasıyla elde edilen kompozit görüntülerin oluşturulması aşamasında, poz zamanlarına karşılık gelen kayma miktarları bu grafikten yönsel olarak okunarak, her bir poz için Güneş'in o zamana ait merkez konumu bulunabilir. Örneğin Ay ve

Güneş diski merkezleri arasındaki farkın en fazla olduğu 1 numaralı filmde Güneş'in merkezini bulabilmek için, Ayı'ın merkezini 24.6 yay saniyesi Doğu'ya ve 24.7 yay saniyesi Kuzey'e kaydırmak gerekir (Bkz.Şekil). Odak eşelinin 165"/mm olduğu görüntülerimizde ayırma gücü yaklaşık 1".9/piksel'dir. Dolayısıyla ilgili kare için yukarıda verilen öteleme miktarları sırasıyla 12.9 ve 13 piksel olarak da verilebilir. Bunlar ilk poz için verilen maksimum kayma miktarları olup, grafikten görülebileceği üzere 4 ila 12 numaralı pozlar için bu miktarlar çok daha küçük değerlerdedir.

4. İlk Sonuçlar ve Tartışma

Şekil 3, 0°, 60° ve 120° polarizasyon açılarının her biri için, 1/4, 1/30, 1/60 ve 1/125 sn poz süreleri ile alınarak birleştirilen 3 kompozit görüntünün toplamından ibaret koronal toplam parlaklık görüntüsünü vermektedir. Tipik bir çevrim minimumu koronası sergileyen görüntüde koronal huzmeler, miğfer yapılar (özellikle görüntünün sağ üst çeyreğine tekabül eden Kuzeybatı bölgesinde) ve kutup tüycükleri dikkati çekmektedir. Diskin sol üst çeyreğine karşılık gelen Kuzeydoğu kenarında (Kuzey noktasından yaklaşık 45° uzaklıkta), filmin ışığa doymuş bölgesinde kaldığı halde hala kolayca seçilebilir olan bir prominens vardır.

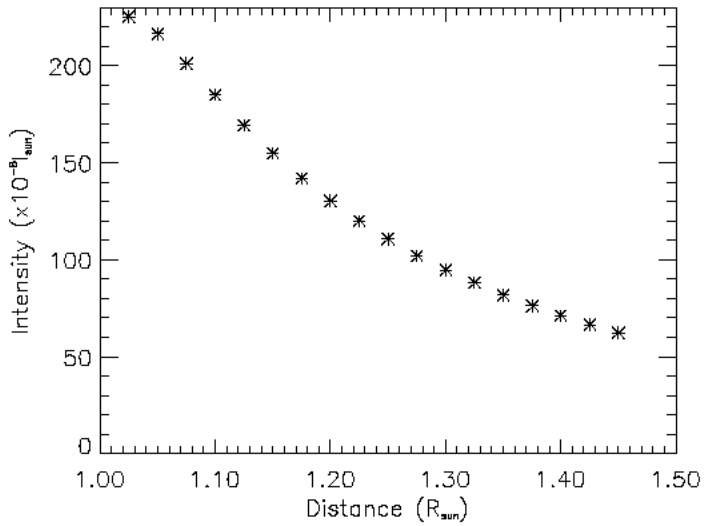


Şekil 3. Koronanın toplam parlaklık görüntüsü. 0°, 60° ve 120° polarizasyon açılarında dört farklı poz süresi kullanılarak elde edilen kompozit görüntülerin toplamıyla oluşturulmuştur. İç bölgedeki koyu koronal alanlar, filmin ışığa doymuş olan bölgelerini göstermektedir.

Şekil 4, tüm disk çevresi dikkate alınarak, her bir derecelik açısal ayrılık için disk kenarından dışa doğru $0.0025R_{Güneş}$'lik adımlarla (ki 3.3 yay saniyesine tekabül etmektedir) Güneş'i merkezleyen 18 çember üzerinde 360 nokta ölçümden itibaren hesaplanan ortalama koronal şiddet değerlerinin radyal uzaklıkla değişimini vermektedir.

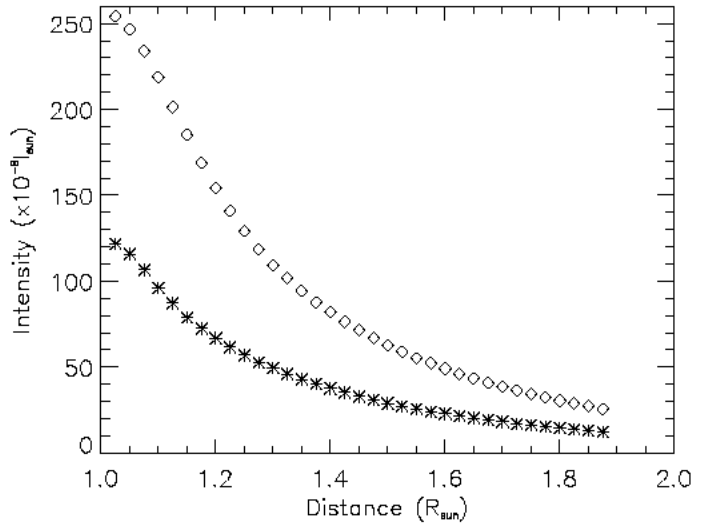
Şekil 5 ise, Şekil 4 ile verilen durumu Doğu ve Batı kenarları için ayrı ayrı resmetmektedir. Ortalama şiddet hesaplamaları, bu defa tutulma diskinin Doğu ve Batı kenarı merkezli ± 50 derecelik kuşağı dikkate alınarak, karşılıklı100'er derecelik yelpazede yine 1'er

derecelik farklar ve $0.025R_{Güneş}$ adımlarla disk merkezli çembersel yaylar üzerinden yapılmıştır.



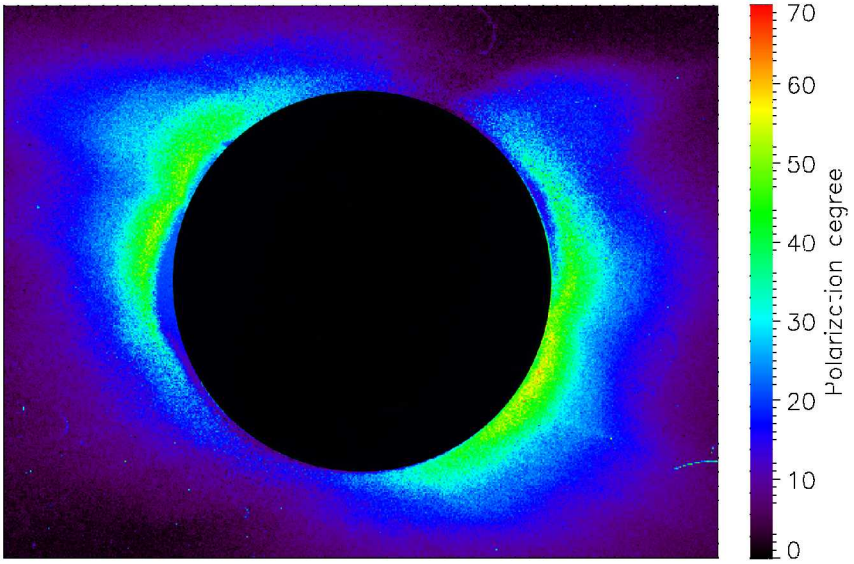
Şekil 4. Kenardan itibaren $0.025R_{Güneş}$ adımlı olarak disk merkezli 18 çember üzerinde her bir derece için yapılan ölçümlerin ortalamasıyla hesaplanan koronal şiddetlerin radyal uzaklıkla değişimi.

Şekil 3 ile verilen toplam parlaklık görüntüsünü teyiden bu şekilden de görülmektedir ki, tutulma diskinin Doğu kenarı Batı kenarına göre daha parlaktır. 24x36mm ebadında standart dikdörtgen filmler kullanıldığı için ekvatoral bölgelerde daha büyük kenar uzaklıklarına kadar çalışmak mümkün olmuştur. Yaklaşık $1.9R_{Güneş}$'te olan son ölçüm noktasına doğru aradaki fark giderek kapanmaktadır. Polarizasyon ölçümlerindeki ilk bir kaç değer için ise durum bunun tersine olup, Şekil 6 ve 9'dan görüleceği üzere, kenara çok yakın bölgelerde Batı kenarı Doğu kenarına göre biraz daha fazla polarizedir. Devamla maksimum değerlere kadar farklı olan gidişat, sonrasında her iki parçalı grafik için genel bir uyum sergilemektedir.

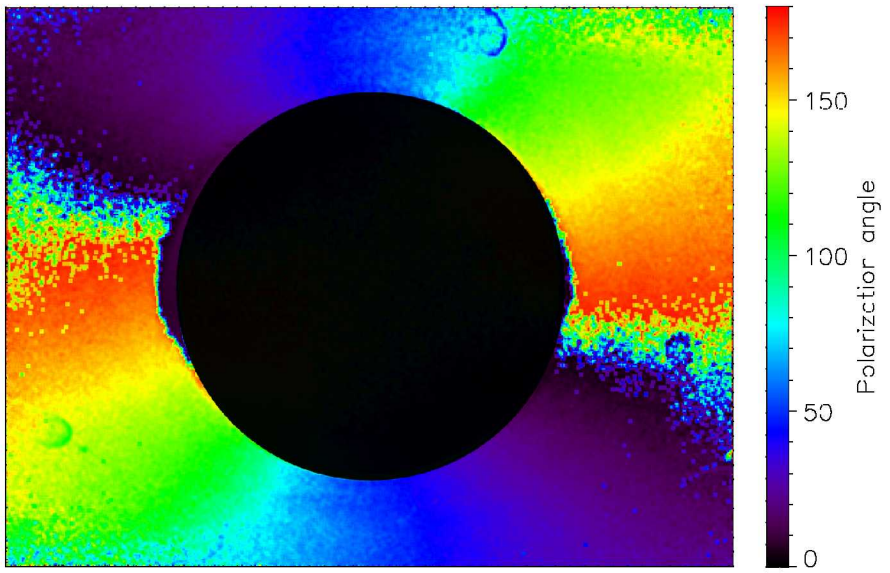


Şekil 5. Şekil 4'teki gibi fakat bu defa yaklaşık $1.9R_{Güneş}$'e kadar hesaplanabilen ortalama koronal şiddetlerin Güneş'in Doğu ve Batı kenarları için (sırasıyla elmas ve yıldız işaretli eğriler) radyal uzaklıkla değişimi.

Şekil 6 ile renkli bir ölçekte koronal polarizasyon derecesinin dağılımı verilmiştir. Görüldüğü gibi %60 ila %70 arasında olan en yüksek polarizasyon değerlerine, Doğu kenarında ekvatorun hemen üzerinde, Batı kenarında ise ekvatorun hemen altında kalan, aktivite kuşağı merkezine yakın iç bölgelerde, yani iç koronanın karşılıklı yer alan en yüksek şiddet değerli bölgelerinin yaklaşık ortalarında ulaşılmaktadır. Her iki kenardaki bu dar bölgeleri çevreleyen yaygın şiddet bölgelerinin yaklaşık %35 ila %55 arasında olan polarizasyon dereceleri, %35'lik bir ortalama ile temsil edilebilir. Yatayda (kutuplara doğru) ve dikeyde (dışarıya doğru) bu bölgelerden uzaklaşıldıkça polarizasyon dereceleri hızla azalmakta, renk ayırımının güçlükle yapıldığı fona geçiş bölgelerinde %5'lere kadar düşmektedir. Aynı şekil üzerinde dikkati çeken bir başka nokta, yaklaşık 10° Kuzeybatı'da polarizasyon derecesinin çok küçük değerlere ulaştığı bir bölgenin olmasıdır. Bu bölge muhtemelen bir koronal deliği temsil etmektedir.

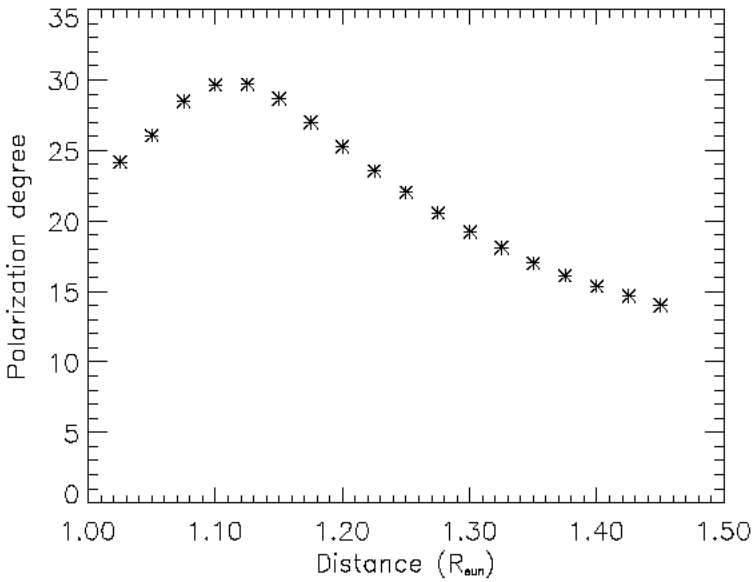


Şekil 6. İç koronada polarizasyon derecesinin renk ölçekli olarak yüzde (%) dağılımı.



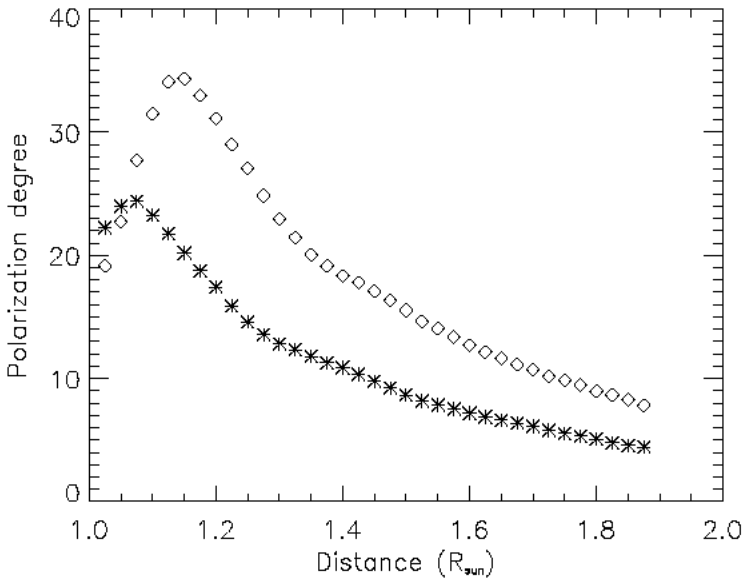
Şekil 7. İç koronada polarizasyon açısının renk ölçekli derece (°) dağılımı.

Şekil 7 koronal polarizasyon açısının dağılımına dairdir. Geosentrik Doğu yönü ile söz konusu noktadaki magnetik alan doğrultusu arasındaki açı olarak tanımlanan [2] bu değer, Doğu ve Batı kenarında yaklaşık aktivite kuşağı merkezli maksimumlara sahip olup, dışarıya doğru tedricen, kutuplara doğru ise hızla azalmaktadır.



Şekil 8. Ortalama polarizasyon derecesinin radyal uzaklıkla değişimi.

Şekil 8.'de yine aynı şekilde 1'er derecelik farklarla ve dışarıya doğru $0.025R_{Güneş}$'lik adımlarla hesaplanan ortalama polarizasyon derecesinin radyal uzaklığa bağlı değişimi verilmiştir. Görüldüğü gibi diskin hemen kenarında yaklaşık %25 dolaylarında olan polarizasyon derecesi, hemen sonrasında yaklaşık 1.1 $R_{Güneş}$ civarında %30'a kadar artmakta, sonrasında tedrici bir azalma göstererek 1.45 $R_{Güneş}$ civarında %15'e kadar düşmektedir. Tespit edilen bu değerler literatürde verilen ([3],[4],[5],[6]) eski tutulmalara ait değerlerden



Şekil 9. Güneş'in Doğu (elmas) ve Batı (yıldız) kenarı için ortalama polarizasyon derecesinin radyal uzaklıkla değişimi.

%10 ila %20 kadar daha küçük olmakla beraber, gidişatların karakterleri çok benzerdir. Bu dereceye kadar değişik değerlerin bir açıklaması, tutulmaların farklı çevrim fazlarına tekabül etmeleri olabilir. Gerçekten mukayesede kullanılan değerler Güneş aktivite çevriminin maksimum fazında veya civarındaki tutulmalara ait değerlerdir. 29 Mart Tam Güneş Tutulması ise yirmi üçüncü 11 yıllık çevrimin minimum dönemine (yani Güneş aktivitesinin minimum seviyelerde seyrettiği döneme) denk gelmiştir.

Şekil 9 ortalama polarizasyon derecelerini Doğu-Batı ayırımıyla parçalı olarak vermektedir. Hesaplamanın mantığı, ortalama koronal şiddetlerin yine Doğu-Batı ayırımıyla verildiği Şekil 5'teki gibidir. Doğu ve Batı kenarları ortalama polarizasyon dereceleri eğrilerinin gidişatları arasında da pik değerlerinden sonrası için parçalı ortalama şiddet gidişatlarındakine benzer farklar vardır. Pike kadar olan durum ise çok farklıdır. Doğu kenarı için hesaplanan ortalama polarizasyon dereceleri 1.15 $R_{Güneş}$ civarında %35 dolaylarına ulaşırken, Batı kenarı için hesaplanan değerler %25 civarında kalmaktadır. Bu durumun bir açıklaması, tutulma günü Güneş'in Doğu kenarı yakınında yer alan bir Güneş leke grubu ile yine Doğu yarı kenarı üzerinde bulunan iki küçük prominensin varlığı olabilir. Bu yorum kabul edilir ve Doğu kenarı için hesaplanan ortalama polarizasyon derecelerinin Batı kenarındakilere göre yüksek oluşları bahsedilen Güneş olaylarına bağlanırsa, bu, polarizasyon derecesinin aktivite çevriminin fazıyla çok açık bir ilişki içerisinde olduğunun kuvvetli bir teyidi anlamına da gelir.

Çalışmanın devamında bundan sonra hedeflenenler; aynı tutulmada elde ettiğimiz 60x60mm formatlı daha büyük filmleri de benzer yöntemlerle indirgeyerek daha detaylı analizler yapmak suretiyle miğfer yapılar ve prominensler gibi lokal bölgeler dahilindeki şiddet ve polarizasyon derecesi dağılımlarını incelemek, bu filmler sayesinde daha uzaklara giderek dış koronanın da benzer özelliklerini ortaya koymak, ve önemli bir fark olarak, koronal elektron yoğunluğu dağılımını incelemektir.

Teşekkür: *Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından desteklenmiştir. Proje No: 470/27122005. Ayrıca tutulma öncesinde ve sırasında sağladıkları yerel imkanlar için Ilıca Belediyesi yetkililerine, bilgi paylaşımı için Tuncay Özışık'a ve gözlemlere katkıları için Tolga Güver, Sinan Alış, Asuman Fezadan ve Nilda Oklay'a teşekkürü borç biliriz.*

Kaynaklar

[1] Newkirk, G. Jr., Dupree, R. G., Schmahl, E. J. (1970), 'Magnetic Fields and the Structure of the Solar Corona. II: Observations of the 12 November 1966 Solar Corona', *Solar Pyhsics*, 15, 15

[2] Kulijanishvili, V. I., Kapanadze, N. G. (2005), 'Polarization and Physical Properties of the August 11, 1999 White-Light Corona', *Solar Physics*, 229, 45

[3] Clette, F., Cugnon, P., koeckelenbergh, A. (1985), 'Observations of the Solar Corona in Polarizae White Light During the Total Solar Eclipse of February 16, 1980: Preliminary Results', *Solar Physics*, 98, 163.

[4] Badalyan, G. O., Livshits, M. A. (1992), 'Polarization of the White-Light Corona and its Large-Scale Structure in the Period of Solar Cycle Maximum', *Solar Physics*, 145, 279.

[5] Badalyan, G. O., Livshits, M. A., Sykora, J. (1997), 'White-Light Polarization and Large –Scale Coronal Structures', *Solar Physics*, 172, 67.

[6] Özkan, M. T., Ökten, A., Ak, T., Özışık, T., Kulijanishvili, V., Al, N. (2001), '11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulmasında Beyaz Işık Koronası', *XII. Ulusal Astronomi Toplantısı tebliği*, 367-374

TFOSC AND COUDE SPEKTROSCOPY OF FAINT AND BRIGHT TARGETS AT RTT150

Ilfan BIKMAEV[1, 2], Zeki ASLAN[3, 4]

Abstract

In this report we give some results of positional and spectro-photometric calibrations of TFOSC and Coude-echelle spectrometer instruments at 1.5-meter Russian-Turkish Telescope as well as examples of individual spectra from the scientific programs realized at RTT150.

1. Scientific equipments of RTT150.

RTT150 is a well-equipped telescope amongst the moderate size, 1-3-meter, telescopes of the world: the scientific equipments of RTT150 consist of 3 main instruments, two at F/8 Cassegrain focus and one at F/48 Coude focus:

1. CCD-photometer contains thermoelectrically cooled (-60 C) back-illuminated 2048 x 2048 pixels (13.5μm) CCD (manufactured by ANDOR firm, Northern Ireland) and two sets of 50 x 50 x 5 mm standard filters – BESSELL (UBVRcIc) and SDSS (u'g'r'i'z'). Its field of view is 8′ x 8′, sampling is 0″.24 per pixel. Binning 2 x 2 (0″.48/ pixel) is available to get better Signal-to-Noise ratio. It was found that targets of R ~ 23.5- 24 magnitudes could be detected and measured with an accuracy 0.2-0.3 mag (at 1-1.5 arcsec seeing and 1-3 hours total exposures in dark Moon period). A one percent accuracy is achievable in differential photometry with this photometer with single exposure times of 10 to 30 sec single for 12 -15 mag stars. The high (0″.24/pixel) angular scale allows one to get astrometric accuracy of about 0″.05 in any coordinate for objects with R ~ 12-19 mag.

2. TFOSC, manufactured at the Copenhagen University Observatory, Denmark, is a powerful faint object spectrometer and camera, with direct imaging of objects down to 22-24 magnitudes, and with low (5-15 A) and medium (2-3 A, echelle mode) resolution spectroscopy of faint (10-18 mag) targets. It can be changed from imaging mode to spectroscopic mode within seconds. It has a focal reducer to convert RTT150 F/8 beam to F/5.5 beam, increasing the field of view to 14′ x14′ with 0.39″/pixel sampling. TFOSC is equipped with a set of UBVRI filters for photometry and with a number of grisms and entrance slits providing a set of spectral resolutions depending on seeing and scientific task. The detector is nitrogen cooled, back illuminated CCD chip with 2048 x 2080 pixels (15 μm). In 2006, TFOSC was supplied with an autoguider system, operating with telescope control system and fine drive motors to eliminate telescope tracking inaccuracies and atmospheric differential refraction effects at medium and high zenith distances (Z ~ 30-65 degrees). It was

[1] *Kazan State University, Kazan, Russia, Ilfan.Bikmaev@ksu.ru*
[2] *Academy of Sciences of Tatarstan, Kazan, Russia*
[3] *TUBITAK National Observatory, Antalya, Turkey, aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr*
[4] *Akdeniz University, Antalya, Turkey*

found that long single exposures up to 30 min each could be realized with the TFOSC + autoguider system when obtaining spectra of faintest targets of 17-19 mag.

3. Coude echelle spectrometer (CES) is a high resolution spectrometer installed in the special coude-room at the second floor of RTT150 building. Construction of coude-room was designed specially to provide very high positional and temperature stability within it. The Coude-spectrometer consists of 7-meter focal length collimator mirror, large echelle-grating and cross-disperser prisms, and two spectral cameras, providing spectral resolutions of R = 40000 (short focus camera) and R = 100000 (long focus camera). Normal width (2 pixel resolution) of entrance slit is 1.5 arcsec for R = 40000 mode, permitting to use almost all light collected by telescope mirror at median seeing quality of 1.2-1.5 arcsec. This Coude echelle-spectrometer was fully designed and manufactured in Russia. Only the short camera with R = 40000 resolution is used at the moment, which is equipped with 1160 x 1040 pixels front illuminated (16 μm) nitrogen cooled CCD. With this CCD spectral range of 3900-8700 A is registered simultaneously (with some gaps in between echelle orders in yellow and red part of the spectrum due to limited size of the CCD chip). With 2k x 2k CCD, full range of 3500-10000 A could be registered simultaneously at R = 40000 camera and with 4K x 2K CCD at R = 100000 camera.

The limiting magnitude is 8-9 at R = 40000 with 2 hours total exposure and Signal-to-noise Ratio of ~ 100 per resolution element.

Knowing that proper calibration is an important step before scientific use of any instrument, we give here main results of the TFOSC and Coude-spectrometer calibrations.

2. Accuracy of radial velocity measurements with Coude spectrometer.

Spectra of radial velocity standard stars were obtained by using a new list of very accurate (~ 50 meter/sec) radial velocity (RV) determinations. This list is based on observations obtained with ELODIE Coude echelle-spectrometer (Baranne et al, 1996) attached to the 1.93-m telescope of Haute Provence Observatory (France). The ELODIE spectrometer is the best of the world's coude-spectrometers and is used for searching new planetary systems orbiting nearby solar-type stars.

Processing of the RTT150 data have shown the following results of RV measurements (see Table 1):

1) RV zero point of RTT150 CES is -0.5 km/s. This systematical value has to be added with proper sign to the results of Vr measurements based on CES data. The accidental error of radial velocity measurement is +/- 0.1 km/s (100 m/s). This error of 100 m/s is comparable to the accuracy of ELODIE standards (~ 50 m/sec), which shows the very high accuracy of RV measurements and positional stability of the CES. This allows us to realize many interesting programs at RTT150, involving accurate radial velocity measurements of single, binary or multiple stellar systems to investigate stellar dynamics in multiple systems or atmospheric motions (stellar winds) in single stars.

Table 1. Results of radial velocity measurements of Vr standard stars by ELODIE spectrometer and RTT150 CES.

Date/Star, HD	Vr, ELODIE	Vr, RTT150	RTT - ELODIE	(RTT-ELO)-0.5
May 06, 2004	km/s	km/s	km/s	km/s
101177	-16.95	-16.61	+0.34	-0.14
109358	+ 6.25	+ 6.62	+0.37	-0.11
139323	-67.20	-66.79	+0.41	-0.07
May 07, 2004				
131977	+26.85	+27.45	+0.60	+0.12
140538	+19.00	+19.53	+0.53	+0.05
May 08, 2004				
90343	+ 9.55	+10.14	+0.59	+0.11
140538	+19.00	+19.41	+0.41	-0.07
145742	-21.85	-21.32	+0.53	+0.05
June 06, 2004				
140538	+19.00	+19.47	+0.47	-0.01
164922	+20.15	+20.80	+0.65	+0.17
168009	-64.65	-64.22	+0.43	-0.05
182488	-21.55	-21.14	+0.41	-0.07
			+0.48 mean	+/-0.10 rms

3. Tests of spectro-photometric accuracy of equivalent widths (EW) measurements.

In astrometry and photometry, astronomical communities have created systems of astrometric (radio-galaxies, HIPPARCOS) and photometric (Johnson, Landolt, SDSS) international standards. Unfortunately, there are no lists of published "standard" equivalent widths (EW) of spectral lines of "EW standard" stars. This being the case, we have compared our EW data measured from RTT150 CES spectra and those measured from spectra of high quality spectrometers like ELODIE (for the common stars). This comparison is shown in Fig.1, which indicates a very high systematic agreement (at the 1 percent level) between RTT150 CES and ELODIE. Parts of the spectrograms of the same star obtained with ELODIE (Bruntt et al, 2004) and RTT150 CES is compared in Fig. 2.

These results of test observations with the RTT150 CES shows that it possible to detect week spectral lines and measure their EWs with systematic errors within 1-2 percent and rms errors within 0.002-0.004 Angstroms in the EW "working range" of 0.010 – 0.300 A, which is the working range for the study of chemical abundances in stellar atmospheres.

We should mention that there is a difference between the EW systems for echelle-spectrometers and classical coude spectrometers. It was found that classical spectrometers with RETICON arrays underestimated EW values by 5-15 percent as compared to modern echelle-spectrometers. (Adelman et al, 2003). In Fig.3, the equivalent widths for the bright star Omicron Pegasi measured from the spectra of Dominion Observatory classical coude spectrometer (Gilliver et al., 2004) are plotted against those from RTT150 CES. It is clearly seen that Dominion spectra shows underestimation of EWs by 7 to 8 percent. This systematic

effect in EW might produce corresponding errors in the determination of the main physical parameters of stellar atmospheres (Teff, logg, chemical abundances) as the latter are based on **measured** EW values of spectral lines.

All data reductions have been made by using DECH software written for echelle spectra by Dr. G. Galazutdinov (1992). We highly recommend this PC based software for RTT150 CES data reductions. This DECH software is freely distributed now at the web-site (`http://www.kasi.re.kr/~gala/dech.htm`).

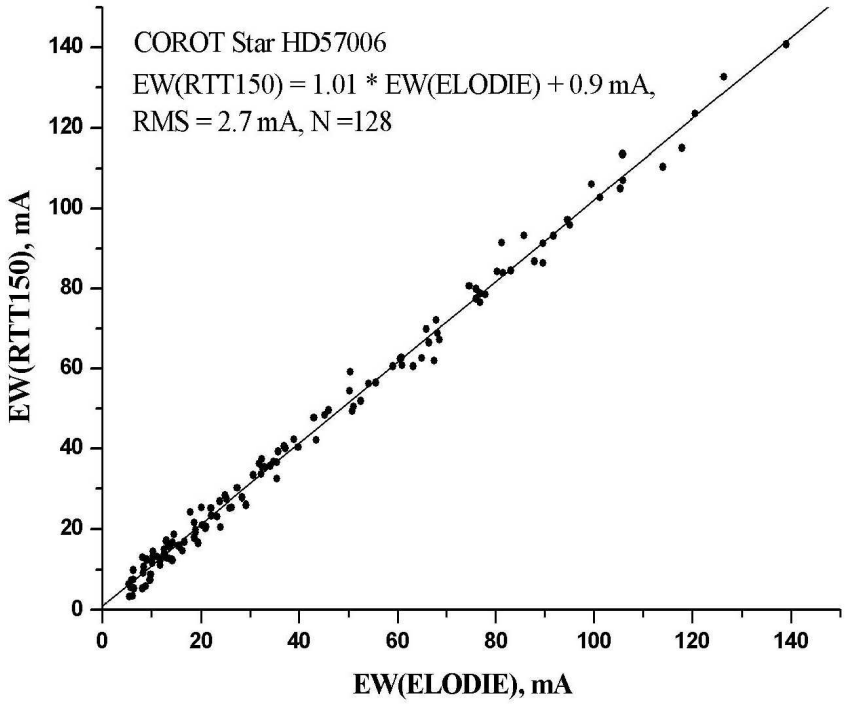


Fig.1. Comparison of EWs measured from ELODIE spectra (Bruntt et al., 2004) and from RTT150 CES echelle spectra of the same star.

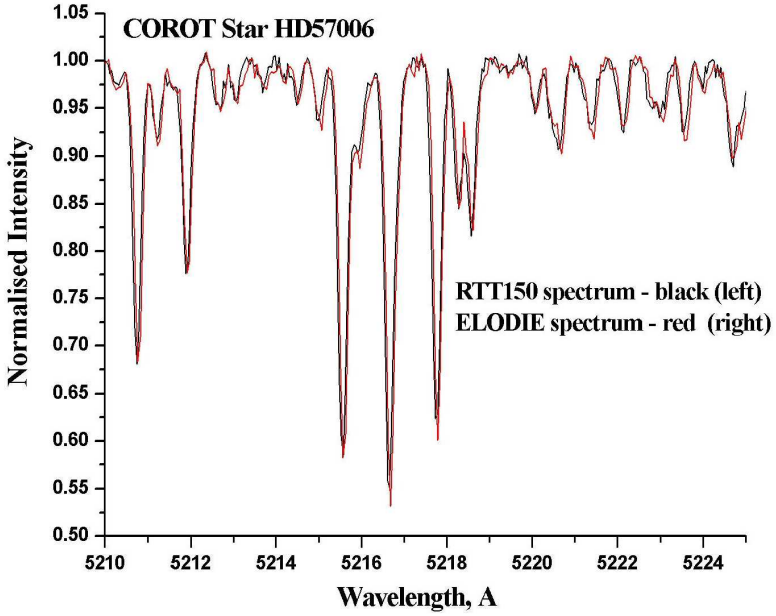


Fig. 2. Example of a direct comparison of RTT150 and ELODIE spectrograms of the same F-star.

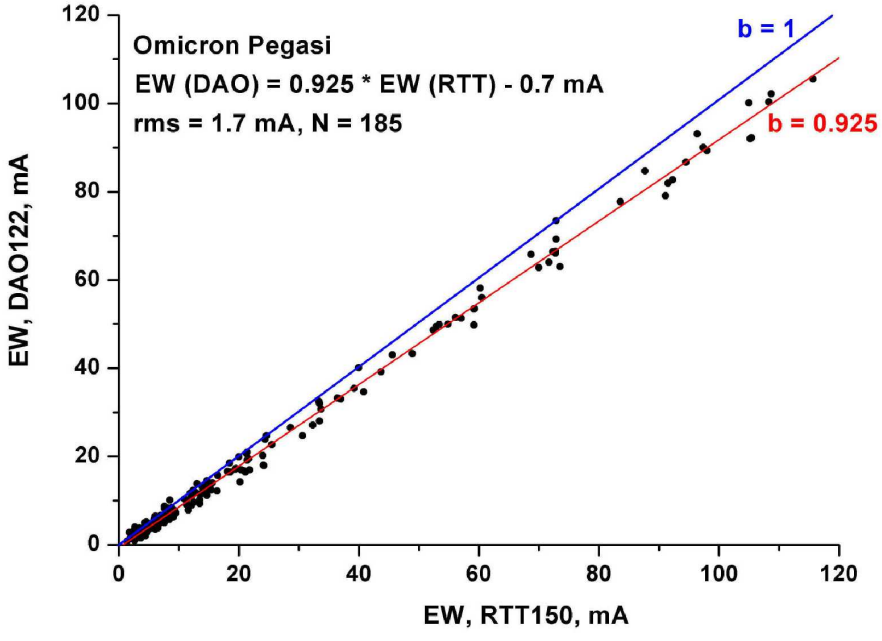


Fig.3. Example of EW comparison for the star Omicron Pegasi (Gulliver et al., 2004) as measured from Dominion Observatory 1.22-m telescope and RTT150 CES spectra. A systematic difference in EW is clearly seen (as compared to Fig.1), $Y = bX + a$, $b < 1$.

Fig.4 shows part of the spectrum of the binary star SZ Psc obtained with CES. The lines of both components are clearly seen, fast and slowly rotating components showing different line profiles – broad and narrow. We plan to investigate radial velocity changes of both stars and search for possible variations of the center of mass velocity (due possibly to the presence of a third component in the system) as a joint TUG+KSU project together with Prof. Z. Tunca.

In March 29, 2006, during the two minutes of the Total Solar Eclipse at Bakirlitepe, two unique spectra of the Solar Corona have been obtained with RTT150 CES (with the assistance of Dr. Irek Khamitov, who operated the telescope mirror shutters to protect from the sunlight). These spectra are subject of proper processing and scientific analysis now. The main goal was to find weak lines of solar coronal spectrum, to measure exact line wavelengths with an accuracy of 0.01 A, and to investigate line profiles of strong and weak emission lines. Fig. 5 shows an example of such weak emission lines of Argon X, whose even accurate wavelength was unknown.

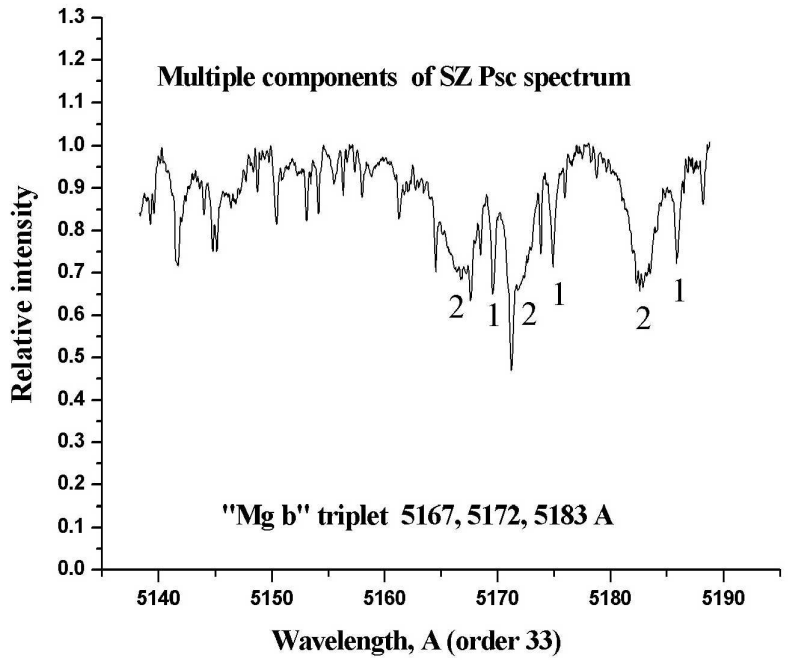


Fig.4. Part of the spectrum of the binary system SZ Psc (RS CVn type). Lines of both components are clearly seen at R = 40000 resolution and high S/N ratio.

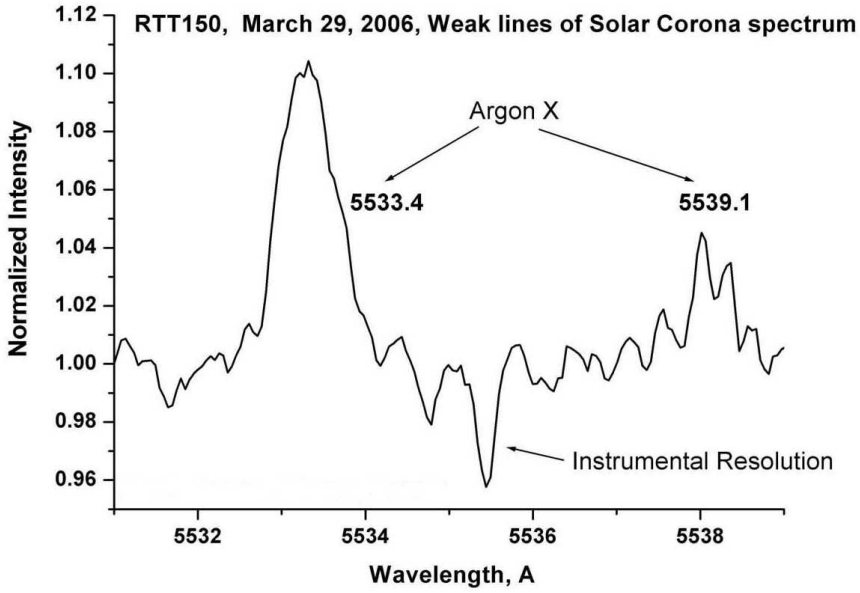


Fig.5. Part of the Solar coronal spectrum showing weak ArX lines. It is seen that wavelength of 5539.1 is uncertain by about 1 Angstrom.

4. Results of TFOSC calibrations.

To test the highest accuracy of radial velocity measurements with TFOSC, spectra of ELODIE radial velocity standard stars have been obtained in echelle-mode of TFOSC with resolution of 2-3 Angstrom. Echelle grating N 9 and cross-disperser grating N 11 have been used. This combination provides simultaneous coverage of the spectral range 3800-9000 A. Table 2 gives the results of radial velocity measurements with TFOSC of four RV standards. It is clearly seen that an accuracy of 1 km /s is potentially achievable with TFOSC in echelle mode for relatively bright targets when S/N ~ 100-300 is reached. Telluric H_2O molecular lines have been used to eliminate TFOSC instrumental shifts in Radial Velocity data of the standard stars. It was found that 1 km/sec accuracy of RVs and instrumental shifts of order ~ 10 km/sec are in good agreement with spectral resolution of 2-3 A (100-150 km/s). For Coude spectrometer RVs accuracies of 0.1 A and instrumental shifts of ~ 1 km/s are realized at 0.1-0.2 A resolution (5-10 km/s).

Table 2. Results of Radial Velocity measurements with TFOSC of RV standard stars in echelle-mode with spectral resolution of 2-3 A and 1 arcsec entrance slit.

Star	V	Sp.Type	TFOSC RV, km/s	Standard RV, km/s **	Difference, TFOSC–Standard RV, km/s
HD 114762	7.3	F9V	+47.6	+49.4	- 1.8
HD 144579	6.7	G8V	-59.5	-59.5	0
HD 182572	5.2	G8IV	-101.5	- 100.4	-1.1
HD 184499	6.6	G0V	-166.6	- 166.1	-0.5

** http://www.phys.unm.edu/~cpo/html/twhtml/standards/rv/elodie.html
http://obswww.unige.ch/~udry/std/stdcor.dat

It should be stressed that real accuracy of radial velocity measurements with TFOSC is strongly dependent on spectral resolution, S/N ratio, entrance slit width, brightness of the target and exposure time, etc.

Fig 6. demonstrates the result of time-dependent RV measurements of the new close binary system JGR J00234+6141, detected in X-Ray by INTEGRAL Satellite and optical counterpart discovered by RTT150 and TFOSC (Bikmaev et al., 2006b). This target has R ~ 16.7 mag and radial velocity have been measured from emission lines of H-alpha and H-beta originated in the accretion disk. Estimated orbital period of the system is about 4-5 hours. It is seen that the accuracy of radial velocity measurements is about 20-30 km/s, from single narrow emission line in this case.

Fig. 7 shows the averaged spectrum of IGR J00234 + 6141 with a total exposure of 1 hour. Almost all disk emission lines are identified in this spectrum.

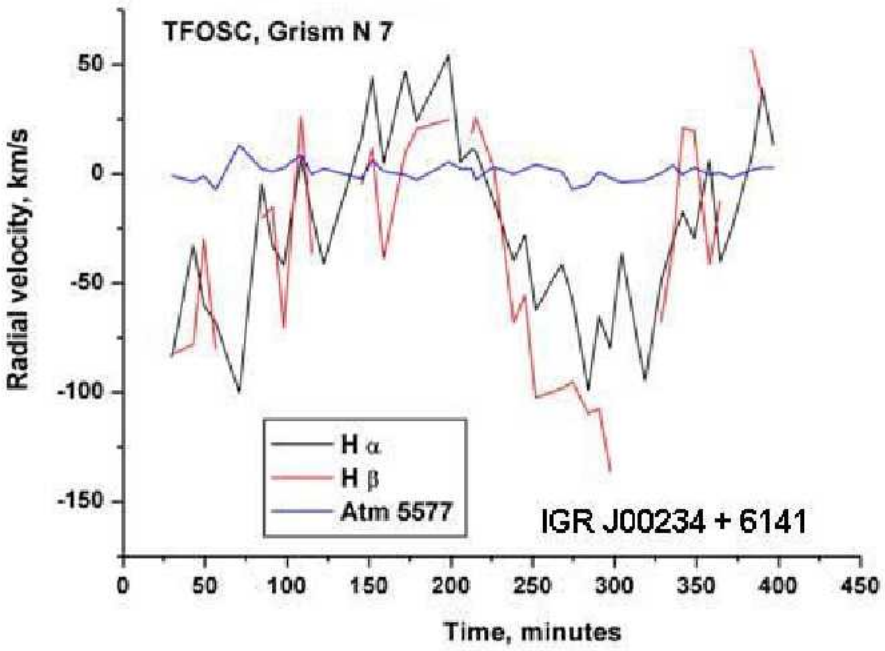


Fig. 6. Radial velocity variations of newly discovered close binary system IGR J00234+6141 with possible orbital period of 4-5 hours.

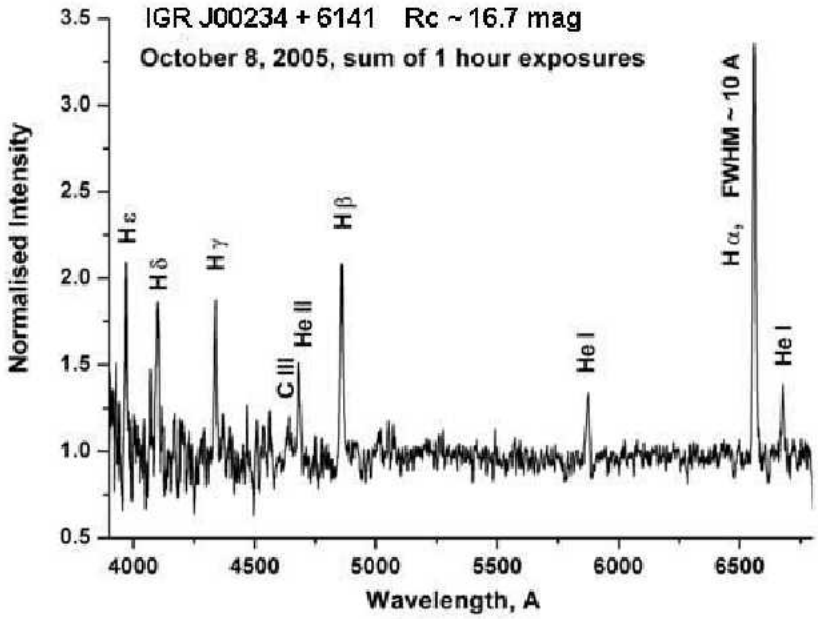


Fig. 7. Averaged spectrum of IGR J00234 + 6141 obtained with TFOSC grism N 7 and spectral resolution of 5-7 Angstrom.

At the lowest resolution of 10-15 A with Prism N 15, TFOSC has been used for optical discovery and identifications of new nearby galaxies with active nuclei (AGN) detected in Hard X-Ray with INTEGRAL and RXTE Space satellites. Results of these identifications are published in the paper of Bikmaev et al., (2006a) and full version of the paper could be found at TUG web-page. Fig. 8 shows an example of TFOSC spectrum of classical Seyfert galaxies obtained with resolution of 15 A. In spite of low resolution, main spectral features (H-alpha + [NII], [SII], [OIII], H-beta, etc) are clearly detected and their intensities and redshifts could be measured with an accuracy allowing us to properly classify the object and measuring distance to it. Using TFOSC and prism N 15, it was found possible to detect emission line objects down to R ~ 18-18.5 magnitudes.

We should note that at this very low signal level of the target, the proper subtraction of the relatively high brightness of the night sky becomes very important during processing procedures. Fig.9 shows the relative level of signal from R ~ 19.5 mag target and Night Sky emissions, the former being several times lower than the level of night sky parasitic lights.

Fig. 10 shows line identifications of Night Sky (Oxygen), Antalya City Hg and Na lamps and interstellar lines. We note in passing that TFOSC has a great potential possibility of detecting and measuring position and intensities of interstellar lines with angular resolution of 1-10 arcsec (as compared to 4 arcmin angular resolution of the DEPFOS instrument).

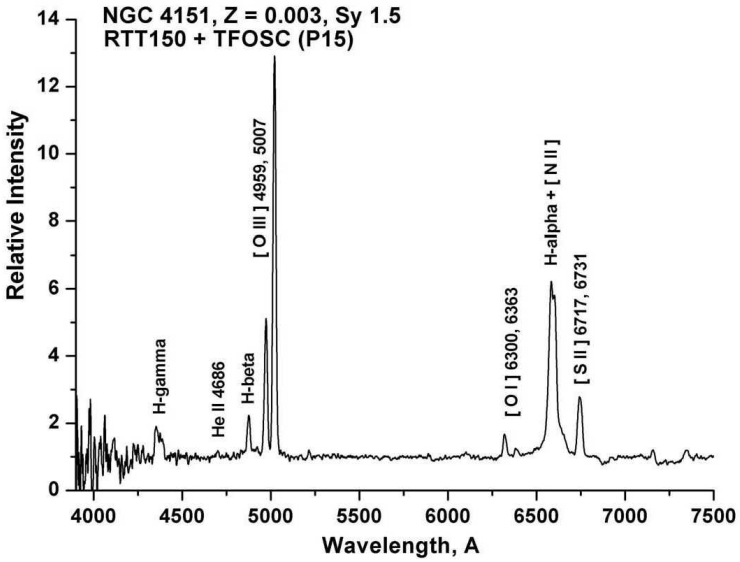


Fig. 8. Example of TFOSC spectrum of classical Seyfert galaxy NGC 4151.

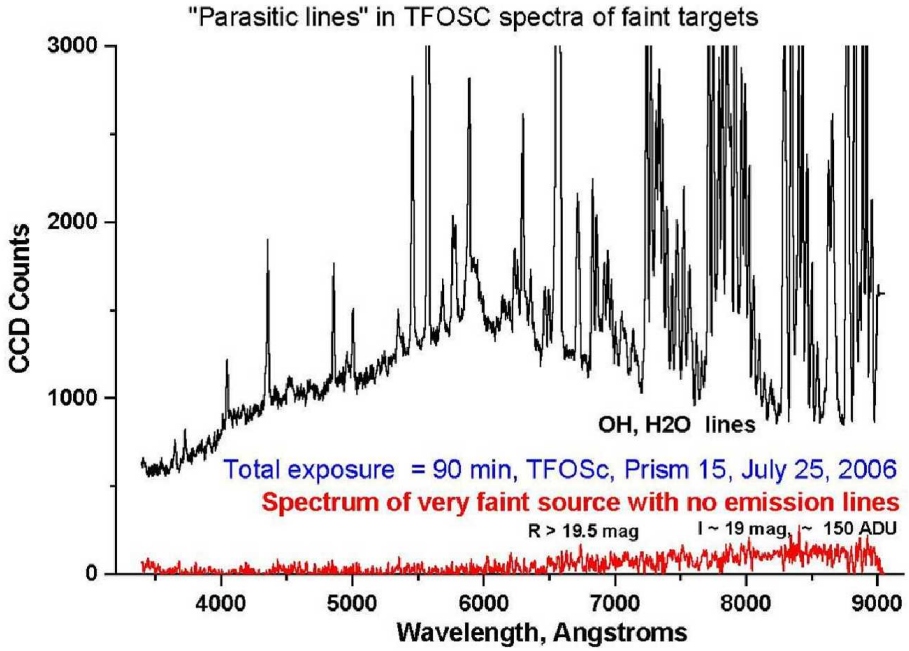


Fig.9. Example of signal levels from R ~ 19.5 mag targets and Night Sky.

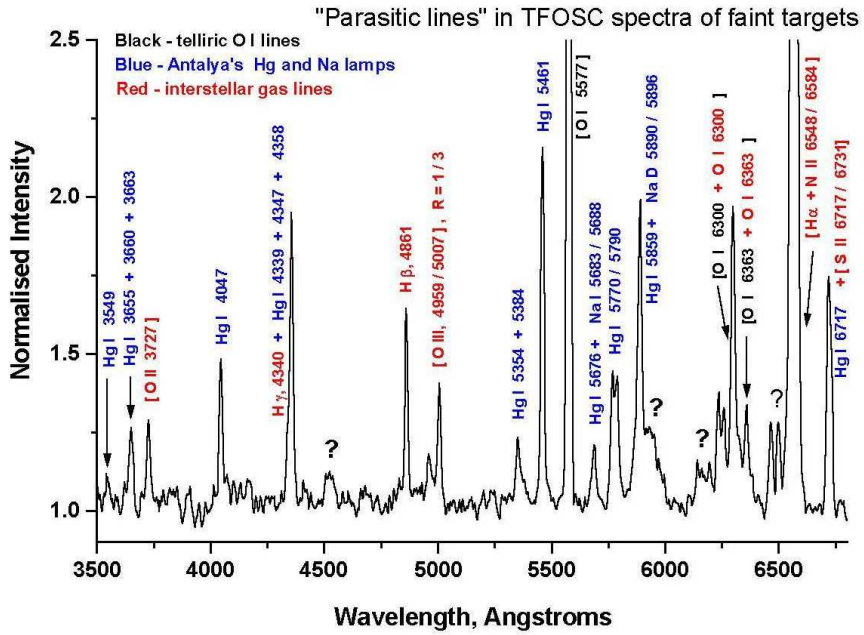


Fig. 10. Line identification of "parasitic lines" in low resolution TFOSC spectrum of very faint target (R ~ 19.5 mag) due to Night Sky, city lamps and interstellar lines.

5. Conlusions.

TFOSC and Coude positional and spectro-photometric calibrations have shown that both instruments fulfill their specifications with high accuracy. This will permit many new spectroscopic programs and tasks to be carried out at a high scientific level.

Acknowledgements.

I.Bikmaev is grateful to Prof. Nail Sakhibullin for support of this work and useful discussions of the obtained results and to TUG for providing travel support to attend the XVIth Turkish Bi-Annual Astronomy Meeting.

I.Bikmaev is grateful for support by administration of Kazan State University and Academy of Sciences of Tatarstan, Kazan, Russia. This work has been supported also by RBRF grant 05-02-17744 and Russian President's Program of supporting Leading Scientific Schools NSh-784.02.2006

References.

Adelman, S. J.; Bikmaev, I.; Gulliver, A. F.; Smalley, B. "Round Table Summary: Instrumentation and Data Processing" // Modelling of Stellar Atmospheres, Proceedings of the *IAU Symposium 210*, Ed. N. Piskunov, W.W. Weiss, and D.F. Gray. 2003, p.337.

Baranne, A.; Queloz, D.; Mayor, M.; Adrianzyk, G.; Knispel, G.; Kohler, D.; Lacroix, D.; Meunier, J.-P.; Rimbaud, G.; Vin, A.
ELODIE: A spectrograph for accurate radial velocity measurements. // *Astronomy and Astrophysics Suppl.Ser*, 1996, v.119, p.373

Bikmaev, I., Sunyeav, R. A., Revnivtsev, M.G., Burenin, R.A.
New Nearby Active Galactic Nuclei among INTEGRAL and RXTE X-Ray Sources
// *Astronomy Letters*, 2006a, vol.32, n.4, pp.221-227

Bikmaev, I.F., Revnivtsev, M.G, Burenin, R.A, Sunyaev, R.A.
XSS J00564 + 4548 and IGR J00234+6141: New Cataclysmic Variables from the RXTE and INTEGRAL All-Sky surveys // *Astronomy Letters*, 2006b, vol.32, n.9, pp.588-593

Bruntt, H.; Bikmaev, I. F.; Catala, C.; Solano, E.; Gillon, M.; Magain, P.;
Van't Veer-Menneret, C.; Stütz, C.; Weiss, W. W.; Ballereau, D.
Abundance analysis of targets for the COROT/MONS asteroseismology missions. II. Abundance analysis of the COROT main targets // *Astronomy and Astrophysics*, 2004, v.425, p.683

Galazutdinov G.A., DECH software for processing of echelle spectra // Preprint N 92, *SAO RAS*, Russia, 1992.

Gulliver, A.F., Adelman, S.J., Friesen, T.P.,
A spectroscopic atlas of omicron Pegasi (A1 IV) LL 3826-4882 // *Astronomy and Astrophysics*, 2004, v.413, p.285-291

ALAN CÜCE VE DEV YILDIZLARININ AYIRIMINDA YENİ BİR YÖNTEM

Selçuk BİLİR[1], Salih KARAALİ[1], Tolga GÜVER[1], Yüksel KARATAŞ[1], Serap AK[1]

Özet

Bu çalışmada, alan cüce ve alan dev yıldızlarının ayırımında yıldızların İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması (2MASS) ve V görünen kadirlerini kullanarak yeni bir yöntem geliştirdik. Yöntem, spektroskopik olarak seçilen standart yıldızlardan oluştuğu için güvenilirdir. Yeni yöntem SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarına uygulanmış ve alandaki dev yıldızların Güneş civarındaki toplam uzay yoğunlukları ile Galaktik model parametreleri tayin edilmiştir. Sonuçlarımız literatürde yeni yayınlanan bir çalışma ile uyum içerisindedir.

Anahtar Kelimeler: *Galaksi: yapı, Galaksi: temel parametreler, Yıldızlar: devler*

Abstract

We present a method which separates field dwarfs and field giants by their Two Mikron All Sky Survey (2MASS) and V apparent magnitudes. This method is based on spectroscopically selected standards and is hence reliable. We applied it to stars in two fields, SA 54 and SA 82, and we estimated a full set of Galactic model parameters for giants including their total local space density. Our results are in agreement with the ones given in the recent literature.

Keywords: *Galaxy: structure, Galaxy: fundamental parameters, Stars: giants*

1. Giriş

Geçmiş yıllarda, Galaksimizin oluşumu ile ilgili olarak araştırıcılar arasında bir ayrılık yaşandı. Bu konuda, Eggen, Lynden-Bell ve Sandage'in [1] öncü çalışmasından bu yana önemli gelişmeler olmuştur. Bu yazarlar Galaksimizin bir serbest düşüş zamanında (~$2x10^8$ yıl) oluştuğunu iddia etmişlerdir. Ancak, bugün bu sürenin birkaç milyar yıl kadar uzun olduğunu biliyoruz [2-4]. Ayrıca, Galaksimize ait bazı bileşenlerin yığışma veya birleşme yolu ile oluştuğunu da bilmekteyiz [5,6]. Bundan başka, Galaksimize ait bileşenler ikiden üçe çıkarılmıştır. Gilmore ve Reid [7] tarafından "kalın disk" adı ile literatüre giren yeni bileşenin katılım sebebi, bu yazarların Güney Galaksi Kutbu doğrultusunda yapılan gözlemlere ait yıldız sayımlarının bir disk (ince disk) ve haloya ait yıldız sayım modelleri ile uyuşmamasıdır. Halbuki, kalın diskin katılımı ile söz konusu uyum sağlanmıştır. Yeni bileşen Gilmore ve Wyse [8] ve Wyse ve Gilmore [9] tarafından tartışılmıştır.

Araştırıcılar, üç Galaksi bileşenine ait parametrelerin tayininde farklı yöntemler kullanmakta ve elde ettikleri modelleri Galaksimizin oluşum ve gelişiminin açıklanmasında kullanmaktadırlar. Bu parametreler arasında kalın diske ait yerel yoğunluk ve yükseklik

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt-İstanbul*
Tel: 212-440 00 00, Faks: 212-440 03 70, e-posta: {bilir, karsa, tolga, karatas, akserap@istanbul.edu.tr}

ölçeği, Gilmore ve Reid [7] ın orijinal değerlerine göre, en hızlı gelişme gösteren parametreler olmuştur. Gerçekten araştırıcılar kalın diske ait yerel yoğunluk değerini, toplam yerel yoğunluk değerine göre, %2 lik orijinal değerden %10 luk değerlere çıkarma eğilimindedirler. Yine aynı araştırıcılar kalın diskin orijinal 1.45 kpc lik yükseklik ölçeğini 0.65 kpc e çekme gayreti içindedirler [10]. Bazı çalışmalarda parametrelere ait sayısal değerlerin, özellikle kalın disk için, değişim aralığı geniştir. Örneğin, Chen ve ark. [10] ve Siegel ve ark. [11] kalın diske ait yerel yoğunluk değerini, sırası ile, %6.5-13 ve %6-10 olarak vermektedirler. Yaptığımız son çalışmalarda Galaktik model parametrelerinin mutlak kadire bağlı olduğunu göstermekle beraber bu tip sınırlandırmaların daha küçük parametre aralıklarında tanımlanabileceği gösterilmiştir [12,13].

Birçok çalışmada Galaktik model parametrelerinin tayininde cüce ve dev yıldızların ayrımı dikkate alınmamışken, sadece az sayıdaki çalışmada farklı ışıma gücü sınıfında bulunan yıldızlar için model parametreleri hesaplanmıştır [14-17]. Dev yıldızların model parametre tayinine dayalı son bir çalışma 2MASS veri setini kullanan Cabrera-Lavers, Garzon ve Hammersley [18] e aittir. Dev yıldızların belirlenmesinde en etkin yöntem kuşkusuz spektroskopik olandır. Bu da, yıldızların spektrel çizgilerinin incelenmesi veya yıldızların yüzey çekim ivmesinin hesaplanmasına dayalıdır. Bununla birlikte, her iki yöntem de oldukça zordur. Cüce ve dev yıldızların ayırımında uygulanan kolay yöntemlerden biri de yıldız alanları için elde edilen ışıma gücü fonksiyonlarının yerel ışıma gücü fonksiyonu ile karşılaştırılmasına dayanır [19,20]. Basel Halo Programı çerçevesinde yapılan bu tip çalışmalar dev yıldızların ayırımı için iyi birer örnektir [21-25].

Bu çalışmada, spektroskopik yolla cüce ve dev yıldız olarak sınıflanan yıldızların 2MASS J, H, K_s parlaklıkları ile Johnson sisteminin V parlaklığı arasında fotometrik bağıntılar oluşturularak V = 16 görünen limit kadirine kadar dev ve cüce yıldızların ayırımının kolaylıkla yapılabileceği gösterilmiştir. Yöntemin, iki farklı yıldız alanına uygulanması ile ince disk, kalın disk ve halo devlerinin Galaktik model parametreleri tayin edilmiştir.

2. Metot

Dev ve cüce yıldızların ayırımında kullanılan kalibrasyon için iki farklı kataloktan faydalanılmıştır. İlk katalok Cayrel, Soubiran ve Ralite [26] na ait olup farklı ışıma gücünde bulunan yıldızların spektroskopik bilgilerini içermektedir. Kataloktaki çift ve çoklu sistemler, değişen yıldızlar ve aşırı yıldızlararası kızarmaya uğramış yıldızlar (Galaktik enlemi $|b| < 20^\circ$) program dışı bırakılmış ve bu kriterlere uygun 352 yıldız seçilmiştir. Yıldızlar yüzey çekim ivmesi $\log g \leq 3$ ve $\log g \geq 4$ kriterlerine uygun olarak, sırası ile, dev (156) ve cüce (196) sınıflarına ayrılmıştır. Çalışmada kullanılan ikinci katalok, seçilmiş yıldız alanlarında 101 dev yıldızı spektroskopik yöntemler ile inceleyen Ratnatunga ve Freeman'a [27] aittir. Her iki veri setinden seçilen 196 cüce ve 257 dev yıldız, V = 16 limit kadirine kadar alan cüce ve alan dev yıldızlarının ayırım kalibrasyonunda kullanılmıştır.

Çalışmamızın amacı spektroskopik olarak seçilen cüce ve dev yıldızların, optik ve kırmızı-öte parlaklıklarını karşılaştırarak fotometrik bir ayırımını yapabilmektir. Yıldızların kırmızı-öte parlaklıkları 2MASS den alınmıştır [28]. İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması'nda (2MASS) (bkz. http://www.ipac.caltech.edu/2mass/overview/about2mass.html), biri Mt. Hopkins – Arizona ve biri de Cerro Tololo Inter-American Gözlemevi – Şili de bulunan 1.3 m lik iki teleskop ile J (1.25 μm) H (1.65 μm) ve K_s (2.17 μm) bandlarında tüm gökyüzünün kırmızı-öte gözlemleri yapılmıştır. Kalibrasyon yıldızlarının 2MASS J, H ve K_s parlaklıkları Cutri ve ark. [29] nın 2MASS nokta kaynak kataloğundan alınmıştır. Yıldızların kırmızı-öte

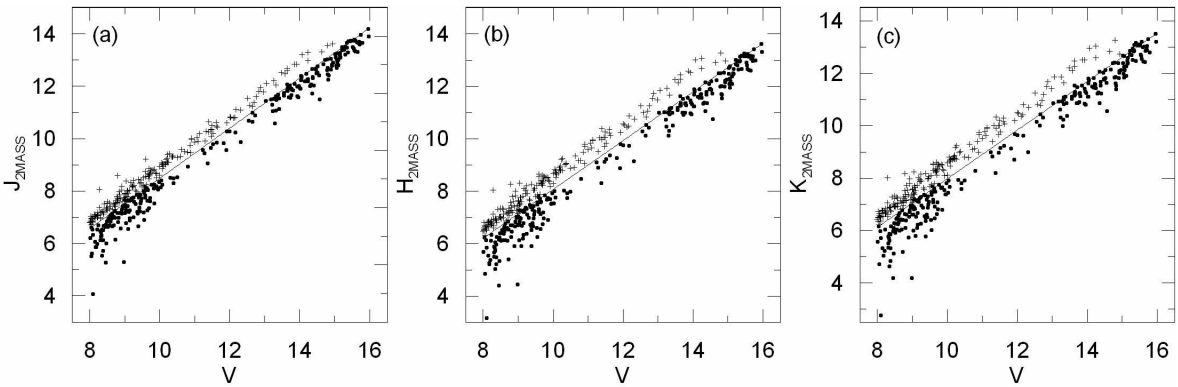
parlaklıkları ile optik parlaklıklarının karşılaştırılması Şekil 1 de gösterilmiştir. Spektroskopik yöntemler ile dev ve cüce olarak ayrılan yıldızların fotometrik olarak da iki farklı sınıfa ayrıldığı görülüyor. Ayırım, kırmızı-öte de oluşturulan (K_s x V) diyagramında daha belirgin oluyor. (J x V), (H x V) ve (K_s x V) diyagramlarında iki farklı kategoriye ayrılan yıldızların analitik ayırımları göz ile yapılmış olup matematiksel ifadeleri (1-3) numaralı bağıntılar ile verilmiştir.

$$J = 0.957 * V - 1.079 \quad (1)$$

$$H = 0.931 * V - 1.240 \quad (2)$$

$$K_s = 0.927 * V - 1.292 \quad (3)$$

Her üç diyagramda dev yıldızlar eğrilerin altında yer alırken, cüce yıldızlar aynı eğrilerin üst kısımlarında bulunmaktadır. Bu sonuç, fotometrik ayırımın yıldızların optik ve kırmızı-öte parlaklıkları karşılaştırılarak yapılabileceğini gösteriyor.



Şekil 1. Örneğimizi oluşturan yıldızların parlaklık – parlaklık diyagramları: J x V (a), H x V (b) ve (K_s x V). (+) cüceleri ve (●) dev yıldızları gösteriyor.

3. Uygulama

Dev ve cüce yıldızların ayırımı için elde edilen fotometrik kalibrasyonlar, Basel astronomları tarafından UBV fotometrik gözlemleri yapılan iki yüksek Galaktik enlemli SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarına uygulanmıştır [30,31]. Yıldız alanlarına ait karakteristik veriler Tablo 1 de verilmiştir. Yıldız alanlarındaki galaksi-dışı cisimlerin ayırımında Bilir, Karataş ve Ak [32] ait yöntem kullanılarak alandaki yıldızlar belirlenmiştir. Yıldızların V parlaklıkları Basel kataloklarından, 2MASS verileri ise Cutri ve ark. [29] dan alınmıştır. SA 54 ve SA 82 alanları için (J x V), (H xV) ve (K_s x V) diyagramları Şekil 2 de gösterilmiştir. Aynı şekil üzerine, Şekil 1 de kalibrasyon yıldızlarından belirlenmiş lineer çizgiler de çizilmiştir. Alanlarda dev yıldızların belirlenmesinde J x V diyagramları dikkate alınmıştır. Her iki yıldız alanının limit kadiri V=18 olmasına karşın, dev-cüce yıldızların ayırımı kalibrasyonların geçerli olduğu V=16 kadiri için yapılmıştır.

Tablo 1. SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarına ait bilgiler. Burada, N_{kaynak} alandaki nokta kaynak sayısı, $N_{galaksi}$ alandaki galaksi sayısı, $N_{cüce}$ ve N_{dev} alandaki cüce ve dev yıldızların sayısını gösteriyor.

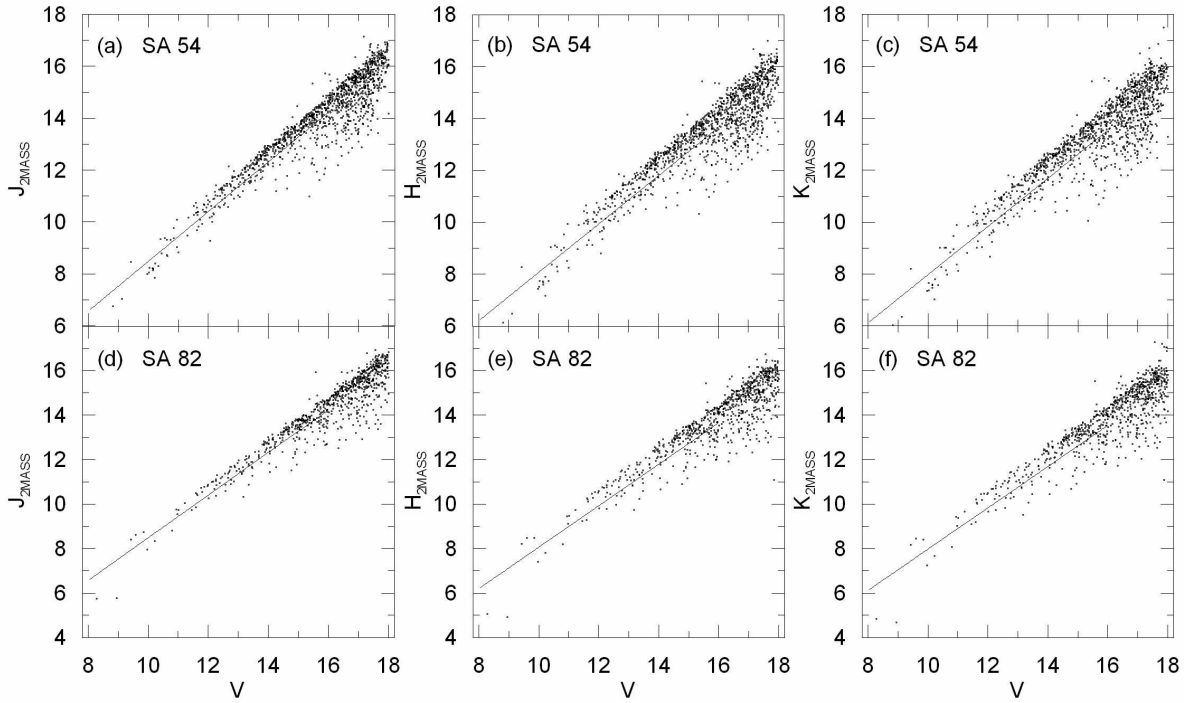
Alan	l (°)	b (°)	Büyüklük(□²)	N_{kaynak}	$N_{galaksi}$	$N_{cüce}$	N_{dev}
SA 54	200.1	58.8	2.56	1334	66	1168	100
SA 82	6.3	66.3	1.20	909	79	747	83

Şekil 2 de, J x V diyagramları üzerindeki kalibrasyon çizgisinin altında yer alan dev yıldızların sayısı SA 54 ve SA 82 için, sırası ile, 100 ve 83 olarak belirlenmiştir. Dev yıldızların mutlak kadirleri Ratnatunga ve Freeman [27] nun bağıntıları ile hesaplanmıştır.

$$M(V) = A_o + 1.11[Fe/H] + 0.443 \tag{4}$$

$$A_o = 68.08 + 170.3C + 163.4C^2 - 71.20C^3 + 11.75C^4 \tag{5}$$

$$C = \min\{(B-V)_o - 0.10[Fe/H] - 0.013, 1.80\} \tag{6}$$



Şekil 2. SA 54 (a, b, c) ve SA 82 (d, e, f) yıldız alanlarına ait parlaklık – parlaklık diyagramları. Katı çizgiler Şekil 1 den alınmıştır.

Burada M(V) mutlak kadir, [Fe/H] metal bolluğu ve C de yıldız rengi ve metal bolluğuna duyarlı bir parametredir. Alan dev yıldızlarının metal bollukları, (U-B) – (B-V) iki renk diyagramları üzerine Lejuene, Cuisinier ve Buser [33] ait sentetik veriler kalibre edilerek tayin edilmiştir (Şekil 3). Bunun için Lejuene ve ark. [33] nın yıldız kütüphanesinden yüzey çekim ivmesi log g = 3.0 ve metal bolluğu aralığı $-3 \leq [Fe/H] \leq +1$ dex olan eş metal bolluğu eğrileri seçilmiştir. Yıldızların metal bolluğu tayini, yıldızların iki renk diyagramlarındaki konumları ile eş metal bolluğu çizgileri dikkate alınarak yapılmış ve Güneş'ten olan uzaklıkları (7) numaralı bağıntı ile hesaplanmıştır.

$$\left[V - M(V)\right]_o = 5\log r - 5 \tag{7}$$

Dev yıldızların Galaksi düzleminden olan uzaklığı $z^* = r\sin(b)$ bağıntısı ile belirlenmiş olup burada (b) yıldızın Galaktik enlemini gösterir.

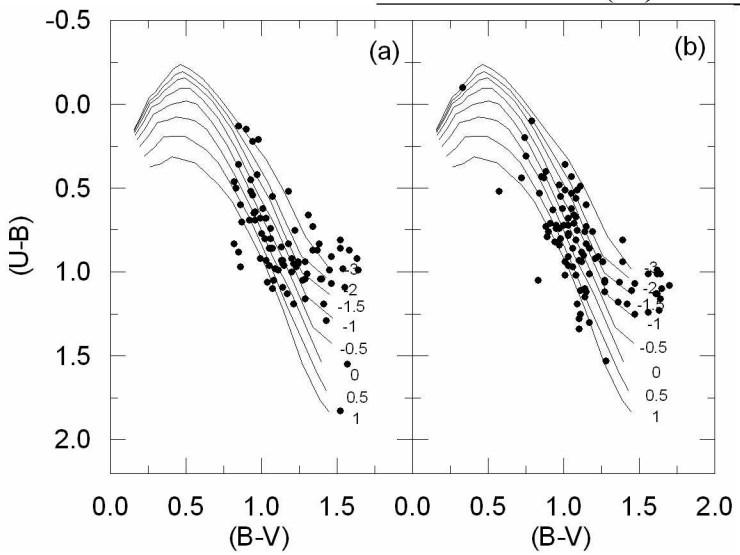
SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarının logaritmik uzay yoğunlukları Tablo 3 ve 4 te verilmiştir. Burada D* = log D + 10, $D = N/\Delta V_{1,2}$, N yıldız sayısı ve $\Delta V_{1,2}$ $r_1 - r_2$ uzaklığına karşılık gelen uzay hacmi olup $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2 (A/3)(r_2^3 - r_1^3)$ tür. A, incelenen alanın büyüklüğüdür.

Tablo 3. SA 54 yıldız alanı için D*=log D + 10 logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu. Semboller yazı içinde açıklanmıştır. Uzaklıklar (pc), hacimler (pc^3) birimindedir.

$r_1 - r_2$	$\Delta V_{1,2}$	N	z*	D*
0-1	2.60 (05)	24	0.52	5.97
1-2	1.82 (06)	17	1.34	4.97
2-5	3.04 (07)	13	2.86	3.63
5-10	2.27 (08)	14	6.14	2.79
10-15	6.17 (08)	8	10.78	2.11
15-25	3.18 (09)	10	18.18	1.50
25-40	1.26 (10)	9	27.03	0.85
40-54	2.43 (10)	5	43.78	0.31

Tablo 4. SA 82 yıldız alanı için D*=log D + 10 logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu. Semboller yazı içinde açıklanmıştır. Uzaklıklar (pc), hacimler (pc^3) birimindedir.

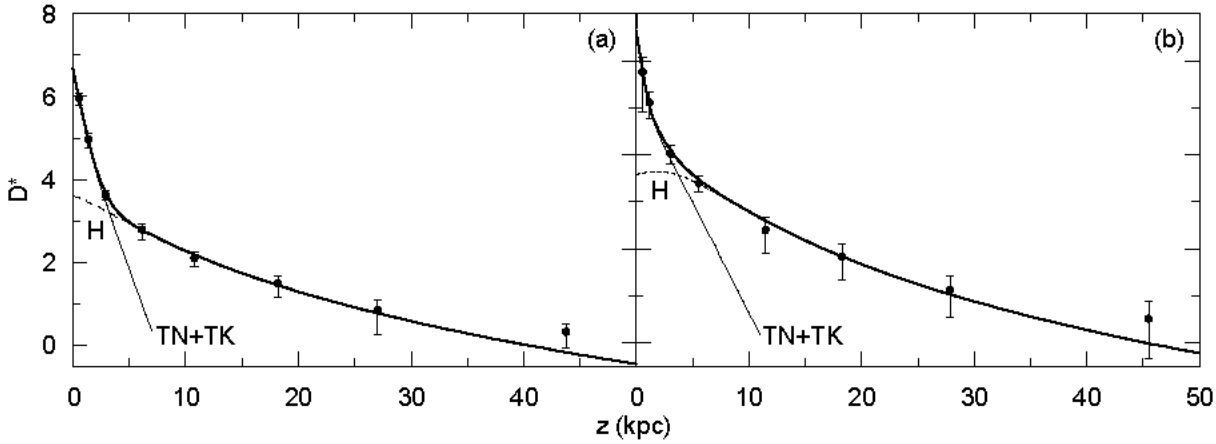
$r_1 - r_2$	$\Delta V_{1,2}$	N	z*	D*
0-1	1.22 (05)	7	0.56	5.76
1-2	8.53 (05)	10	1.15	5.07
2-5	1.43 (07)	16	3.04	4.05
5-7.5	3.62 (07)	9	5.56	3.40
7.5-15	3.60 (08)	9	11.47	2.40
15-25	1.49 (09)	9	18.28	1.78
25-40	5.89 (09)	8	27.83	1.13
40-60	1.85 (10)	6	45.47	0.51
60-90	6.25 (10)	9	70.31	0.16



Şekil 3. SA 54 (a) ve SA 82 (b) yıldız alanlarına ait (U-B, B-V) iki renk diyagramları. Eş metal bolluğu çizgileri Lejuene ve ark. [33] dan alınmıştır.

4. Galaktik Model Parametreleri

Yıldızların Tablo 3 ve 4 te verilen gözlemsel uzay yoğunlukları ile ince disk, kalın disk ve halo popülasyonlarının birleşimine ait teorik uzay yoğunluklarının karşılaştırılması minimum χ^2 metodu kullanılarak yapılmıştır. Teorik hesaplarda kullanılan model formülleri bu çalışmada fazla yer tutmaması için verilmemiştir. Teorik modeller hakkında geniş bilgi Karaali, Bilir ve Hamzaoğlu [12] ve Bilir, Karaali ve Gilmore [13] dan alınabilir. Üç popülasyona ait model parametreleri ile toplam uzay yoğunlukları Tablo 5 te verilmiştir. Çalışmanın en dikkat çekici yanı, SA 54 ve SA 82 alanlarında dev yıldızların toplam logaritmik uzay yoğunlukları için hesaplanan, sırası ile, n*=6.68 ve n*=6.62 değerlerinin Güneş komşuluğundaki dev yıldızlar için verilen n*=6.64 sonucuna çok yakın bulunmasıdır (Gliese [34]). Alanlardaki halo devlerinin basıklık oranı $\kappa = 0.74$ olarak hesaplanmış olmasına karşın kalın disk devlerinin yükseklik ölçeği oldukça farklı bulunmuştur. SA 54 ve SA 82 yıldız alanındaki kalın disk devlerinin yükseklik ölçeği, sırası ile H = 583 ve H = 927 pc olarak hesaplanmıştır. Bu sonuç Galaktik model parametrelerinin Galaktik boylama bağlı olduğunu gösteriyor [35]. Gerçekten her iki alan hemen hemen aynı Galaktik enlemde bulunmalarına karşın, SA 82 Galaksi merkezine ve SA 54 ise bu merkeze zıt doğrultuda bulunmaktadır.



Şekil 5. SA 54 (a) ve SA 82 (b) yıldız alanlarına ait gözlemsel (●) ve hesaplanmış (kalın katı çizgi) yoğunluk diyagramları. İnce katı çizgi disk popülasyonlarının toplamı ve kesikli çizgi ise halo popülasyonu için hesaplanmış yoğunluğu gösterir.

Tablo 5. İki yıldız alanı için hesaplanan Galaktik model parametreleri. Burada n* logaritmik uzay yoğunluğunu, H yükseklik ölçeğini, κ halonun basıklık oranını, n^*_{toplam} üç popülasyonun Güneş civarı için hesaplanan logaritmik uzay yoğunluğunu ve χ^2_{min} gözlemsel - teorik uzay yoğunluk fonksiyonlarının karşılaştırılması ile hesaplanan ve en küçük farkı gösteren istatistiksel sonuçtur.

Pop→	İnce disk		Kalın disk		Halo			
Alan	n*	H (pc)	n*	H (pc)	n*	κ	n^*_{toplam}	χ^2_{min} (10^{-10})
SA 54	$6.64^{+0.01}_{-0.01}$	301^{+3}_{-3}	$5.58^{+0.03}_{-0.03}$	583^{+23}_{-22}	$3.66^{+0.12}_{-0.15}$	$0.74^{+0.26}_{-0.21}$	6.68	178
SA 82	$6.60^{+0.01}_{-0.01}$	259^{+4}_{-3}	$5.34^{+0.03}_{-0.04}$	927^{+43}_{-39}	$3.61^{+0.07}_{-0.10}$	$0.74^{+0.07}_{-0.09}$	6.62	341

5. Sonuç

Bu çalışmada, alan yıldızlarının 2MASS ve V fotometrik parlaklıkları V = 16 limit kadirine kadar karşılaştırılarak alan dev ve alan cüce yıldızlarının ayırımı yapılmıştır. Kalibrasyon spektroskopik verilere dayalı olduğundan dev-cüce yıldızların ayırımı oldukça güvenilirdir. Yeni yöntem SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarına uygulanmış ve alan dev yıldızlarının Galaktik model parametreleri tayin edilmiştir.

Sonuçlarımız literatür ile uyum içerisindedir. Literatürde dev yıldızlara ait model parametreleri genellikle disk popülasyonu ile sınırlı kalmıştır. Bu çalışma ile yıldız alanlarında farklı popülasyon dev yıldızları için, ince disk, kalın disk ve halo, hassas model parametreleri vermekteyiz. Örneğin Pritchet [14], Bahcall ve Soneria [15] ve Buser ve Kaeser [16] ince disk dev yıldızlarının yükseklik ölçeğini, sırası ile, 150-250 pc, 250 pc ve 300 pc ten küçük olarak vermektedir. Mendez ve van Altena [17] disk alt devleri için yükseklik ölçeğini daha hassas olarak H = 250 ± 32 pc vermektedir. Literatürde dev yıldızların model parametrelerini veren en yeni çalışma Cabrera-Lavers ve ark. [18] na aittir. Araştırmacılar ince ve kalın disk dev yıldızlarının yükseklik ölçeğini, sırası ile, H = 269 ± 13 pc ve H = 1062 ± 52 pc olarak vermektedirler. Çalışmamızdaki ince diske ait yükseklik ölçeği hemen hemen Cabrera-Lavers ve ark. [18] nın sonuçları ile uyumludur. Kalın diske ait sonuçlar sadece SA 82 yıldız alanı ile uyumlu iken (H = 927pc), SA 54 alanına ait yükseklik ölçeği Cabrera-Lavers ve ark. [18] nın sonuçlarından 1.82 kat daha küçüktür. Her iki yıldız alanı için hesaplanan toplam logaritmik uzay yoğunluğu (n*=6.68, SA 54 ve n*=6.62, SA 84) Gliese

[34] nun Güneş civarındaki dev yıldız sayımlarından hesapladığı n*=6.64 değeri ile uyumludur.

Bu çalışmada elde edilen kalibrasyon ve yöntemler dev yıldızların daha kolay belirlenebildiği gökcisimlerine de uygulanabilir. Bilindiği gibi açık ve küresel kümeler, evrimlerinin farklı aşamalarındaki yıldızları barındırdıklarından incelenen kümelerde dev ve cüce yıldızlar kolaylıkla ayırt edilebilir. Bilir, Güver ve Aslan [35] yeni kalibrasyonların geçerliliğini test etmek için NGC 752 açık kümesini TUG da bulunan ROTSE IIId teleskopu ile gözlemlediler. Yeni kalibrasyonlar büyük bir doğruluk ile NGC 752 açık kümesindeki cüce ve dev yıldızları ayırt etmekle beraber Bilir ve ark. [35] yeni kalibrasyonları ROTSE IIId teleskopuna uyarlayarak dev - cüce yıldız ayırımını robotik teleskoplar ile etkin bir şekilde yapılabileceğini gösterdiler. Bu çalışmamızda bahsettiğimiz yeni yöntem, kalibrasyonlar ve veriler Bilir ve ark. [36] tarafından Astromische Nachricten dergisinde yayınlanmıştır.

6. Kaynaklar

[1] Eggen, O.J., Lynden-Bell, D., Sandage, A.R. (1962), "*Evidence from the Motions of Old Stars that the Galaxy Collapsed*", *ApJ*, 136, 748-766.

[2] Norris, J.E. (1986), "*Population studies. II - Kinematics as a Function of Abundance and Galactocentric Position for (Fe/H) of -0.6 or less*", *ApJS*, 61, 667-698.

[3] Carney, B.W., Latham, D.W., Laird, J.B. (1990), "*A Survey of Proper-motion Stars. X - The Early Evolution of the Galaxy's Halo*", *AJ*, 99, 572-589.

[4] Beers, T.C., Sommer-Larsen, J. (1995), "*Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy*", *ApJS*, 96, 175-221.

[5] Searle, L., Zinn, R. (1978), "*Compositions of Halo Clusters and the Formation of the Galactic Halo*", *ApJ*, 225, 357-379.

[6] Freeman, K., Bland-Hawthorn, J. (2002), "*The New Galaxy: Signatures of Its Formation*", *ARA&A*, 40, 487-537.

[7] Gilmore, G., Reid, N. (1983), "*New Light on Faint Stars. III - Galactic Structure towards the South Pole and the Galactic Thick Disc*", *MNRAS*, 202, 1025-1047.

[8] Gilmore, G., Wyse, R.F.G. (1985), "The Abundance Distribution in the Inner Spheroid", *AJ*, 90, 2015-2026.

[9] Wyse, R.F.G., Gilmore, G. (1986), "*Kinematics of the Galaxy from a Magnitude-Limited Proper-Motion Sample*", *AJ*, 91, 855-869.

[10] Chen, B. ve ark. (2001), "*Stellar Population Studies with the SDSS. I. The Vertical Distribution of Stars in the Milky Way*", *ApJ*, 553, 184-197.

[11] Siegel, M.H., Majewski, S.R., Reid, I.N., Thompson, I.B. (2002), "*Star Counts Redivivus. IV. Density Laws through Photometric Parallaxes*", *ApJ*, 578, 151-175.

[12] Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E. (2004), "*A Different Approach for the Estimation of Galactic Model Parameters*", *MNRAS*, 355, 307-320.

[13] Bilir, S., Karaali, S., Gilmore, G. (2006), "*Investigation of the ELAIS Field by Vega Photometry: Absolute Magnitude-Dependent Galactic Model Parameters*", *MNRAS*, 366, 1295-1309.

[14] Pritchet, C. (1983), "*Application of Star Count Data to Studies of Galactic Structure*", *AJ*, 88, 1476-1488.

[15] Bahcall, J.N., Soneira, R.M. (1984) "*Comparisons of a Standard Galaxy Model with Stellar Observations in Five Fields*", *ApJS*, 55, 67-99.

[16] Buser, R., Kaeser, U. (1985), "*The Basel High-latitude Survey of the Galaxy. I - Star Count Analysis from Galaxy Models*", *A&A*, 145, 1-18.

[17] Mendez, R.A., van Altena, W.F. (1996), "*Galactic Structure Toward the Open Clusters NGC 188 and NGC 3680*", *AJ*, 112, 655-667.

[18] Cabrera-Lavers, A., Garzon, F., Hammersley, P.L. (2005), "*The Thick Disc Component of the Galaxy from Near Infrared Colour-magnitude Diagrams*", *A&A*, 433, 173-183.

[19] Gliese, W., Jahreiss, H. (1991), "*Preliminary Version of the Third Catalogue of Nearby Stars*", *Veröff. Astron. Rechen-Inst*, Heidelberg.

[20] Jahreiss, H., Wielen, R. (1997), "*The Impact of HIPPARCOS on the Catalogue of Nearby Stars. The Stellar Luminosity Function and Local Kinematics*", *ESASP 402*, 675, eds. Battrick, B., Perryman, M., & Bernacca, P.

[21] Ak, S.G., Karaali, S., Buser, R. (1998), "*Metal-poor Turnoff and Subgiant Field Stars in the Galaxy. I. RGU Photometry in a High-Latitude Field near M101*", *A&AS*, 131, 345-354.
[22] Karataş, Y., Karaali, S., Buser, R. (2001), "*Analysis of RGU Photometry in Selected Area 141*", *A&A*, 373, 895-898.
[23] Karaali, S., Bilir, S., Buser, R. (2004), "*Comprehensive Analysis of RGU Photometry in the Direction to M5*", *PASA*, 21, 275-283.
[24] Bilir, S., Karaali, S., Buser, R. (2004), "*Analysis of RGU Photometry in Selected Area 51*", *TJPh*, 28, 289-299.
[25] Karataş, Y., Bilir, S., Karaali, S., Ak, S.G. (2004), "*Analysis of UBV Photometry in Selected Area 133*", *AN*, 325, 726-732.
[26] Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., Ralite, N. (2001), "*Catalogue of [Fe/H] Determinations for FGK Stars: 2001 Edition*", *A&A*, 373, 159-163.
[27] Ratnatunga, K.U., Freeman, K.C. (1989), "*Field K Giants in Galactic Halo. II - Improved Abundance and Kinematic Parameters*", *ApJ*, 339, 126-148.
[28] Skrutskie, M.F., ve ark. (2006), "*The Two Micron All Sky Survey (2MASS)*", *AJ*, 131, 1163-1183.
[29] Cutri, R.M., ve ark. (2003), *VizieR On-line Data Catalog: II/246*. Originally published in: University of Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center.
[30] Becker, W., Morales-Duran, C., Ebner, E., Esin-Yılmaz, F., Fenkart, R., Hartl, H., Spaenhauer, A. (1982), "*Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and other Fields in the RGU-UBV Systems (VIII)*", *Pub. Basel Astronomical Institute*.
[31] Becker, W., Fenkart, R.P., Del Rio, G., Esin-Yılmaz, F., Gülseçen, H., Karaali, S., Topaktaş, L. (1991), "*Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and other Fields in the RGU-UBV Systems (XIII)*", *Pub. Basel Astronomical Institute*.
[32] Bilir, S., Karataş, Y., Ak, S.G. (2003), "*Extragalactic Objects in Basle Fields*", *TJPh*, 27, 235-240.
[33] Lejeune, Th., Cuisinier, F., Buser, R. (1997), "*Standard Stellar Library for Evolutionary Synthesis. I. Calibration of Theoretical Spectra*", *A&AS*, 125, 229-246.
[34] Gliese, W. (1969), "*Catalogue of Nearby Stars. Edition 1969*", *Veröff. Astron. Rechen-Inst.* Heidelberg, No:22
[34] Bilir, S., Karaali, S., Ak, S.G., Yaz, E., Hamzaoğlu E. (2006), "*Absolute Magnitude and Galactic Longitude Dependent Galactic Model Parameters*", (*New Astronomy* sunuldu)
[35] Bilir, S., Güver, T., Aslan, M. (2006), "*Separation of Dwarf and Giant Stars with ROTSE-IIId*", *AN*, 327, 693-697.
[36] Bilir, S., Karaali, S., Güver, T., Karataş, Y., Ak, S. G. (2006) "*Galactic Model Parameters for Field Giants Separated from Field Dwarfs by their 2MASS and V Apparent Magnitudes*", *AN*, 327, 72-81.

29 MART 2006 TAM GÜNEŞ TUTULMASINDA BEYAZ IŞIK KORONASININ YAPISI VE BASIKLIĞI

Z.Funda BOSTANCI[1], M.Türker ÖZKAN[1], Nurol AL ERDOĞAN[1], Nilda OKLAY[1], Asuman GÜLTEKİN[1], Adnan ÖKTEN[1], Mevlana BAŞAL[1], Mehmet KARA[1]

Özet

Bu çalışmada, Ilıca da (Antalya-Manavgat) gerçekleştirilen 29 Mart 2006 tam güneş tutulması sırasında yapılan fotografik tutulma gözlemleri kullanılarak güneş koronasının beyaz ışık yapısı ortaya koyulmakta ve basıklık ölçümleri sunulmaktadır. Bu tutulmanın koronal yapı itibariyle 23. güneş çevriminin minimumu ile genel bir uyum içerisinde olduğu görülmektedir. Güneş uzaklığının bir fonksiyonu olarak Ludendorff basıklık parametreleri hesaplanmış ve 1.1 ile 1.83 güneş yarıçapı aralığında elde edilen sonuçların daha önce yapılan çalışmalar [3], [6] ve [7] ile tatminkar bir uyum içerisinde olduğu görülmüştür.

Anahtar Kelimeler: *Güneş tutulması , korona , koronal yapılar, basıklık.*

Abstract

In this work, the preliminary results of the white light structure of solar corona and flattening measurements are investigated using photographic eclipse observations performed during total solar eclipse of March 29, 2006 carried out in Ilıca near Antalya, Manavgat. This eclipse practically coincided with the minimum of solar cycle 23. Ludendorff flattening parameters are computed as a function of the solar distance. The results obtained within the range of 1.1 to 1.83 solar radii seem to be in satisfactory agreement with previous works [3], [6] and [7].

Key words: *Solar eclipse, corona, coronal structures, flattening.*

1. Giriş

Bir önceki tam güneş tutulmasından 7 yıl sonra yine Ülke'mizden 29 Mart 2006 tam güneş tutulmasını gözlemek bizler için büyük bir fırsat olmuştur. Öncekinin tersine olarak bu defa 11 yıllık güneş etkinlik çevriminin minimum evresinde meydana gelen bu doğa olayı, tutulma koridoru içerisinde hava koşullarının daha uygun olması beklenen Antalya'nın Manavgat ilçesi Ilıca beldesinde gözlenmiştir.

Bilindiği gibi tam güneş tutulmaları güneş koronasının ayrıntılı incelenebilmesi için iyi bir fırsattır. Atmosferin etkisi ortadan kaldırılarak uzaydan gözlem yapma imkanı olmakla beraber, Arz tabanlı korona gözlemleri önemini korumaktadır. Zira, yapılarından dolayı, uzay tabanlı koronografларla diske 1.3 güneş yarıçapından daha yakın iç koronal tabakaların

[1] *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul, Tel:0212-440 00 00, fax 0212 440 03 70, bostanci@istanbul.edu.tr, ozkant@istanbul.edu.tr, al@istanbul.edu.tr, nildaoklay@gmail.com, fezadan@hotmail.com, aokten@istanbul.edu.tr, mbasal@istanbul.edu.tr, mkarameh@yahoo.com*

gözlenmesi mümkün değildir. Arz tabanlı tutulma gözlemleri ise, daha iç tabakaların gözlemini mümkün kılmaktan başka, daha büyük odak uzaklıklı aletlerle daha yüksek ayırma güçlü gözlemler yapma imkanı da sağlarlar. Büyük boyutlu cam plaklar veya filmler kullanılmak suretiyle 3-5 güneş yarıçapına kadar olan koronal bölgeler gözlenebilir. Gerektiğinde radyal filtreler kullanarak bu çapı daha da uzatmak mümkündür.

Plazma halindeki çok sıcak ve seyrek gazdan oluşan bu tabaka, iç ve dış korona olmak üzere kabaca iki kısımda incelenir. Konumuz olan iç korona, kendi ışınımı da olmakla beraber, daha ziyade fotosferik ışığın koronal elektronlar tarafından saçılmasıyla görünür hale gelir. Parlaklığı güneş diskinin parlaklığı ile mukayese edildiğinde çok zayıftır. Fotosferinkinden yaklaşık bir milyon kez daha zayıf olan ışığı, normal şartlar altında Arz'dan gözlem yapıldığında fark edilemez. Ancak tam tutulmalar sırasında Ay'ın fotosferi örtmesi sayesinde görülebilir.

29 Mart 2006 tam güneş tutulması, aynı zamanda içinde bulunduğumuz yüzyılın Ülke'mizden gözlenebilen ilk tam tutulmasıdır. Ülke'mizden gözlenebilecek bir sonraki benzer tutulmanın 2060 yılında gerçekleşecek olması, bu tutulmayı bizim için daha da önemli kılmıştır. Dolayısıyla, mümkün olduğunca farklı deneyler yapılarak, çok uzun bir süre tekrarlanmayacak olan bu fırsattan azami derecede yararlanılmaya çalışılmıştır.

Bunlardan biri olan çalışmamızda, güneş koronasının genel yapısı , koronal yapıların şekli ve dağılımı ile koronanın basıklığı incelenmekte ve benzer çalışmalarla karşılaştırılarak tartışılmaktadır.

2. Gözlemler ve İndirgemeler

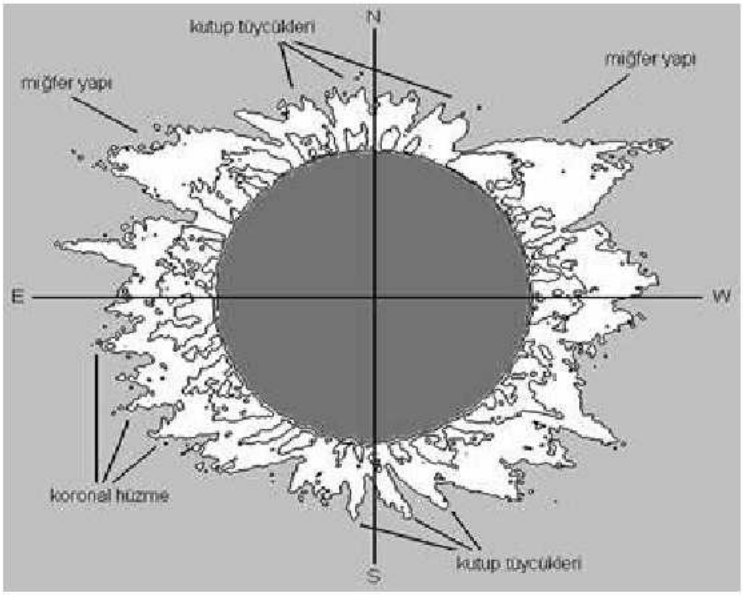
Gözlemler açıklığı 100mm ve odak uzunluğu 1000mm olan bir mercekli teleskop ve buna bağlı Canon EOS 500-N modeli bir fotoğraf makinesi kullanılarak yapılmış, tam tutulma boyunca 35 x 24 mm boyutlu Kodak Tmax 100 pro S/B filmler üzerine farklı poz sürelerinde toplam 53 koronal beyaz ışık görüntüsü alınmıştır. Çekilen filmlerin banyosu Bölüm'ümüz film laboratuarında yapılmış, elde edilen negatifler Microtek Artix Scan 4000t model 35mm negatif film tarayıcı ile 16 bit gri tonlama ve 2000 dpi ayırma ile taratılarak sayısallaştırılmıştır. Elde edilen sayısal görüntüler 2414x1707 piksel formatındadır. Ancak farklı pozlarda çekilen filmlerden kompozit görüntülerin oluşturulduğu sonraki aşamalarda dış koronal bölgelerin çalışılabilmesi için görüntü boyutları 434x378 piksel'e indirgenmiş, bu sayede disk kenarından $1.83R_{güneş}$ yarıçapı mesafeye kadar çalışabilme imkanı elde edilmiştir. Yazılan programlar aracılığıyla tüm beyaz ışık koronasını temsil eden kompozit görüntünün oluşturulmasında, sırasıyla 1/1000, 1/500, 1/250, 1/125, 1/60, 1/30, 1/15, 1/8, 1/4, ve 1/2 sn olmak üzere 10 farklı poz süresinde alınan görüntüler kullanılmıştır. Daha önce güneş üzerindeki bazı belirgin oluşumlar (güneş lekeleri ve prominensler) yardımıyla yön tayini yapılmış ve eksenler çizilmiştir. Sonrasında yine hazırlanan yazılımlar vasıtası ile koronal yapılar belirlenmiş ve kompozit görüntü üzerinden kontur haritaları çizdirilmiştir. Koronanın basıklık parametresi bu konturlar esas alınarak tayin edilmektedir. Bunu görüntü üzerinden yaparken Ludendorff bağıntısı olarak bilinen aşağıdaki ifade kullanılmıştır [1],

$$\varepsilon = \frac{E_1 + E_2 + E_3}{P_1 + P_2 + P_3} - 1 \qquad (1)$$

Burada E_1 ve P_1 korona eş yoğunluk eğrilerinin ekvatoral ve kutupsal çaplarını göstermektedir. Kalanlardan E_2 ve E_3 ekvatoral çap E_1 'in her iki tarafından 22.5 derece açıklık ile çizilen eş yoğunluk eğrilerinin çapları, P_2 ve P_3 ise kutupsal eksen P_1'in her iki tarafından 22.5 derece açıklık ile çizilen eş yoğunluk eğrilerinin çaplarıdır.

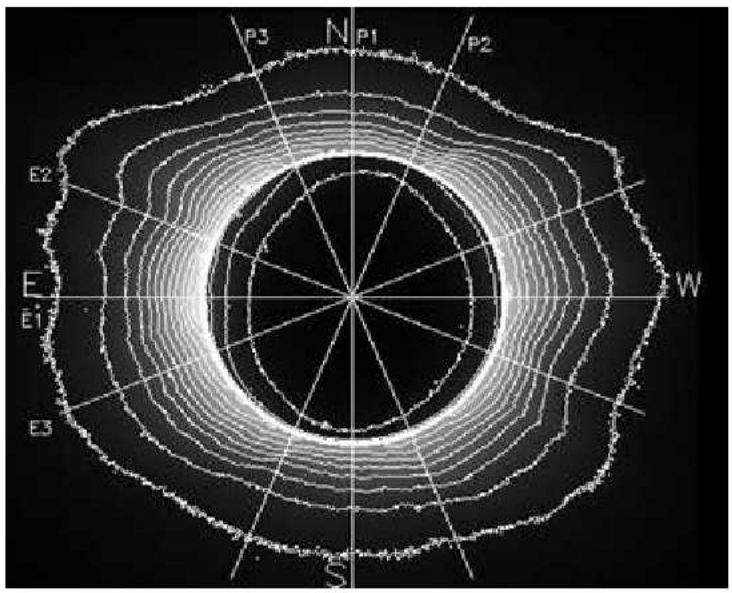
3. Tartışma ve Sonuç

Kompozit tutulma görüntülerinde bir çok koronal yapıyı görmek mümkündür. Şekil 1 de görüldüğü üzere özellikle miğfer yapılar, kutup tüycükleri ve koronal huzmeler çok açık biçimde belirgindirler.



Şekil 1. Beyaz ışık koronasındaki çeşitli yapılar.

Bir önceki bölümde belirtildiği gibi yönleri tayin edilmiş kompozit görüntü üzerinde eş yoğunluk eğrileri çizdirilmiş, yoğunluk değişiminin olduğu bölgeler için E_1, E_2 ve E_3 ekvatoral çaplar ile P_1, P_2 ve P_3 kutupsal çaplarını hesaplamak üzere bilgisayar yazılımları hazırlanarak Şekil 2'deki görüntü ve eksenler elde edilmiştir. Bu şekil üzerinden ölçülen değerler Tablo 1'de verilmektedir. Tablo'dan itibaren hesaplanan Ludendorff basıklık parametresi değerleri, Şekil 3' te diskten başlayarak artan yönde uzaklığın fonksiyonu olarak verilmişlerdir. Şekil'den görüldüğü üzere, basıklık disk kenarından koronanın dışına doğru doğrusal olarak artmaktadır.

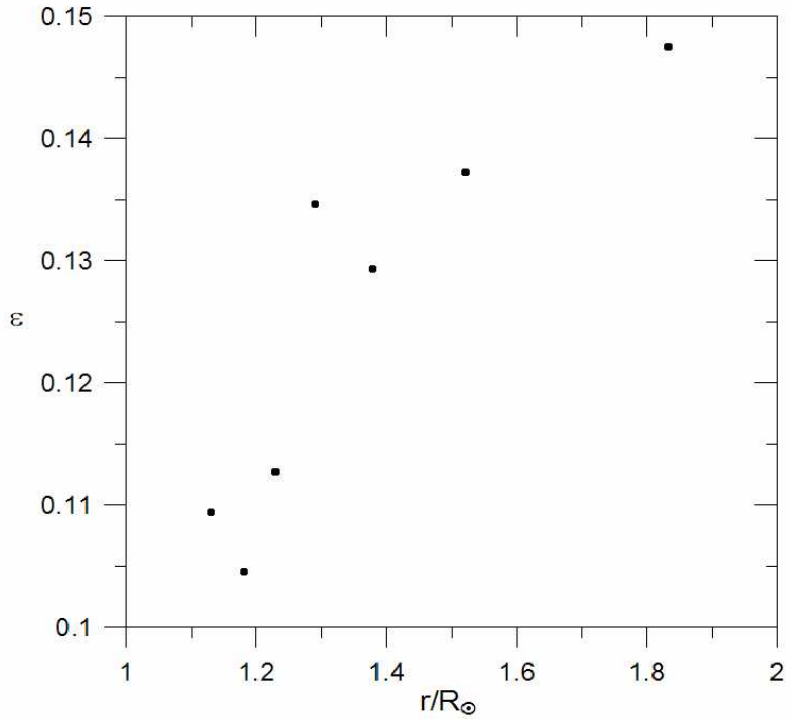


Şekil 2. Koronanın eş yoğunluk eğrileri ve Ludendorff basıklık parametresi hesabı için çizdirilen ekvatoral ve kutupsal çaplar.

Tablo 1. Eş yoğunluk eğrilerinden itibaren ölçülen çaplar (Son sütun disk kenarından Uzaklığı göstermektedir).

Eş Yoğ. Eğrisi	E_1 (Pixel)	E_2 (Pixel)	E_3 (Pixel)	P_1 (Pixel)	P_2 (Pixel)	P_3 (Pixel)	$r/R_\odot$
1	234,5	223	227	202	203	212	1,12
2	244,5	232	236,5	211	211,5	223	1,17
3	256	242	247,5	219,5	218	232,5	1,22
4	268,75	260	261,5	230	222,5	244	1,29
5	287,5	272,5	282,5	245	242	259	1,37
6	316	303	313	270,5	267,5	281,5	1,52
7	377,5	375	375,5	327	327	329	1,83

29 Mart 2006 tam güneş tutulması 23. etkinlik çevriminin minimum zamanlarında meydana gelmiştir. Elde edilen kompozit görüntünün (Şekil-1), güneş çevriminin minimum evresinden beklenen koronal yapı ile uyumlu olduğunu söylemek zordur. Bu durum muhtemelen söz konusu tutulmanın en önemli özelliklerinden biri olarak kayda geçecektir. Zira tutulma koronasının beyaz ışık yapısındaki çevrimsel değişimler yüz yıldır bilinmektedir [2]. Etkinlik minimumu civarında korona ekvatora doğru belirgin bir biçimde basıklaşmakta, maksimuma yakın ise yapılar neredeyse simetrik bir biçimde tüm yönlerde uzanmaktadırlar.



Şekil 3. Ludendorff parametresinin disk kenarından dışarıya doğru uzaklıkla değişimi.

Şekil-1 de gösterilenler ilk etapta göze çarpan çok bariz yapılardır ve kabaca diske göre simetrik bir dağılım gösterdikleri söylenebilir. Özellikle miğfer yapıların dağılımının buna iyi uyduğu görülmektedir. Kutup tüycükleri ise, yine hem Kuzey'de hem de Güney'de mevcut olmakla birlikte, Kuzey'dekiler hem daha geniştirler hem de diskten daha uzak mesafelere uzanmaktadırlar. Benzer şekilde Doğu taraftaki koronal huzmelerin de Batı tarafındakilere göre biraz daha etkin olduğu görülmektedir. Bu durumun tutulma sırasında Doğu kenarında sırasıyla 45, 65 ve 73 derece konum açılarında (Kuzey'den itibaren ölçülür) gözlenen prominenslerden kaynaklandığı söylenebilir. Aynı şekilde tutulma günü Doğu

kenarına yakın yer alan leke grubu da kenarlar arasındaki etkinlik farkını destekleyen bir unsur olarak düşünülebilir.

Tutulmada gerçekleştirilen diğer gözlemler ile ilgili çalışmalarımız devam etmektedir. Koronal yapıların bu çalışmalar sonucu elde edilecek daha ayrıntılı görünüm ve yorumları ileride sunulacaktır.

Basıklık parametresi hesabına dair ilave olarak şunlar söylenebilir: Tablo-1'de listelenen ε değerleri (Şekil-1) r=1.12 ile 1.83 $R_\odot$ arasındadır. Bu konuda daha fazla yorum yapabilmek için diskten itibaren en az 2-3 $R_\odot$ mesafelere gitmek ve bu değerlere karşılık gelen basıklıkları hesaplamak gerekir. Halbuki 100 mm açıklıklı teleskop ile 35x24 mm'lik filmler üzerine alınan görüntülerin çapı 9.66 mm'dir (Ay için). Dolayısıyla bu filmler üzerinde disk kenarından itibaren ancak yaklaşık 1.83 $R_\odot$ 'e kadar gidilebilmektedir.

Bu problemin çözümüne yönelik ilk yaklaşım olarak takip edilen yol şöyledir: Şekil-3 deki basıklık parametresi değerleri güneş diskinden itibaren monoton olarak artar. Ludendorff bağıntısının bu çizgisel artışa tekabül eden kısmı aşağıdaki şekilde verilmektedir [3], [7] .

$$\varepsilon = a + b\,(r / R_\odot - 1) \qquad (2)$$

Burada r = 2 $R_\odot$ alındığında ε değeri a+b değerini vermektedir. Bu değer bahsedilen sebeple kompozit görüntü üzerinden gözlemsel olarak bulunamadığı için, bir ilk yaklaşım olarak az önce ifade edilen (2) doğrusal denkleminden bulunmuştur. Diğer taraftan güneş çevrim evresi ϕ ile ε arasında bir ilişki olduğu uzun süredir bilinmektedir [3]. Bu tutulmanın meydana geldiği 23. etkinlik çevriminin evresi

$$\phi = \frac{T - T_{\min}}{T_{mak} - T_{\min}} \qquad (3)$$

bağıntısı ile bulunabilir. Burada T tutulma gözleminin yapıldığı tarihi, T_{min} gözlemin yapıldığı tarihe en yakın çevriminin minimumu ve T_{mak} de çevrimin en yakın maksimumunu gösterir. Buna göre T_{min} için [4] ve [5], ve T_{mak} için de [5] referansından alınan değerler kullanılarak ϕ için 0.11 hesaplanmıştır. ϕ 'nin değeri, tutulma minimumu civarında yaklaşık 0 ve tutulma maksimumu civarında yaklaşık 1 olmak üzere, 0 ile 1 arasında değişir. ϕ değeri ile a+b arasındaki ilişki, tutulmanın önceki tutulmalara göre basıklığının nasıl olduğunu verir. Yukarıda (2) denkleminden bulunan 2 $R_\odot$'teki basıklık değeri 0.103 olurken, [3] ve [6] ile verilen çalışmalar için aynı çevrim evresine (0.11) karşılık gelen gözlemsel basıklık değeri 0.23'tür. Aradaki farkın çalışmamızda dikkate alınan doğrusal yaklaşımdan kaynaklandığı düşünülebilir. 1.12 ile 1.83 $R_\odot$ arasında bulunan basıklık değerlerinin ise, [6]'da Şekil 5 olarak verilen Allen'nin minimum korona modeli ile uyumlu olduğu söylenebilir.

Bu problemi açıklığı 130 mm ve odak uzunluğu 1500 mm olan bir başka teleskopla yaptığımız gözlemleri kullanmak suretiyle tatminkar bir şekilde çözeceğimizi düşünmekteyiz. Bu teleskopa bağlı olan fotograf makinesinde kullandığımız filmlerin boyutları 60x60 mm ve üzerine düşen tutulma Ay'ının odak görüntüsü çapı 14.28 mm olduğundan, korona içinde disk kenarından itibaren gidebileceğimiz uzaklık yaklaşık 3.20 $R_\odot$ olacaktır. Bahsedilen gözlem setinden itibaren hesaplanacak basıklık değerleri bizi daha gerçekçi yorumlara götürecektir.

Teşekkür: *Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından desteklenmiştir. Proje No: 470/27122005*

Kaynaklar

[1] Petrov, N., Özkan, M.T., Dermendjiev, V.N., Ökten, A., ve Rompolt, B., 'Structure, Brightness Distribution and Flattening of the 1999 Eclipse Solar Corona', *Proceedings of the International Conference,* Varna, Bulgaria, Sept. 11-15, 2000, ed. D.N. Mishev and K.J.H. Philips, p.57, 2002.

[2] Koutchmy, S., Zirker, J.B., Steinolfson, R.S., ve Zhugzda, J.D., '*Solar Interior and Atmosphere'*, ed. Cox, A.N., Livingston, W.C., and Mathews, M.S., The University of Arizona pres, p. 1044, 1991.

[3] Saito, K., 'Photometry of the Solar Corona at the Total Eclipse on June 20, 1995' *Pub. of the astron. Soc. of Japan*, vol. 8, no. 3-4, 126, 1956

[4] Thompson, R., Solar Cycle 23 - a *Progress Report, Radio and Space Services,* http://www.ips. gov.au/ Educational/ 2/4/6

[5] *Solar Cycle Progression, NOAA*, http://www.sec.noaa.gov/SolarCycle/

[6] Hata, S., ve Saito, K., 'The Flattening, Total Light, Brightness Distribution and Polarization of The Solar Corona', *Annals of Tokyo Astron. Observat., second series,* vol. X, No. 1, p.16, 1966.

[7] Gulyaev, R.A., Vanyarkha, N.Ya. ve Vanyarkha, 'Photometrical Evidences in Favour of the "Flat Solar Corona"', E.S., *IAU Colloq. 144*, 111, 1994.

ROSSELAND ABSORPSİYON KATSAYILARININ LAGRANGE İNTERPOLASYON YÖNTEMİYLE FARKLI SICAKLIKLAR İÇİN HESAPLANMASI

Aysun BÖKE[2], Gülay İNLEK[1], Oktay YILMAZ[3], Edwin BUDDING[2]

Özet

Bu çalışmada, Kurucz Modeli (1998) opaklık tablolarından Rosseland absorpsiyon katsayılarının yoğunluğa göre değişimi, farklı sıcaklıklar için Lagrange interpolasyon yöntemiyle Fortran programında hesaplanmıştır ve sonuçlar Kurucz opaklık verileri ile karşılaştırılmıştır.

[2] *Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir, e-postalar: aysun@balikesir.edu.tr, inlek@balikesir.edu.tr*

[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale, e-postalar: o.yilmaz@comu.edu.tr, e-posta: ebudding@comu.edu.tr*

EKSANTRİK YÖRÜNGELİ ÇİFT YILDIZLAR KATALOGU

İbrahim BULUT[1], Osman DEMİRCAN[1]

Özet

Bu çalışmada, eksantrik yörüngeli çift yıldız sistemlerini içeren yeni bir katalog sunulmuştur. Katalogda yıldızlara ait genel bilgilerin yanında, yörünge ve salt parametrelerine de yer verilmiştir. Bu bilgiler Tablo 1-4 de yer almaktadır. Ayrıca Tablo 5-6 da sırasıyla Büyük Macellan Bulutsusu ve Küçük Macellan Bulutsusunda tespit edilen eksantrik yörüngeli örten çift yıldız sistemleri, bazı temel parametreleriyle birlikte listelenmiştir.

Anahtar kelimeler: *Değişen yıldızlar, Çift yıldızlar, Katalog*

Abstract

In this work, a new catalogue of binary stars with eccentric orbit is presented in the form of four separate tables of information. The fifth and sixth tables list the eclipsing binary stars with eccentric orbit in Large Magellanic Cloud and Small Magellanic Cloud.

Key words: *Variable stars, Binaries, Catalogue*

1.Giriş

Çift yıldızlar, birçok yıldız parametresini en güvenilir şekilde belirlemenin temel kaynağıdır. Ayrıca armutlaşma, dönmeden kaynaklanan bozulmalar, kenar kararma, yansıma gibi yıldızlarda meydana gelen önemli olaylarda çift yıldızlar üzerine yapılan çalışmalarla incelenebilmektedir.

Çift yıldızlar arasında eksantrik yörüngeli çiftler, sundukları bilgiler açısından önemli bir yer teşkil eder. Bilindiği gibi yörünge dış merkezliği, çift yıldızların evrimiyle ilişkili çok önemli bir parametredir. Eksantrik yörüngeli çift yıldızlar üzerinde yapılan eksen dönmesi çalışmaları, yıldızların yoğunluk dağılımlarının bir göstergesi olan iç yapı sabitlerinin gözlemlerle bulunmasının en önemli yoludur. İç yapı sabitleri, yıldızların iç yapıları hakkında gözlemsel bulguların elde edilmesini sağladığı gibi yıldız modellerinin gözlemsel testinin yapılmasına da olanak verir. Ayrıca eksen dönmesi ile Genel Görelilik Kuramı'nın gözlemsel testine yönelik çalışmalar da yapılmaktadır. Bu tür çalışmaların güvenilirliği, eksen dönmesi dönemi iyi bilinen sistemlerin sayısına ve bunlara ait bilgilerin duyarlılığıyla doğrudan ilişkilidir.

Eksantrik yörüngeli çift yıldız sistemlerine ilişkin listeler değişik zamanlarda farklı yazarlar tarafından yayınlanmıştır ([1], [2], [3], [4], [5], [6], [7]). Literatürde bu konuda yapılan en son çalışma [7] tarafından yayınlanmış olup, eksen dönmesi dönemi bilinen 128 tanede çift yıldız sistemini içermektedir.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100 Çanakkale*
Tel: 286-2180018, e-posta: ibulut@comu.edu.tr

Bu çalışmada sunulan katalogun, eksantrik yörüngeli çift yıldız sistemlerine ait bir çok parametreyi içermesi açısından, bu sistemler üzerine yapılacak gözlemsel ve kuramsal çalışmalar için önemli bir kaynak oluşturacağı umulmaktadır.

2. Seçim Kriterleri

Bir örten çift yıldız sisteminin yörünge asal ekseni bakış doğrultusunda değilse ve yörüngede eliptikse, ışık eğrisinde ikinci minimum 0.5 evresinden kaymış olarak gözlenir. Bu durum sistemin (O-C) diyagramında, birinci ve ikinci minimumlara ait noktaların zıt fazlı sinüs-eğrisi benzeri dalgalanmalar göstermesine neden olur. Bunlar eksantrik yörüngeli örten çift sistemlerini belirlemede kullanılan en önemli kriterlerdir.

Katalogdaki yıldızlar seçilirken öncelikle literatürde, eksantrik yörüngeli olduğu bildirilen çift yıldızlar toplanmıştır. Daha sonra Hipparcos [8]'un fotometrik veritabanı ve [9]'un (O-C) Diyagramları Atlası, yukarıdaki kriterlere göre taranmıştır. Tüm bu çalışmalarla toplam 247 çift yıldız sistemi belirlenmiştir.

Bunun yanında, Büyük Macellan Bulutsusu ve Küçük Macellan Bulutsusunda yapılan gözlemleri içeren OGLE [10] veri tabanı da taranmış, ışık eğrisinde ikinci minimumları 0.5 evresinden kaymış, 516 tane örten çift yıldız sistemi belirlenmiştir.

3. İçerik

Katalogumuz 6 tablo ve birde kaynakçadan oluşmaktadır. Tablo 1-4 de yıldızlar, [11]'in Değişen Yıldızlar Katalogundaki (GCVS) takım yıldızlarına göre listelenmiştir. Literatür Ağustos 2006 tarihine kadar taranmış olup, bu tarih itibariyle katalogun ilk 4 tablosunda yer alan yıldız sayısı 247'dir. Büyük Macellan Bulutsusu ve Küçük Macellan Bulutsusunda belirlenen eksantrik yörüngeli örten çift yıldız sistemleri Tablo 5-6 da yer almaktadır. Katalog yeni bilgiler ışığında sürekli güncellenmekte olup, katalogun bütününe *http://members.comu.edu.tr/ibulut/catalogue.htm* web adresinden ulaşılabilmektedir.

Katalogdaki bilgiler seçilirken şöyle bir yol izlenmiştir: eğer bir bilgi iki veya daha farklı makalede veriliyorsa, son yıllarda yapılan ve yüksek duyarlılıklı gözlemlere dayanan çalışmalara öncelik verilmiştir. Verilerin alındığı kaynak her tablonun son sütununda sıra numarasıyla temsil ediliş ve katalogun sonunda numara sırasına göre yazılmıştır. Ayrıca makalelerde verilmeyen fakat mevcut diğer verilerle elde edilebilecek parametreler varsa bunlar da hesaplanarak tablolara yerleştirilmiştir. Bu tür değerler italik yazı karakteriyle belirtilmiştir.

Katalog tabloları aşağıda belirtildiği şekilde düzenlenmiştir:

Tablo I: Yıldızlar Hakkında Genel Bilgiler

1. Katalog sıra numarası;
2. Değişen yıldız ismi;
3. Henry Draper (HD) katalog numarası;
4. Hipparcos katalog numarası;
5. Sağ açıklığı (2000);
6. Dik açıklığı (2000);
7. m_{max} sistemin maksimum parlaklığı;
8. $\Delta m = m_{max} - m_{min}$ parlaklık değişimi;
9. Parlaklıkların elde edildiği fotometrik sistem. Bu sütunda kullanılan temel kodlar Hp (Hipparcos filtresi), *V* (görsel, fotogörsel yada Johnson'nın *V* filitresi) ve *P* (fotografik parlaklık);
10. Tayf türü;
11. GCVS katalogunda verilen değişen türü. Bu sütunda (GCVS) katalogundaki kısaltmalar kullanılmıştır;

12. Kaynaklar.

Tablo II: Yıldızların Eksen Dönmesi Parametreleri

1. Katalog sıra numarası;
2. Değişen yıldız ismi;
3. Birinci minimum için referans Julian zamanı (HJD). Tutulma göstermeyen sistemler için enberi geçiş zamanı verilmiş olup [ ] parantezi içine yazılmıştır;
4. Yıldızıl dönem (gün biriminde);
5. Anomalistik dönem (gün biriminde);
6. Yörüngenin dış merkezliği;
7. Referans (HJD)'de enberi noktasının boylamı (derece biriminde);
8. Enberi noktası boylamındaki ilerleme miktarı (derece/çevrim biriminde);
9. Eksen dönmesi periyodu (yıl biriminde). Eğer eksen dönmesi dönemi bilinmiyorsa ikinci minimumun evresi verilmiştir.
10. İç yapı sabiti (eksen dönmesi sabiti);
11. Kaynaklar.

Tablo III: Yıldızların Fotometrik Parametreleri

1. Katalog sıra numarası;
2. Değişen yıldız ismi;
3. Birinci bileşenin kesirsel ışınım gücü;
4. İkinci bileşenin kesirsel ışınım gücü;
5. Birinci bileşenin kesirsel yarıçapı;
6. İkinci bileşenin kesirsel yarıçapı;
7. Yörüngenin eğimi (derece biriminde);
8. Işık eğrisi çözümüyle elde edilen yörünge dış merkezliği;
9. Kütle oranı;
10. Fotometrik çözüm yapılan ışık eğrisinin dalgaboyu;
11. Kaynaklar.

Tablo IV: Yıldızların Mutlak Parametreleri

1. Katalog sıra numarası;
2. Değişen yıldız ismi;
3. Birinci bileşenin kütlesi (Güneş kütlesi biriminde);
4. İkinci bileşenin kütlesi (Güneş kütlesi biriminde);
5. Birinci bileşenin yarıçapı (Güneş yarıçapı biriminde);
6. İkinci bileşenin yarıçapı (Güneş yarıçapı biriminde)
7. Birinci bileşenin sıcaklığı (K biriminde);
8. İkinci bileşenin sıcaklığı (K biriminde);
9. Birinci bileşenin ışınım gücü (Güneşin ışınım gücü biriminde);
10. İkinci bileşenin ışınım gücü (Güneşin ışınım gücü biriminde);
11. Birinci bileşenin yüzey çekim ivmesi (cgs);
12. İkinci bileşenin yüzey çekim ivmesi (cgs);
13. Kaynaklar.

Tablo V-VI: Büyük ve Küçük Macellan Bulutsusunda Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldızlar

1. Sıra numarası;

2. OGLE numarası;
3. Sağ açıklığı (2000);
4. Dik açıklığı (2000);
5. Yörünge dönemi (gün biriminde);
6. Birinci minimum için referans Julian zamanı (HJD);
7. *I* filtresinde maksimum parlaklık;
8. *I* filtresinde $\Delta m = m_{max} - m_{min}$ parlaklık değişimi;
9. *I* filtresinde ikinci minimumun derinliği;
10. İkinci minimumun evresi;
11. Örten yıldız türü.

Bu çalışma Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Komisyonu (BAP) tarafından 2005/31 No'lu proje olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

[1] Sterne, T. E. (1939), "Apsidal motion in binary stars II. distributions of density", *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 99, 662-671.
[2] Jeffery, C. S. (1984), "Apsidal motion in main-sequence binary stars", *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 207, 323-337.
[3] Hegedüs, T. (1988), "An updated list of eclipsing binaries showing apsidal motion", *Bull. Inform. CDS*, 35, 15-28.
[4] Hegedüs, T. (1989), "An updated list of eclipsing binaries showing apsidal motion", *Bull. Inform. CDS*, 36, 23.
[5] Claret, A., Gimenez, A. (1993), "The apsidal motion test of the internal stellar structure-comparison between theory and observations", *Astronomy and Astrophysics*, 277, 487-502.
[6] Gimenez, D. L., Crawford, A. (1994), "Eclipse monitoring of eccentric binary systems", *Experimental Astronmy*, 5, 91-97.
[7] Petrova, A.V., Orlov, V.V. (1999), "Apsidal motion in double stars: I. catalog", *Astronomical Journal*, 117 587-602.
[8] ESA. (1997), "*The Hipparcos & Tycho Catalogues*", ESA SP-1200.
[9] Kreiner, J. M., Kim, C.-H., Nha, I.-S. (2002), "*An atlas of O−C diagrams for eclipsing binary systems*", Wydawnictwo Naukowe Akademi Pedagogicznej, Krakow.
[10] Udalski, A., Saymonski, M., Kaluzny, J., Mates, M. (1992), "The Optical Gravitational Lensing Experiment", *Acta Astronomica* , 42, 253-284.
[11] Kholopov, P. N. (1987), "*General Catalogue of Variable Stars*" (3 volumes), Moscow, Nauka Publishing House.

EKSANTRİK YÖRÜNGELİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZ V744 CAS'NIN YERE-DAYALI İLK GÖZLEMLERİNİN FOTOMETRİK ANALİZİ

İbrahim BULUT[1], Caner Çiçek[1], Ahmet ERDEM[1], Volkan BAKIŞ[1], Osman DEMİRCAN[1], Ömer L. DEĞİRMENCİ[2]

Özet

Hipparcos uydusu tarafından keşfedilen V744 Cas örten çift yıldız sisteminin *B*, *V* ve *R* filtrelerinde yapılan yere-dayalı ilk fotometrik gözlemleri sunulmuştur. Gözlemlerden, ikisi birinci minimum olmak üzere üç tane yeni minimum zamanı hesaplanmıştır. Sistemin yeni ışık eğrisi Wilson-Devinney yöntemi kullanılarak analiz edilmiştir. Analiz sonuçlarına göre, V744 Cas'ın A2V tayf türünden benzer bileşenlere sahip ayrık bir sistem olduğu, yörüngesinin de eksantrik (e = 0.0662±0.0005) olduğu anlaşılmaktadır. Enberi noktasının boylamının (ω) ayrı iki ışık eğrisi (bizim ve Hipparcos gözlemleri) için yapılan analizlerde belirgin olarak faklı olduğu bulunmuş, buradan da eksen dönmesi dönemi 425 ± 68 yıl olarak hesaplanmıştır. Sistemin elde edilen ilk mutlak parametrelerinden, HR diyagramında TAMS'a yakın bir bölgede yer aldığı, uzaklığının da 740±10 pc olduğu belirlenmiştir.

Anahtar kelimeler: *Değişen yıldızlar, Örten çiftler, V744 Cas.*

Abstract

The first ground-based *BVR* photometric observations of the recently discovered eclipsing binary V744 Cas are presented. From these measurements, timings for two primary and one secondary minima have been calculated. The light curves of the system were analyzed by using the Wilson-Devinney program. The analysis shows that the system is detached with two similar components of spectral type A2V, and the orbit is eccentric (e = 0.0662±0.0005). The longitude of the periastron (ω) was found significantly different for two different light curves (ours and that of Hipparcos), which is strongly suggestive of an apsidal motion with a period of about 425 ± 68 yr. This makes V744 Cas an important candidate for studies of apsidal motion. The first estimate of the absolute dimensions place the system close to terminal age of the main sequence (TAMS) in the HR diagram. The distance from the spectroscopic paralax (d = 740±10 pc) was found to be slightly larger than the Hipparcos' estimate of d = 610±400 pc.

Key words: *Variable stars, Eclipsing binaries, V744 Cas.*

1.Giriş

V744 Cas (HIP 1735=BD+52°51, $\alpha_{2000}=00^{sa}21^{dk}56^{s}.69$, $\delta_{2000}=+53°28'51''.1$) Hipparcos uydusu tarafından keşfedilen eksantrik yörüngeli algol türü bir örten çift yıldız sistemidir [1]. *V* bandında, sistemin maksimum parlaklığı 8.70 kadir, parlaklık değişimi 0.26 kadir, (*B-V*) ve (*V-I*) renk indisleri ise sırasıyla 0.09 ve 0.10 kadirdir. Ortalama yörünge

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100 Çanakkale, Tel: 286-2180018, e-posta: ibulut@comu.edu.tr*
[2] *Ege Üniversitesi Gözlemevi, Bornova, İzmir*

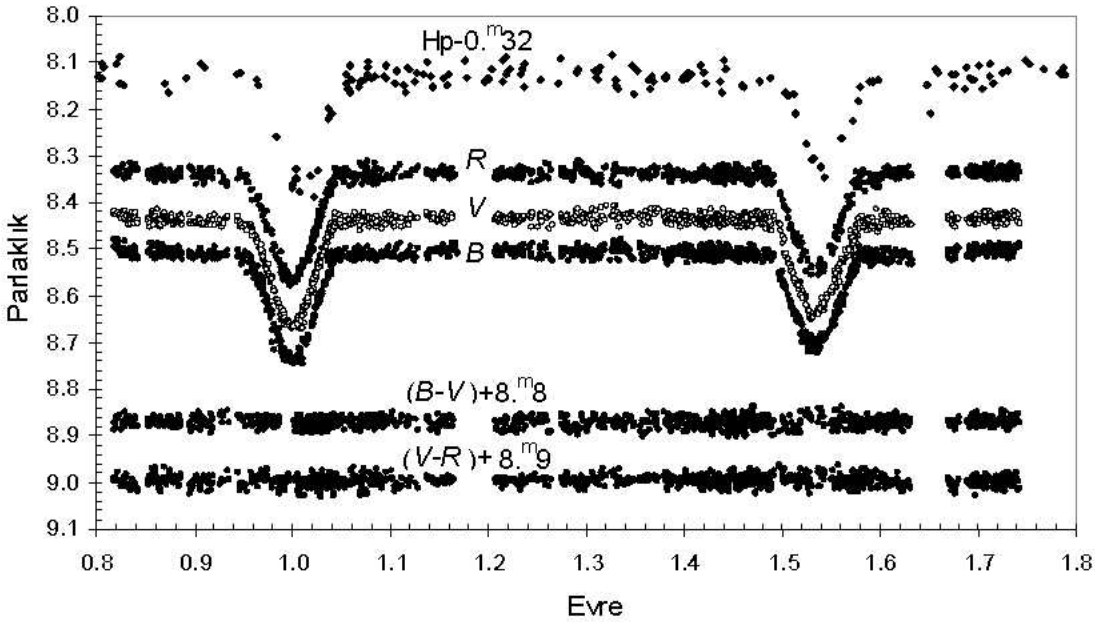
dönemi 4.78180 gün, tayf türü ise B9'dur [1]. Hipparcos uydusu ölçümlerine göre sistemin paralaksı 1.65±1.10 mas, uzaklığı ise 610±400 pc'dir.

Sistemin Hipparcos ışık eğrisi EBOP (Eclipsing Binary Orbit Program) yörünge analiz programı kullanılarak [2] tarafından analiz edilmiş, yörünge dış merkezliği 0.056±0.004, enberi noktasının boylamı ise 23°.91±2.31 olarak bulunmuştur.

2. Gözlemler

V744 Cas'ın ilk yere-dayalı gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Gözlemevi (ÇOMUG)'de 40 cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskopu ve buna bağlı OPTEC SSP-5A fotometre başlığıyla Johnson *B*, *V* ve *R* filtrelerinde, 2003-2004 gözlem sezonunda toplam 29 gecede gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak BD+53°67 (HD 2033; A2, $m_v=8^m.55$), denet yıldızı olarak da BD+52°54 (HD 232168; A0, $m_v=9^m.11$) kullanılmıştır. Gözlemler sonucu *B*, *V* ve *R* filtrelerinde sırasıyla 1196, 1219, 1094 gözlem noktası elde edilmiştir. Elde edilen aletsel gözlemler, [3] tarafından ÇOMUG'de kullanılan teleskop, fotometre başlığı ve filtreler için verilen standart sistem katsayıları kullanılarak, standart sisteme dönüştürülmüştür. Gözlemlerin muhtemel hataları *B*, *V* ve *R* filtrelerinde sırasıyla ±0.030, ±0.020 ve ±0.025 olarak elde edilmiştir.

Şekil 1'de standart *B*, *V* ve *R* ışık eğrileriyle beraber Hipparcos ışık eğrisi ve (*B-V*) ve (*V-R*) renk eğrileri birlikte görülmektedir. Şekil 1'deki evreler, denklem 1'de verilen ışık elemanları kullanılarak hesaplanmıştır. Şekilden, V744 Cas'nın eksantrik yörüngeli, bileşenleri benzer sıcaklığa sahip ayrık bir sistem olduğu açıkça görülebilmektedir. Sistemin (*B-V*) renk indeksi 8.501(*B*)-8.434(*V*)=0.067 kadir, *V* bandında birinci minimum derinliği 0.244 kadir, ikinci minimum derinliği 0.218 kadir, birinci ve ikinci minimumun tutulma süreleri ise sırasıyla 11.04 saat ve 11.50 saattir.



Şekil 1: V744 Cas örten çift sisteminin ışık ve renk eğrileri.

2. Eksen Dönmesi

Gözlemlerimizde 2'si birinci minimum olmak üzere, 3 yeni minimum zamanı belirlenmiştir. Bundan başka Hipparcos gözlemlerinden de 2 yeni minimum zamanı daha elde edilmiştir. Minimum zamanları ve olası hataları Kwee ve van Woerden yöntemi [4] kullanılarak hesaplanmıştır. Tablo 1'de sistemin yeni minimum zamanları ile beraber literatürde yayınlanan minimum zamanları birlikte listelenmiştir. Tabloda verilen yeni

minimum zamanları, her filtre için ayrı ayrı hesaplandıktan sonra bulunan ortalama değerlerdir.

Tablo 1'de verilen minimum zamanları kullanılarak birinci ve ikinci minimumlar için doğrusal ışık elemanları

$$T_{MinI} = \text{HJD } 2453197.4048 + 4.781704 \times E \quad (1)$$
$$T_{MinII} = \text{HJD } 2453199.9611 + 4.781690 \times E \quad (2)$$

olarak hesaplanmıştır. Bu sonuçlara göre, ikinci minimum ortası 0.535 evreye karşılık gelmektedir. Denklem (1) ve (2)'de birinci ve ikinci minimumlar için elde edilen dönemlerdeki belirgin fark, eksen dönmesi etkisini açıkça göstermektedir.

Tablo 1: V744 Cas'ın minimum zamanları

Min.Zamanı HJD+2400000	Hatası	Türü	Filtre	E	(O-C)	Gözlemevi, kaynak
48028.3824	0.02	I	Hp	-1081.0	-0.0004	Hipparcos, bu çalışma
48164.8611	0.02	II	Hp	-1052.5	0.1805	Hipparcos, bu çalışma
48501.7240	--	I	Hp	-982.0	-0.0475	Hipparcos, [1]
52927.4048	0.0004	II	*B, V, R*	-56.5	0.1663	ÇOMUG, bu çalışma
53197.4047	0.0003	I	*B, V, R*	0.0	-0.0001	ÇOMUG, bu çalışma
53264.3487	0.0005	I	*B, V, R*	14.0	0.0001	ÇOMUG, bu çalışma

Sistemin eksen dönmesi döneminin ilk değerini belirlemek amacıyla, bu çalışmadaki ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen enberi noktası boylamı ile [2]'nin Hipparcos ışık eğrisi çözümlerinden elde ettiği enberi noktası boylamı değerleri karşılaştırılmıştır. 1989-1993 yılları arasında (ortalama 1991.1) yapılan gözlemlerle elde edilen Hipparcos ışık eğrisi çözümünden enberi noktası boylamı 23°.91±2.31 elde edilmiştir. Bizim gözlemlerimiz için ortalama gözlem zamanı 2004.3 olarak kabul edilirse, enberi noktası boylamındaki değişim 0.85±0.13 °/yıl, buna karşılık gelen eksen dönmesi dönemi ise 425±68 yıl olarak bulunur.

3. Işık Eğrisi Analizi

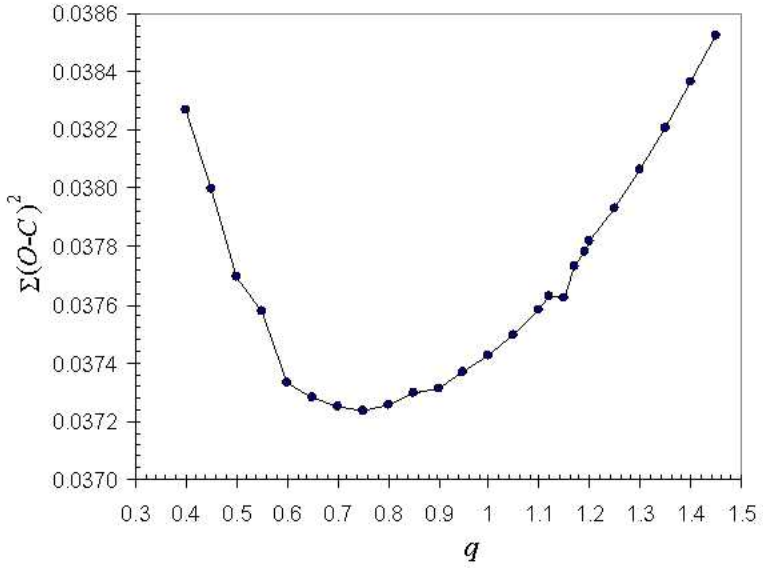
V744 Cas'nın *BVR* ışık eğrilerinin çözümünde Wilson-Devinney (WD) programının 2004 sürümü kullanılmıştır. Çözümler, WD'in ayrık sistemlerde kullandığı MODE 2 seçilerek yapılmıştır. Çözümlerde tüm gözlem noktaları kullanılmıştır.

Yıldız yüzeyleri eş potansiyelli yüzeyler olarak kabul edilen WD yönteminde, temelde şu parametreler kullanılır: yörüngenin dış merkezliği (e), enberi noktasının boylamı (ω), yörüngenin eğimi (i), evre kayması (PSHIFT), çekim kararma üsleri ($g_{1,2}$), bileşenlerin sıcaklıkları ($T_{1,2}$), doğrusal ve logaritmik kenar kararma katsayıları ($x_{1,2}$), bolometrik albedolar ($A_{1,2}$), yüzey potansiyelleri ($\Omega_{1,2}$), kütle oranı (q), kesirsel ışınım gücüleri ($L_{1,2}$).

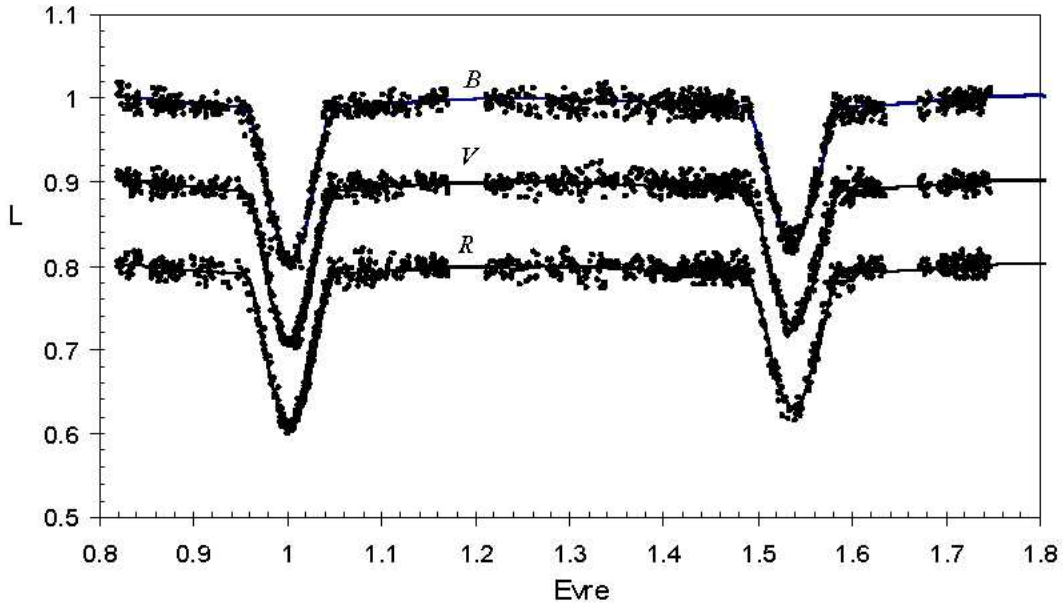
Çözümlerde, yıldızın karakteristik fiziğine uygun olarak bazı parametreler sabit alınmıştır. Birinci bileşenin sıcaklığı (T_1) için bu çalışmada hesaplanan (B-V)=0.067 kullanılarak buna karşılık gelen 10800 K değeri [5]'dan alınmıştır. Lineer kenar kararma katsayıları ($x_{1,2}$), [6]'ın tablolarından belirlenmiştir. Bolometrik albedo ($A_{1,2}$), ışınımlı atmosfer varsayımıyla 1.0, çekim kararma üsleri ($g_{1,2}$) ise, ışınım dengesi varsayımıyla 1.0 olarak alınmıştır.

WD programı, Roche geometrisi kullandığından (q) kütle oranına çok duyarlıdır. V744 Cas'ın belirlenmiş bir kütle oranı olmadığından (q) taraması yapılarak fotometrik kütle oranı belirlenmeye çalışılmıştır. Bunun için (q)'nun 0.3 ile 1.45 aralığında, 0.05 artımlarla seçilen değerleri sabit tutularak WD programı ile V bandında çözümler yapılmıştır.

Çözümlerde (i), (T_2), (L_1) ve ($\Omega_{1,2}$) serbest parametreler olarak kullanılmıştır. Her çözüm için elde edilen fark kareler toplamının [$\sum$W (O-C)^2] ilgili (q) değerine karşı değişimi Şekil 2'de gösterilmiştir. Şekildeki eğri tek minimumlu düzgün bir dağılım göstermekte ve [$\sum$W (O-C)^2] değeri q≈0.75 yöresinde minimum yapmaktadır. Bu değer (q) için başlangıç değeri olarak alınmıştır.



Şekil 2: V744 Cas'ın q taraması.



Şekil 3: V744 Cas'ın gözlem noktalarının kuramsal eğriyle uyumu.

Başlangıç değerleri belirlendikten sonra tüm gözlem noktaları kullanılarak B, V ve R bantlarında eşzamanlı çözümler yapılmıştır. Çözümlerde serbest bırakılan parametreler; (e), (ω), (i), (T_2), ($\Omega_{1,2}$), (q) ve (L_1)'dir. Yapılan çözümlerden elde edilen sonuç değerler Tablo 2'de, bu değerlerle oluşturulan kuramsal ışık eğrilerinin, gözlem noktalarıyla uyumu ise Şekil 3'de görülmektedir.

Tablo 2: V744 Cas'ın için ışık eğrisi çözüm sonuçları.

Parametre	EBOP Çözümü	WD Çözümü
e	0.056±0.004	0.0662±0.0005
ω(°)	23.91±2.31	35.09±1.19
i(°)	80.40±0.54	79.01(2)
PSHIFT	0.0172±0.0007	0.00030±0.00007
x_1	0.408 (Hp)	0.497(B) 0.421(V) 0.340(R)
x_2	0.408 (Hp)	0.497(B) 0.421(V) 0.340(R)
A_1=A_2	1.0	1.0
g_1=g_2	--	1.0
T_1 (K)	--	9730
T_2 (K)	--	9725±8
Ω_1	--	6.1912±0.0067
Ω_2	--	5.5853±0.0062
q	0.9	0.743±0.001
L_1 (L/L_{Top})	0.608(Hp)	0.5388±0.0008(B)
		0.5417±0.0007(V)
		0.5416±0.0007(R)
L_2 (L/L_{Top})	0.392 (Hp)	0.4612(B) 0.4583(V) 0.4584(R)
$r_{ort,1}$	0.172±0.011	0.187±0.001
$r_{ort,2}$	0.150	0.171±0.001

4. Sonuç ve Tartışma

V744 Cas'ın ilk yere-dayalı fotometrik gözlemlerinin WD ışık eğrisi analiz programıyla yapılan çözümlerden, yörüngesinin eliptik olduğu (e=0.0662±0.0005) ve bileşenlerinin de benzer yapıya sahip oldukları anlaşılmaktadır. Çözümlerde fotometrik kütle oranı 0.743±0.001 olarak bulunmuştur.

Tablo 2'de verilen kesirsel ışınım güçleri kullanılarak bileşenlerin *BVR* parlaklıkları ve renk indeksleri elde edilmiş ve Tablo 3'de ise sunulmuştur.

Tablo 3: V744 Cas'ın bileşenlerinin parlaklık ve renk indeksleri

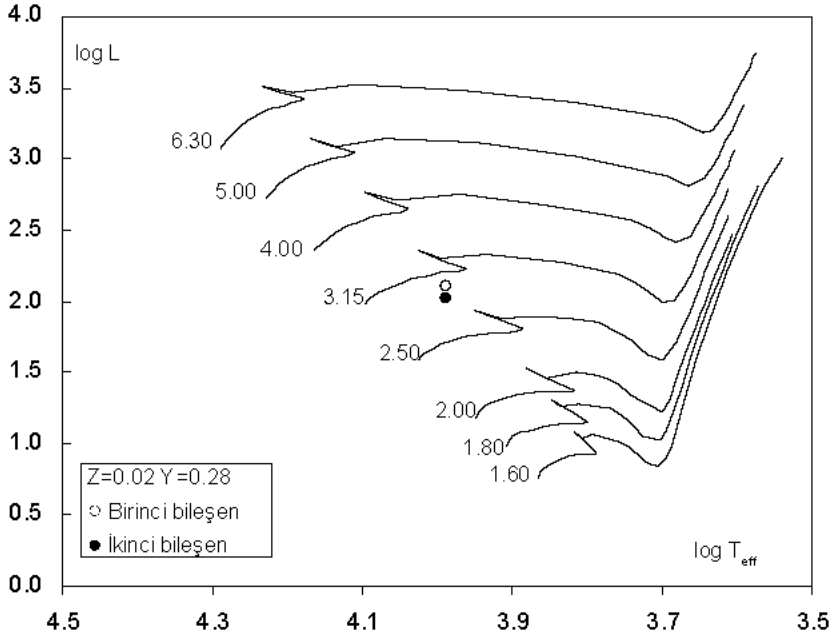
Yıldız	*B*	*V*	*R*	*B-V*	*V-R*
TOPLAM	8.501	8.434	8.372	0.067	0.063
A	9.172	9.100	9.037	0.073	0.062
B	9.341	9.281	9.218	0.060	0.063

[7] tarafından verilen yöntem kullanılarak, bileşenlerin mutlak parametrelerinin ilk değerleri hesaplanmış, Tablo 4'de sunulmuştur. Bu değerlere göre sistemin HR diyagramındaki konumu ise Şekil 4'de verilmiştir. Evrim yolları [8]'in verdiği değerlere göre çizilen bu diyagramda, her iki bileşeninde TAMS'a yakın bir bölgede olduğu görülmektedir.

Renk indislerine göre bileşenlerin tayf türlerinin, Hipparcos'un verdiği tayf türüne (B9) göre daha geç tayf türünden (A2) olduğu belirlenmiştir. Ayrıca sistemin uzaklığının da Hipparcos'un verdiği değerden (610±400) daha büyük olarak (740±10) bulunmuştur.

Tablo 4: V744 Cas örten çift sisteminin salt parametrelerinin ilk değerleri.

Parametre	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
M ($M_\odot$)	3.30±0.02	2.45±0.02
R ($R_\odot$)	4.00±0.38	3.65±0.35
log g (cgs)	3.75±0.07	3.70±0.07
log T (K)	3.988±0.001	3.988±0.001
log L ($L_\odot$)	2.10±0.07	2.02±0.07
M_{bol}	-0.51±0.04	-0.31±0.05
B.C.	-0.25	-0.25
M_v	-0.26±0.04	-0.06±0.05
Tayf Türü	A2V	A2V
d (pc)	740 ± 10	



Şekil 4: V744 Cas'ın bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları. Evrim yolları, [8]'den alınan kuramsal değerlere göre çizilmiştir. Evrim yollarının yanındaki sayılar, evrim modellerinin başlangıç kütlelerini göstermektedir.

Enberi noktası boylamı için Hipparcos ışık eğrisi çözümlerinden ω=23°.91±2.31 değeri elde edilmişken, yeni ışık eğrisi çözümlerinden ω=35°.09±1.19 değeri bulunmuştur. Buradan enberi noktası boylamındaki değişim yaklaşık 0.0111±0.0017 °/çevrim, buna karşılık gelen eksen dönmesi dönemi ise yaklaşık 425±68 yıl olarak elde edilir.

Bir sistemin mutlak parametreleriyle birlikte eksen dönmesi dönemi biliniyor ise, sistemin ortalama gözlemsel iç yapı sabiti hesaplanabilir. Bunun için öncelikle gözlenen eksen dönmesine, relativistik eksen dönmesinin katkısı belirlenmelidir. V744 Cas için bu oran yaklaşık %10 olarak hesaplanmıştır. Bu oran gözlemsel eksen dönmesinden çıkarıldığında ve sistemin enberi noktasında eş-dönme yaptığı kabul edildiğinde, V744 Cas'ın ortalama gözlemsel iç yapı sabiti $\log\bar{k}_{2,obs}$ =-2.38 olarak hesaplanır. Diğer taraftan sistem için ortalama

teorik iç yapı sabiti ise [8]'in verdiği tablolardan $\log\bar{k}_{2teo} = -2.57$ olarak belirlenmiştir. Bulunan gözlemsel ve teorik değerler karşılaştırıldığında gözlemler, sistemde merkezi yoğunlaşmanın yıldız modellerine göre daha düşük olduğunu göstermektedir.

Sistemin ileriki yıllarda yapılacak sürekli ve düzenli minimum zamanı gözlemleri, eksen dönmesi döneminin daha duyarlı belirlenmesi açısından önemlidir. Ayrıca sistemin tayfsal gözlemlerinin de yapılarak, fotometrik gözlemlerle birlikte analiz edilmesi mutlak parametrelerin çok daha duyarlı elde edilebilmesini sağlayacaktır.

Bu çalışma, TÜBİTAK tarafından TBAG-102T201 No'lu bilimsel araştırma projesi olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

[1] ESA (1997), "*The Hipparcos & Tycho Catalogues*", ESA SP-1200.
[2] Bulut, İ., Demircan, O. (2002), "*in New Directions for Close Binary Studies: The Royal Road to the Stars*", eds. O. Demircan & E. Budding, Publications of Çanakkale Onsekiz Mart University Astrophysics Research Center.
[3] Bakış, H., Bakış, V., Demircan, O., Budding, E. (2005), *Turkish Journal of Physics*, 29, 217.
[4] Kwee, K. K., van Woerden, H. (1956), "A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable", *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, 12, 327.
[5] Zombeck, M. V. (1990), "*Handbook of Astronomy and Astrophysics*" Second Edition, Cambridge, UK: Cambridge University Pres.
[6] Van Hamme, W. (1993), "New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves", *Astronomical Journal*, 106, 2096-2117.
[7] Budding, E., Zeilik, M. (1987), "An analysis of the light curves of short-period RS Canum Venaticorum stars-Starspots and fundamental properties", *Astrophysical Journal*, 319, 827-835.
[8] Claret, A. (1995), "Stellar models for a wide range of initial chemical compositions until heliumburning. I. From X=0.60 to X=0.80 for Z=0.02", *Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser.*, 109, 441-446.

KÜÇÜK KÜTLELİ YILDIZLARDA TERMONÜKLEER REAKSİYONLAR, ENERJİLER VE KOMPOZİSYON DEĞİŞİMİ

Şeyma ÇALIŞKAN[1], İbrahim KÜÇÜK[1]

Özet

Bu çalışmada kütleleri 0.7, 0.8, 0.9 ve $1M_{\odot}$ olan küçük kütleli yıldızların evrimlerine termonükleer reaksiyonların etkileri incelenmiştir. Bu amaçla Eryurt-Ezer Yıldız Evrim Programı kullanılmıştır. Her model kararlılık aşamasından (threshold of stability) başlatılmış, evrim yolu, yıldız sıfır yaş ana koluna (ZAMS) eriştikten sonra hidrojen miktarı ~ %50 azalana kadar sürdürülmüştür. 0.7, 0.8, 0.9 ve $1M_{\odot}$ kütleli yıldızların ZAMS' a erişme zamanları sırasıyla, 1.9×10^{8} , 1.3×10^{8}, 1.06×10^{8} ve 7.64×10^{7} yıl olarak bulunmuştur.

Fiziksel girdiler en yeni termonükleer reaksiyon oranları ve elektron perdeleme etkileri değerleri kullanılarak geliştirilmiştir. Yüksek yoğunluğa sahip olan küçük kütleli yıldızlarda elektron perdeleme etkilerinin reaksiyon oranlarının hesabında önemli rol oynaması nedeniyle, perdeleme etkisi faktörlerinin hesaplanmasına ayrı bir önem verilmiştir. Bu amaçla Salpeter tarafından verilen yöntem ile hesaplanan perdeleme etkisi faktörleri kullanılmış ve değişik yöntemlerle hesaplanan perdeleme faktörleri mukayese amaçlı listelenmiştir. Nükleer reaksiyon oranlarından dolayı açığa çıkan enerjiler proton-proton ve ^{3}He-^{3}He reaksiyonları için ve her bir kütle için ayrı ayrı hesaplanmıştır. Kütle arttıkça üretilen enerji miktarının da arttığı görülmüştür. X3 kompozisyon değişimi Siess (2000) ile mukayese edilmiş ve büyük kütlelerde uyumun daha iyi olduğu, küçük kütlelere gidildiğinde uyumun bozulduğu görülmüştür. Bunun nedeni de reaksiyon oranlarının ve elektron perdeleme faktörleri değerlerinin ayrıntılı olarak evrim programı hesaplarına ilave edilmesidir.

***Anahtar Sözcükler**: Küçük kütleli yıldızlar, Termonükleer reaksiyon oranları, Elektron perdeleme etkisi, Kompozisyon değişimi.*

Abstract

In this work, the effect of thermonuclear reactions to the evolutionary of low mass stars whose masses are 0.7, 0.8, 0.9 and $1M_{\odot}$. For this purpose, Eryurt- Ezer Stellar Evolutionary Program is used. Each model is started from threshold of stability; evolutionary path is continued up to the point where the hydrogen amount decreases 50% after the star reaches to the zero ages main sequence (ZAMS). The ZAMS times of 0.7, 0.8, 0.9 and $1M_{\odot}$ stars are found to be, respectively, $1.9\times10^{8,}$ 1.3×10^{8}, 1.06×10^{8} and 7.64×10^{7} years.[2]

The input physics are advanced by using the most new thermonuclear reaction rates and electron screening factors. Since the electron screening factors in low mass high density stars play important role for thermonuclear reaction rates calculation, it is paid attention to the calculation of screening effect factors. For this purpose, the screening factors which are calculated with the method given by Salpeter and screening factors

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri*
Tel: 4374901-33650, e-posta: seymanur@gmail.com & kucuk@erciyes.edu.tr

calculated with different methods are displayed for comparison. The energies released due to nuclear reaction rates are calculated for proton–proton and ^{3}He-^{3}He reactions and for each mass, respectively. It is seen that, the released energy increases with increasing mass. X3 composition change is compared with Siess (2000) and it is seen that the matching is destroyed. The reason is that the values of reaction rates and electron screening factors are added to the evolutionary program in details.

Keywords: *Low mass stars, Thermonuclear reaction rates, Electron screening effects, Composition changes.*

1. Giriş

Yıldızların iç yapıları ve evrimleri gaz yapının hal denklemi, opasitesi ve termonükleer reaksiyon oranları hesapları ile belirlenir.

Parçacıklar arasındaki etkileşmelerin ihmal edilmesi sonucu elde edilen ideal gaz denklemi, çok yüksek yoğunluklarda önemini kaybeder. Yüksek yoğunluk ve sıcaklıklarda ideal gazdan sapmalar dahil edilerek hal denkleminin hesaplanması gerekir. Güneş ve küçük kütleli yıldızlarda hal denklemi, yüksek yoğunluklara sahip olmalarından dolayı, dejenere, Coulomb etkileşmesi gibi ideal olmayan etkileşimlerin hesaba katılmasıyla belirlenir.

Yıldız maddesi içindeki nükleer reaksiyon oranı yıldızın evrimi için önemlidir. İyonize olmuş yoğun madde içerisindeki nükleer reaksiyon oranı perdeleme etkisiyle zenginleştirilir[1].

Ayrıca, tamamen iyonize olmuş gazda, ideal durumdan sapmaların ölçüsü, etkileşme parametresi Γ, ortalama potansiyel enerjinin kinetik enerjiye oranı,

$$\Gamma = \left(\frac{e^2 / < r >}{kT} \right) \tag{1}$$

olarak tanımlanır. Γ>>1 durumunda iyonize olmuş gazda kuvvetli etkileşme, Γ<<1 durumunda ise zayıf etkileşme olmaktadır [2].

Bu çalışmada kullanılan kimyasal kompozisyon; hidrojen bolluğu, X=0.750 ve ağır element bolluğu, Z=0.021 olarak alınmıştır. Konveksiyon için karışım uzunluğu kuramı kullanılmıştır. Karışım uzunluğu parametresinin basınç yükseklik ölçüsü değerine oranı α=1.50 olarak alınmıştır [3].

2. Termonükleer Reaksiyon Oranları

Yıldız maddesi içinde iki tip (1 ve 2) parçacığın etkileşimi göz önüne alındığında, reaksiyon oranı,

$$r_{12} = \frac{N_1 N_2 \langle \sigma \upsilon \rangle}{(1+\delta_{12})} \; cm^{-3} / sn \tag{2}$$

olarak yazılabilir. N_1 ve N_2 sırasıyla birinci ve ikinci parçacığın sayı yoğunluğudur ve

$$N_i = \rho N_A \frac{X_i}{A_i} \; cm^{-3} \tag{3}$$

şeklinde verilir. Ayrıca $\langle \sigma \upsilon \rangle$ ifadesi normalize edilmiş hız dağılımından elde edilen ortalama hız ile etki kesitinin çarpımıdır ve,

$$\langle \sigma \upsilon \rangle = \frac{(8/\pi)^{1/2}}{M^{1/2}(kT)^{3/2}} \int \sigma E \exp(-E/kT) dE \qquad (4)$$

ile verilir. $\langle \sigma \upsilon \rangle$ değeri üç faktöre bağlıdır:

- Coulomb engelini geçme olasılığı,
- Kuantum mekaniksel etkileşim olasılığı,
- Nükleer rezonans yakınında reaksiyonunun meydana gelip gelmeyeceğidir [4].

Düşük enerjiler rezonant olmayan yüklü parçacık etkileşimleri Coulomb-barrier girme faktörü etkisiyle baskın hale gelir. Etkileşimler bu enerji bağımlılığı dışında uygun faktörle mümkün olur ve etki kesiti ifadesi, $\sigma(E)$,

$$\sigma = \frac{S(E)}{E} \exp[-(E_G/E)^{1/2}] \qquad (5)$$

şeklinde gösterilebilir. Burada E, sistemin kütle merkezinin kinetik enerjisi, E_G,

$$E_G = (2\pi\alpha Z_0 Z_1)^2 (Mc^2/2) = [9.8948 Z_1 Z_2 A^{1/2}]^2 keV \qquad (6)$$

bağıntısı ile verilen Gamow enerjisi ve S(E) etki kesiti faktörüdür [5]. Nükleer rezonanstan uzakta S(E), momentum merkezinin enerjisi olan E'nin yavaşça değişen bir fonksiyonudur ve bir Maclaurin serisinin ilk üç terimiyle uygun bir şekilde ifade edilebilir. Böylece,

$$S(E) = S(0)\left[1 + \frac{S'(0)}{S(0)}E + \frac{1}{2}\frac{S''(0)}{S(0)}E^2\right] \qquad (7)$$

elde edilir. Burada, S(0), sıfır enerjideki astrofiziksel etki kesiti faktörüdür ve birinci türev E ile ilişkilendirilmiştir.

Denklem (5) ve (7), denklem (4)'de yerine yazılıp gerekli düzenlemeler yapılırsa,

$$\langle \sigma \upsilon \rangle = \frac{(8/\pi)^{1/2}}{M^{1/2}(kT)^{3/2}} \int S(E) \exp(-E_G{}^{1/2}/E^{1/2} - E/kT) dE$$
$$= \left(\frac{2}{M}\right)^{1/2} \frac{\Delta E_0}{(kT)^{3/2}} S_{eff} \exp(-\tau) \qquad (8)$$

elde edilir [6]. Burada,

$$\Delta E_0 = 4(E_0 kT/3)^{1/2} \qquad (9)\ [5]$$

$$E_0 = [\pi\alpha Z_0 Z_1 kT(Mc^2/2)^{1/2}]^{2/3} = 1.2204[Z_1^2 Z_2^2 A T_6^2]^{1/3} keV \qquad (10)\ [7]$$

$$\tau = 3E_0/kT = 3[\pi\alpha Z_0 Z_1 (Mc^2/2kT)^{1/2}]^{2/3} = 42.487[Z_1^2 Z_2^2 A]^{1/3} T_6^{-1/3} \qquad (11)\ [7]$$

$$S_{eff} = S(0)\left[1 + \frac{5}{12\tau} + \frac{S'(0)}{S(0)}\left(E_0 + \frac{35}{36}kT\right) + \frac{1}{2}\frac{S''(0)}{S(0)}\left(E_0{}^2 + \frac{89}{36}E_0 kT\right)\right] keV - barn$$

(12) [6]

şeklinde verilmektedir. Bu denklemler (8) denkleminde yerlerine yazılırsa,

$$\langle \sigma\upsilon \rangle = \{1.3006\times 10^{-15}(Z_0 Z_1 / A)^{1/3} S_{eff}\} T_6^{-2/3} \exp(-\tau) cm^3 s^{-1} \tag{13}$$

etki kesiti bağıntısı elde edilir($T_6 = T/10^6$).

Reaksiyona giren parçacıkların ortalama ömürleri,

$$\lambda_2(1) = \frac{1}{\tau_2(1)} = N_2 \langle \sigma\upsilon \rangle = \rho N_A \frac{X_2}{A_2} \langle \sigma\upsilon \rangle \quad sn^{-1}$$

$$\lambda_1(2) = \frac{1}{\tau_1(2)} = N_1 \langle \sigma\upsilon \rangle = \rho N_A \frac{X_1}{A_1} \langle \sigma\upsilon \rangle \quad sn^{-1} \tag{14}$$

ile verilir. Burada,

$\tau_2(1)$ $\rightarrow$ ikinci parçacıkla reaksiyona giren birinci parçacığın ortalama ömrü,
$\tau_1(2)$ $\rightarrow$ birinci parçacıkla reaksiyona giren ikinci parçacığın ortalama ömrüdür [6].

Denklem (12),(13) ve (5) denklem (2)'de yerine yazılırsa perdelenmemiş (unscreened) reaksiyon oranı için,

$$r_{unscreened} = K X_1 X_2 g \rho \exp(-\tau) T_6^{-2/3} \tag{15}$$

şeklindeki ifade elde edilir. Burada g,

$$g = \left[1 + \frac{5}{12\tau} + \frac{S'(0)}{S(0)}\left(E_0 + \frac{35}{kT}\right) + \frac{1}{2}\frac{S''(0)}{S(0)}\left(E_0 + \frac{89}{36}E_0 kT\right)\right] \tag{16}$$

denklem (12) ile verilen etkin etki kesiti faktörü ifadesindeki parantez içindeki terimdir. *K* ise,

$$K = 7.83\cdot 10^8 \left(\frac{N_A}{A_1 A_2}\right)\left(\frac{Z_1 Z_2}{A}\right)^{1/3} S(0) \tag{17}$$

şeklinde elde edilen bir katsayıdır.

3. Elektron Perdeleme Etkisi ve Zenginleştirme Faktörleri

Yüksek sıcaklıklarda, yıldızların iç yapılarındaki atomların tamamı iyonize haldedir ve gaz yoğunluğu ρ yüksektir. Çekirdek ile komşuluğundaki elektronlar arasındaki ortalama mesafe a oldukça küçüktür. Her bir çekirdek tamamen iyonize olduğundan komşu elektronları çeker ve komşu çekirdek geri teper ve bu yüzden çevredeki gazın bir miktarı polarize olur. Çekirdek bu durumda küresel simetrik bir negatif yük bulutuyla tamamen perdelenir. Bu yük bulutunun yarıçapı R parçacıklar arası uzaklık a mertebesinde veya daha büyük uzaklıkta olur, komşu yükler ile ortalama termal enerji arasındaki Coulomb itme etkileşim enerjisi oranına bağlıdır. Bu nedenle, bir çarpışmada iki çekirdekten biri diğerine yaklaştığında

onların her biri çarpışmayla perdeleme yük bulutunu taşır ve bu perdeleme çekirdekler arası etkileşim enerjisini etkiler.

Çekirdeğin çevresindeki yük bulutu polarizasyonunun doğası, perdelemenin zayıf (weak screening; ws) yada kuvvetli (strong screening; ss) olup olmamasına bağlıdır.

Zayıf perdeleme (weak screening); çekirdek ve ona en yakın birkaç elektron ile gazın, çekirdek arasındaki coulomb etkileşim enerjisi termal enerji, kT, ile kıyaslandığında küçüktür. Bu durumda çekirdek ile etrafını saran elektronlar çok dağınık bir görünüm arzederler.

Güçlü perdeleme (strong screening); çekirdek ve yakınındaki çekirdek arasındaki Coulomb etkileşim enerjisi, kT, ile kıyaslandığında büyüktür. Bu durumda çekirdek yalnızca en yakınındaki elektronlarla çevrelenir [8].

Elektronların perdeleme etkisi ilk olarak Salpeter (S54) tarafından göz önüne alınmıştır.

$$f = \exp\left[-\frac{U(0)}{kT}\right] = \exp\Lambda \tag{18}$$

burada $\Lambda = U(0)/kT$ perdeleme etkisi güç parametresidir. Bu Salpeter tarafından ortaya atılan zayıf perdelemedir [9].

Zayıf perdeleme durumunda,

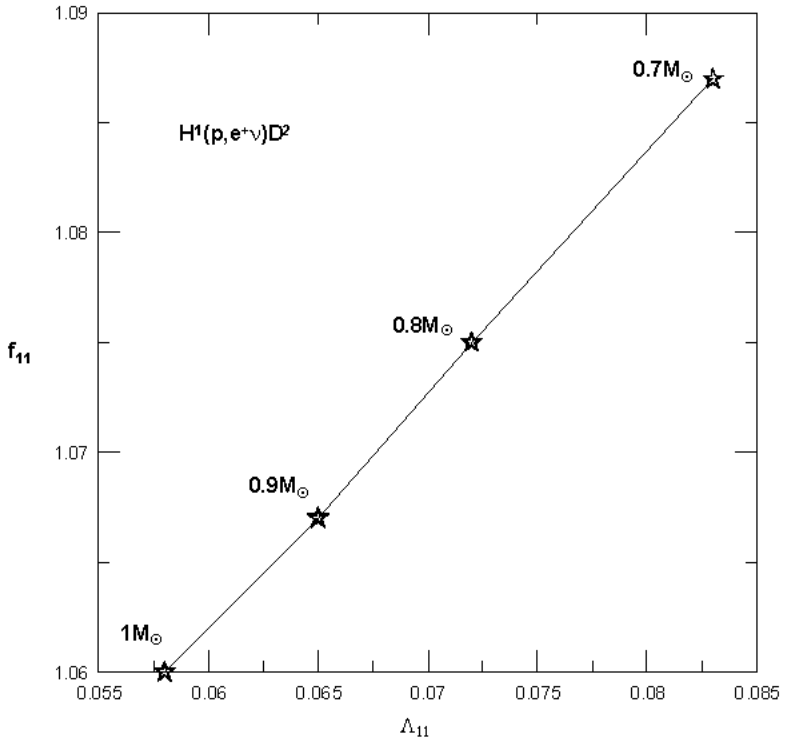
$$\left(-\frac{U(0)}{kT}\right)_{ws} = 0.188 Z_1 Z_2 \frac{\rho^{\frac{1}{2}}}{T_6^{\frac{3}{2}}}\zeta \tag{19}$$

şeklinde verilir.

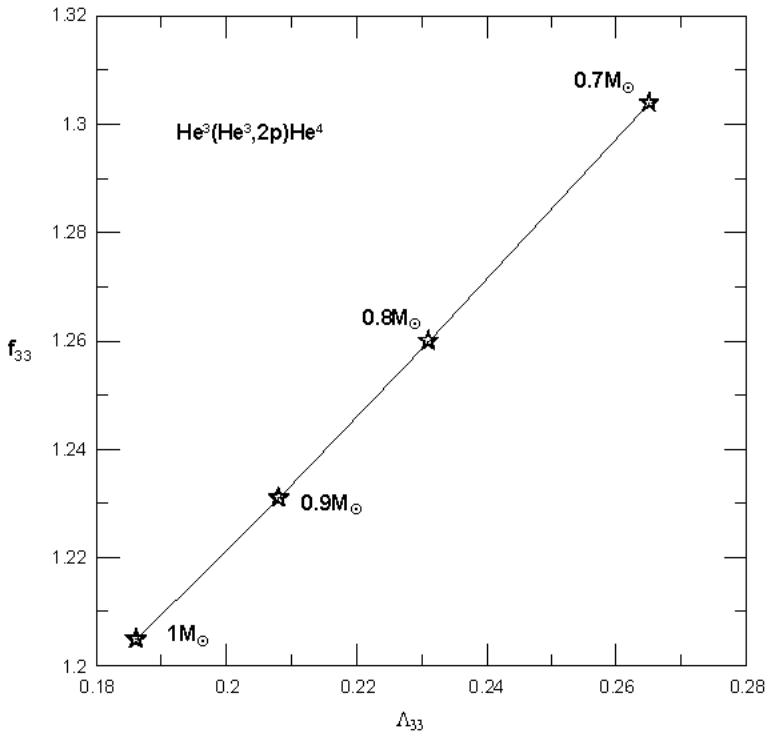
Tablo 1: Hesaplanan perdeleme etkisi güç ve zenginleştirme faktörleri.

Kütle	$\mathbf{T_c \times 10^7}$ **(K)**	ρ_c (g/cm^3)	$\Lambda_{1,1}$	$\Lambda_{3,3}$	$\Lambda_{3,4}$	$f_{1,1}$	$f_{3,3}$	$f_{3,4}$
0.7M$_\odot$	10.26	76.99	0.083	0.265	0.265	1.087	1.304	1.304
0.8M$_\odot$	10.85	68.59	0.072	0.231	0.231	1.075	1.260	1.260
0.9M$_\odot$	12.17	78.03	0.065	0.208	0.208	1.067	1.231	1.231
1.0M$_\odot$	13.02	76.79	0.058	0.186	0.186	1.060	1.205	1.205

Tablo 1'deki bu veriler kullanılarak $H^1\left(p,e^+\upsilon\right)D^2$ ve $He^3\left(He^3,2p\right)He^4$ reaksiyonu için hesaplanan perdeleme etkisi güç faktörlerinin zenginleştirme faktörlerine göre değişimi Şekil 1 ve Şekil 2'de verilmektedir.



Şekil 1: $H^1\left(p,e^+\upsilon\right)D^2$ reaksiyonu için, Salpeter yöntemiyle verilen zenginleştirme faktörlerinin perdeleme etkisi güç parametresi Λ'ya göre değişimi.



Şekil 2: $He^3\left(He^3,2p\right)He^4$ reaksiyonu için, Salpeter yöntemiyle verilen zenginleştirme faktörlerinin perdeleme etkisi güç parametresi Λ'ya göre değişimi.

Tablo 2'de hidrojen yanması içeren ana reaksiyonlar için Salpeter&Van Horn(SVH), Graboske(GDGC), Mitler(ML) ve Tsytovich(TSYH)'in geliştirdiği yöntemlerle hesaplanan zenginleştirme faktörleri verilmektedir.

Tablo 2: Reaksiyon oranı zenginleştirme faktörü değerleri. Burada bu çalışmada T_c~15.54x10^6 K, ρ_c~160.8 gr/cm^3, X_c=0.35 ve Y_c=0.62 olarak alınırken diğerlerinde $T_c \sim 15.5\times10^6$ $K, \rho_c \sim 148\, gr/cm^3$, $X_c \cong 0.36$ ve $Y_c \cong 0.62$ olarak alınmıştır [9].

	$f_{1,1}$	$f_{3,3}$	$f_{3,4}$
Bu Çalışma	1.046	1.166	1.166
S54	1.050	1.215	1.215
SVH	1.045	1.186	1.186
GDGC	1.050	1.115	1.115
ML	1.045	1.176	1.176
TSYH[10]	0.950	0.830	0.827

Yıldızların termonükleer reaksiyon oranlarında perdelenmiş reaksiyon oranı, perdelenmemiş reaksiyon oranının bu $f_{i,j}$ ($i,j=1,2,3,\ldots$) faktörüyle çarpılmasıyla ,

$$r_{perdelenmiş} = f_{i,j} \times r_{perdelenmemiş} \tag{20}$$

elde edilebilir. Yıldız enerji üretim oranı ise,

$$\varepsilon_{nuc} = Q \times r_{perdelenmiş} \tag{21}$$

olarak tanımlanabilir.

Bu çalışmada termonükleer reaksiyon oranı hesaplamaları yapılırken [11,12,13] verileri kullanıldı. Aşağıda p-p zincirinin ve CNO çevriminin bazı reaksiyonları için hesaplanan yeni reaksiyon oranları verilmektedir.

$H^1\left(p,e^+\upsilon\right)D^2$ reaksiyonu için,

$$r_{1,1} = 1.15\times10^{11} X_1^2 f_{1,1} g_{1,1} \rho \exp\left(-\frac{33.81}{T_6^{1/3}}\right) T_6^{-2/3}$$

$$g_{1,1} = 1 + 0.0123T_6^{1/3} + 0.00114T_6^{2/3} + 9.8\times10^{-4}T_6$$

$$Q_{1,1} = 1.442 \quad MeV$$

$D^2\left(p,\gamma\right)He^3$ reaksiyonu için,

$$r_{2,1} = 5.305\times10^{28} X_1 X_2 f_{2,1} g_{2,1} \rho \exp\left(-\frac{37.21}{T_6^{1/3}}\right) T_6^{-2/3}$$

$$g_{2,1} = 1 + 0.0112T_6^{1/3} + 0.299T_6^{2/3} + 0.00234T_6$$

$$Q_{2,1} = 5.494 \quad MeV$$

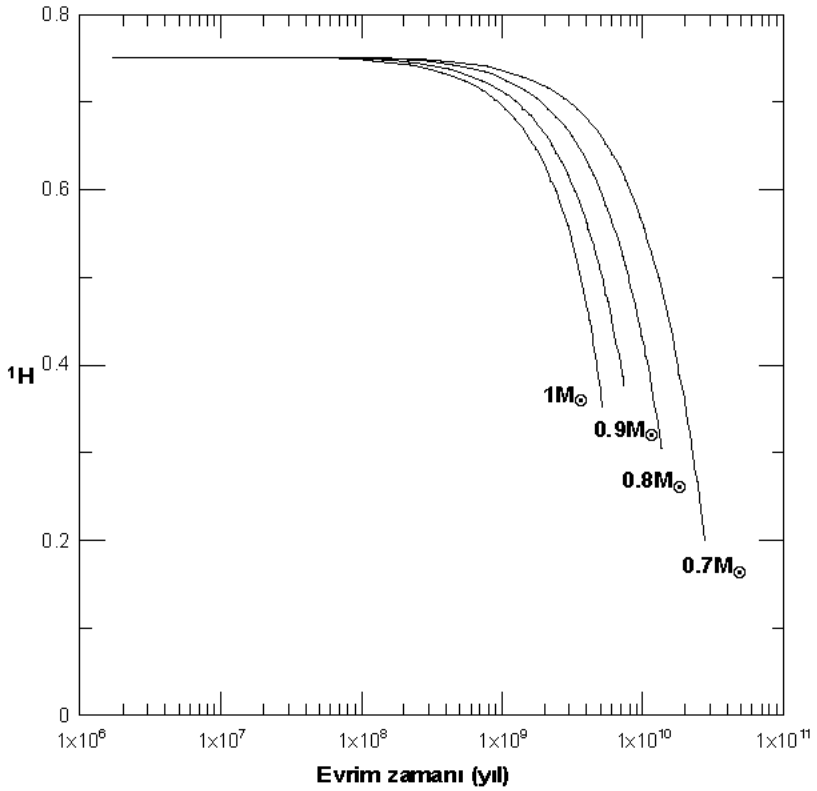
değerleri elde edildi. Bu bağıntılardan yola çıkarak bir yıldızın termonükleer reaksiyon oranı ve enerji üretimi elde edilebilir. Örneğin 0.7$M_\odot$ kütleli yıldızın sıfır yaş ana koluna (ZAMS) geldiği anda merkezinde gerçekleşen $H^1\left(p,e^+\upsilon\right)D^2$ ve $He^3\left(He^3,2p\right)He^4$ reaksiyonları için reaksiyon oranları ve enerji üretimleri sırasıyla $r_{1,1} = 2.154\times10^5$, $E_{1,1} = 2.305$ ve

$r_{3,3} = 2.013 \times 10^5$, $E_{3,3} = 4.147$ şeklinde , $0.8M_\odot$ kütleli yıldızın ZAMS' da bulunduğu anda bu değerler sırasıyla, $r_{1,1} = 3.262 \times 10^5$, $E_{1,1} = 3.490$ ve $r_{3,3} = 2.671 \times 10^5, E_{3,3} = 5.503$ şeklinde bulunur.

4. Kompozisyon Değişimi ve Evrime Etkileri

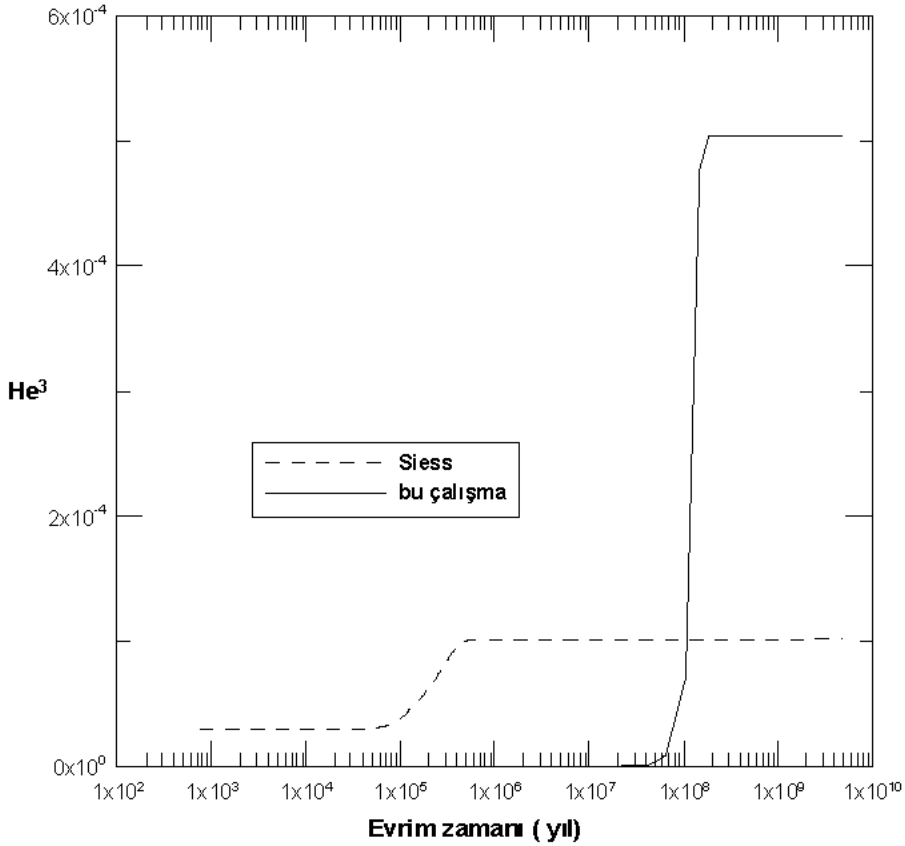
Bir yıldızın yaşamı boyunca, kompozisyonu, farklı elementlerin ve izotopların göreli bollukları, yıldızın iç yapısındaki nükleer reaksiyonlardan dolayı değişir.

0.7, 0.8, 0.9 ve $1M_\odot$ kütleli yıldızların evriminde merkezi basınç ve sıcaklığın artmasıyla birlikte H yanmaya başlar ve dengeye erişir. Denge zamanları kütle azaldıkça artmakta olup bu $0.7M_\odot$ için $\sim 2 \times 10^{10}$ yıl, $1M_\odot$ için $\sim 5 \times 10^9$ yıldır. Dikkate alınan modeller için yıllara göre X1 (hidrojen) değişimi Şekil 3'de gösterilmiştir.

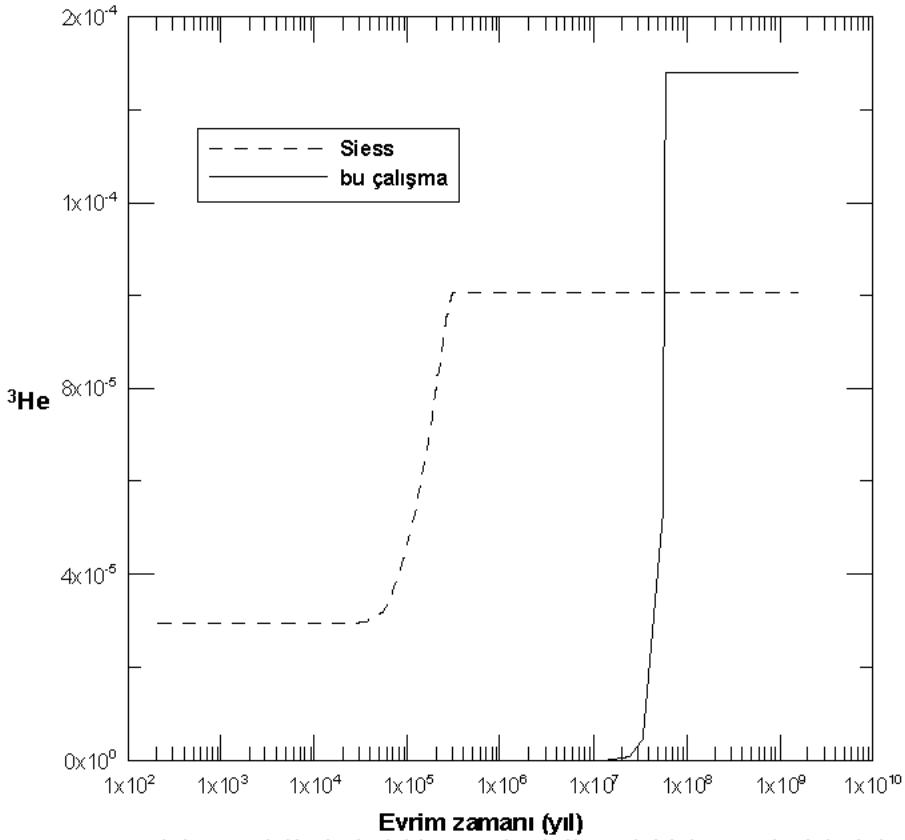


Şekil 3: 0.7, 0.8, 0.9 ve $1M_\odot$ kütleli modellerde evrim zamanına göre X1 değişimi.

0.7, 0.8, 0.9 ve $1M_\odot$ kütleli yıldızların evrimin hesapları sonuçlarında görülmektedir ki artan sıcaklık ve basınç ile birlikte ^{3}He oluşum reaksiyonları toplam enerji akışına katkıda bulunmaya başlamaktadır. Üretilen ^{3}He (X3), Siess [14] modelleri ile mukayese edilmiş ve sonuçlar sırasıyla Şekil 4,ve Şekil 5'de gösterilmiştir.



Şekil 4: Bizim modellerimizdeki, $0.7M_{\odot}$ kütleli model için X3 değişiminin Siess[14] modellerininX3 değişimi ile karşılaştırılması.

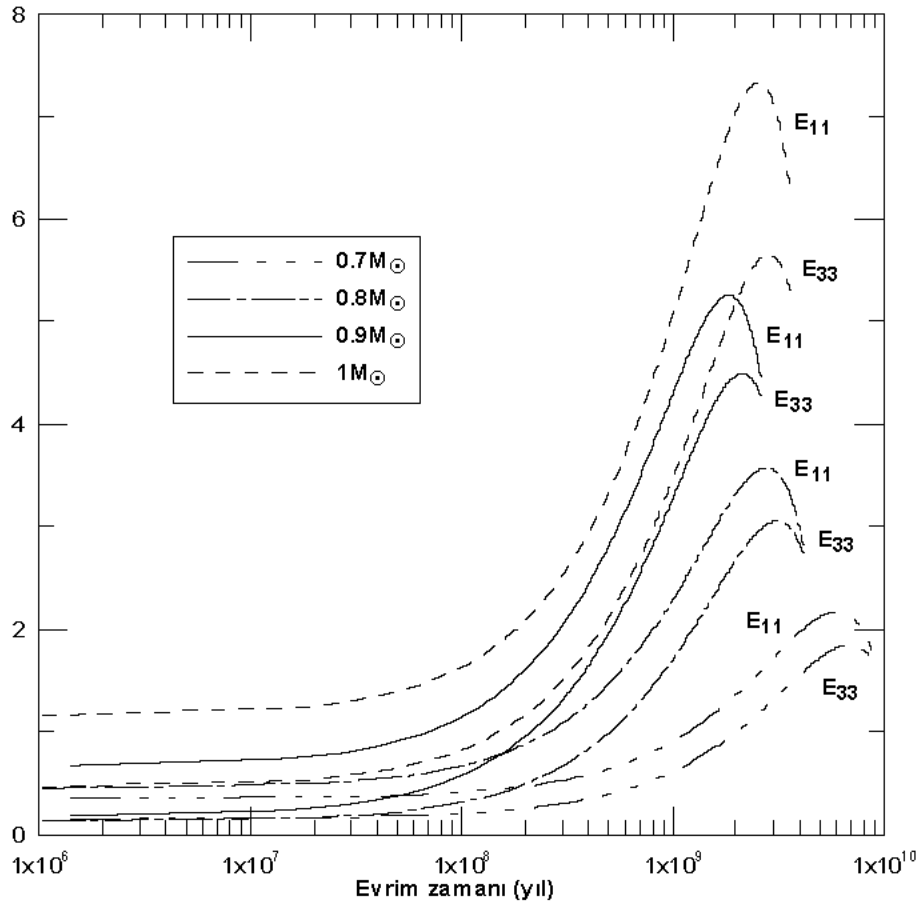


Şekil 5: Bizim modellerimizdeki, $1M_{\odot}$ kütleli model için X3 değişiminin Siess[14] modellerinin X3 değişimi ile karşılaştırılması.

Bu şekillerden de görüleceği gibi büyük kütlelerde Siess modelleri ile uyuşum daha iyi olup, çok fazla olmamasına karşın küçük kütlelerde uyuşum bozulmaktadır. Örneğin $0.7M_{\odot}$ kütleli model için bizim hesaplarımızdan elde edilen X3 değerleri Siess değerlerinden %39.8 daha fazla iken $1M_{\odot}$ kütleli model için sadece %3.7 fazla olmaktadır.

5. Enerji Üretimi

Bu kısımda 2.kısımda hesaplama yöntemi anlatılan proton- proton ve ^{3}He-^{3}He reaksiyonlarında üretilen enerji her bir kütle için hesaplanmış ve Şekil 6'da gösterilmiştir. Bu şekil $H^1\left(p,e^+\upsilon\right)D^2$ (E_{11}) ve $He^3\left(He^3,2p\right)He^4$ (E_{33}) reaksiyonlarından açığa çıkan enerji dağılımını dikkate aldığımız modeller için gösterilmektedir



Şekil 6: 0.7, 0.8, 0.9 ve $1M_{\odot}$ kütleli yıldız modellerinin merkezlerinde p-p ve ^{3}He-^{3}He reaksiyonları ile üretilen enerjiler.

Örneğin $0.7M_{\odot}$ kütleli model için He^3 yaklaşık 1.03×10^7 K merkezi sıcaklığında ve 78.3 g/cm^3 merkezi yoğunluk değerinde oluşmaya başlar. Yine Şekil 6'dan görüleceği gibi kütle arttıkça E_{11} ve E_{33} artmaktadır.

Kaynaklar

[1] Alastuey, A. and Jancovici, B.(1978), "*Nuclear reaction rate enhancement in dense stellar matter*" The Astrophysical Journal, 226, 1034-1040.

[2] Basu, S., et al.(1999), "*Heliosseismic Analysis of the Hydrogen Partition Function in the Solar Interior*" Astrophysical Journal, 518, 985-993.

[3] Durmuş, A.(2003), "*Opal Hal Denkleminin Güneş ve Orta Kütleli Yıldızların İç Yapısı ve Evrimine Etkisi*", Doktora Tezi, Erciyes Üniversitesi, Kayseri.
[4] Ciardullo, R.(2006), "Astro. 534 Stellar Structure and Evolution", http://www.astro.psu. edu/users/rbc/ astro534. html.
[5] Lang, R. K.(1999), "*Astrophysical Formulae Volume I Radiation, Gas Processes and High Energy Astrophysics*", Astronomy and Astrophysics Library, Printed in Germany.
[6] Fowler, W. A., Caughlan, G. R. and Zimmerman, B. A.(1967), "*Thermonuclear Reaction Rates*" A&A…5..525F.
[7] Adelberger, E. G., et al.(1998), "*Solar Fusion Cross Section*", RvMP, Volume 70, Issue 4, pp. 1265-1291.
[8] Salpeter, E. E.(1954), "*Electron Screening and Thermonuclear Reactions*" Australian J. Phys., 7,373S, 1954.
[9] Dizitko, H., et al.(1995), "*The Screened Nuclear Reaction Rates and the Solar Neutrino Puzzle*", The Astrophysical Journal, 447, 428-442.
[10] Tsytovich, V. N.(2000),"*Suppression of Thermonuclear Reactions in Dense Plasmas İnstead of Salpeter's Enhancement*" A&A, 356,L57-L61.
[11] Morel, P., et al.(1999), "*Solar Models and NACRE Thermonuclear Reaction Rates*" A&A, 350, 275-285.
[12] Bahcall, J. N.(1989), "*Neutrino Astrophysics*", Cambridge University Press.
[13] Caughlan, G. R. and Fowler, W. A.(1988), "*Thermonuclear Reaction Rates V*", Atomic Data Nucl. Data Tables, Vol 40, p. 283-34.
[14] Siess, L., Dufour, E. and Forestini, M.(2000), "*An Internet Server for Pre-Main Sequence Tracks of Low- and Intermediate- Mass Stars*" Astron. Astrophysics, 358, 593-599.

GÜNEŞİN KONVEKTİF BÖLGESİNE AİT BAZI ÖZEL MHD ÇÖZÜMLER

Hüseyin ÇAVUŞ[1] , Aysel İ. KARAFİSTAN[2]

Özet

Bu çalışmada Güneşin konvektif bölgesinde manyetik alanın davranışı ve etkileri çalışılmıştır. Özel bir manyetik alan profili için küresel koordinatlarda manyetohidrodinamik (MHD) denklemlerinin çözümleri aranmıştır. Başlangıç manyetik alanı 10 T civarında kabul edilmiştir. Sonuç olarak birinci mertebe perturbasyon yaklaşımı kullanılarak konvektif bölge içinde değişik konumlar için, manyetik alanın Standart Güneş Modeliyle (SGM) tanımlanan fiziksel parametreler üzerindeki etkileri bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: *Güneş: manyetik alan , MHD, iç yapı*

Abstract

In this work, we have studied more thoroughly behaviour and effects of the magnetic field in the convective layer of the Sun. The well-known MHD equations were solved in terms of the spherical coordinates for a specific profile of the magnetic field. The magnetic field is assumed to be toroidal with a magnitude around 10 T The variations of the resulting first order perturbations in the parameters of the Standard Solar Model (SSM) are calculated at different locations in that layer.
Keywords: Sun: magnetic field , *MHD, interior*

1. Giriş

Güneş sistemindeki en kütleli nesne olmasının yanı sıra Yer'e en yakın yıldız da Güneş'tir. Bu nedenle en çok tanınan yıldız olarak gösterilebilir. Bu durum temel özellikler olarak nitelendirilen kütle, yarıçap, sıcaklık ve parlaklık nicelikleri için geçerli olduğu gibi yıldız yapısı için de geçerlidir. Sahip olduğu manyetik alan, Güneş'in iç yapı dinamiği üzerinde önemli bir role sahiptir.

Güneşin manyetik alanı, bir dinamo mekanizması tarafından sürekli olarak üretilir [1]. Eğer böyle olmasa, manyetik alandan dolayı oluşan ve gözlenen etkinliklerin hiçbiri oluşmazdı. Dinamo mekanizmasının oluşturduğu manyetik alandan kaynaklanan akışkan hareketi nonlineer olduğu için çözümlerde bazı yaklaşıklık yöntemleri kullanılmalıdır.

SGM hesaplamalarında, genellikle dönme, türbülans ve manyetik alan hesaba katılmaz. Zaten bu üç etki aynı anda dikkate alınırsa, MHD denklemlerinin çözümleri zor hatta imkansızdır. Son yapınla çalışmalarda bulunan sonuçlara göre, Güneş'e ait manyetik etkinliğe sebep olan alanın konvektif bölgenin tabanında depolandığı kabul edilmektedir [2].

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yeni Yerleşke, Çanakkale 17100, 0286 218 0018 (1952 Dahili), h_cavus@comu.edu.tr.*
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Su Ürünleri Fakültesi, Terzioğlu Yeni Yerleşke, 17100, Çanakkale, 0286 218 0018 (1568 Dahili), akarafistan@comu.edu.tr*

Bu çalışmada, konvektif bölgenin alt kısmı diyebileceğimiz $0.703R_\odot$ ve $0.723R_\odot$ yarıçapları arasındaki bölgede, SGM deki [3] parametreler ve manyetik alanda meydana gelen perturbasyonlar, birinci mertebe yaklaşımı yardımıyla hesaplanacaktır. Sıkıştırılmaz akışkan yaklaşımı kullanılacaktır. Çözümlerin tamamı küresel koordinatlarda değişik açısal pozisyonlar için yarıçapa bağlı olarak verilecektir.

2. İdeal MHD Denklemleri ve Temel Formülasyon

Bu çalışmada [4] çalışmasında da kullanılan, ideal MHD denklemleri kullanılacaktır. Bu denklemler sırasıyla,

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla.(\rho \mathbf{v}) = 0 \tag{1}$$

$$\rho \frac{d\mathbf{v}}{dt} = -\nabla p + \rho \mathbf{g} + \frac{1}{\mu_0}(\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B} \tag{2}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = -\nabla.(\mathbf{vB} - \mathbf{Bv}) = (\mathbf{B}.\nabla)\mathbf{v} - (\nabla.\mathbf{v})\mathbf{B} - (\mathbf{v}.\nabla)\mathbf{B} \tag{3}$$

$$\nabla.\mathbf{B} = 0 \tag{4}$$

$$\frac{dp}{dt} = \gamma \frac{p}{\rho}\frac{d\rho}{dt}. \tag{5}$$

Yukarıdaki denklemlerde (1) sürekliliği, (2) hareketi, (3) indüksiyonu, (4) manyetik tek kutupsuzluğu ve sonuncu denklem ise adiyabatik enerji transferini tanımlamaktadır. Bu denklemlerde, sırasıyla ρ, **v**, p, **B** ve γ yoğunluk, hız, basınç, manyetik alan ve özısılar oranını göstermektedir. Daha önce de belirtildiği gibi (1)-(5) eşitlikleri ile gösterilen hareket oldukça nonlineerdir. Bu çalışmada lineerleştirilmiş durum için çözümler aranacaktır. Nonlineer hareketin oluşumuna ait bilgiler [5] çalışmasında bulunabilir. Bu denklemlerin sıkıştırılamaz-lineer durum için çözümleri daha önce yaptığımız bir çalışmada detaylı bir şekilde verilmişti [6]. Bu çalışmada daha önceki çalışmadan farklı olarak pertürbasyonların değişimlerinin yarıçapa göre ele alınacaktır.

Yapılmış bazı çalışmalar, gözlenmiş Güneş lekelerinin sebebinin konvektif bölgenin tabanında, 10 T ile 100 T arasında bir manyetik alanın olduğuna işaret etmektedir. [7] ve [2] bu kadar yüksek manyetik alanın nedenini Coriolis kuvveti olarak göstermektedir. Manyetik alan, bu değerlerden daha küçük olsaydı, Coriolis kuvvetinin etkisiyle yüzeyde herhangi bir Güneş lekesi bırakmadan konvektif bölge içinde yok olurdu.

Kleeorin [8], manyetik alanın bileşenleri arasında $B_\phi^0 \rangle\rangle B_r^0$ and B_θ^0 şeklinde bir ilişki olduğunu ortaya koymuştur. Bu durumda küresel simetriyi bozmayan manyetik alan profili olarak aşağıdaki eşitlik kullanılacaktır.

$$\mathbf{B}^{(0)} = B\,\mathbf{e}_\phi. \tag{6}$$

HS dengenin sağlanabilmesi için aşağıdaki alan profili seçilmiştir.

$$\frac{d}{dr}(rB) = 0. \tag{7}$$

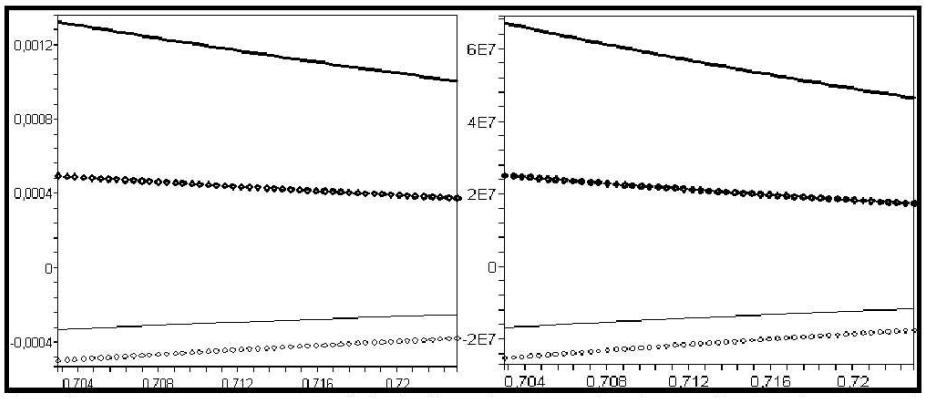
Buradan $B = \text{sabit}/r$ olarak bulunur (8)

3. Sonuçlar

Yukarıda anlatıldığı gibi, konvektif bölgenin alt kısmında fiziksel parametrelerdeki pertürbasyonların elde edildiği bu çalışmada, birinci mertebe pertürbasyon yaklaşımı kullanılmıştır. Bu nedenle ikinci mertebeden düzeltmelere neden olan etkiler ihmal edilmiştir. SGM için kullanılan parametreler uygun bir biçimde enterpole edilmiştir [3]. Bulunan sonuçlarda manyetik alanın varlığı nedeniyle, pertürbe olan Güneş'te n=3 ve l=2 için değişik

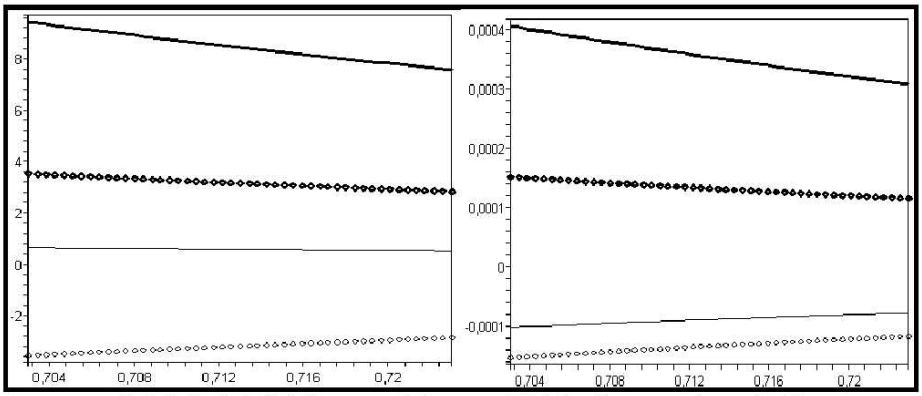
m kombinasyonları kullanılmıştır. Yerden kazanmak için, 30° enlem ve φ=60 ° azimuthal açı için olan çözümler sunulmuştur.

Brun ve arkadaşları [9], çalışmasında da olduğu gibi konvektif bölgenin tabanı $0.713R_{\odot}$ olarak kabul edilmiştir. (1)-(5) MHD denklemlerinin MKS birim sistemindeki çözümlerin bulunmasında Waterloo Maple 9.5 paket programı kullanılmıştır. [6] çalışmasında olduğu gibi $0.305x10^{-5}$ rad.sn^{-1} frekanslı (23.84 günlük periyot) g kipleri kullanılmıştır. Bütün şekillerde ——m=1, ▬ m= -1, ◇ m=2 ve ◆ m= -2 olarak gösterilmektedir



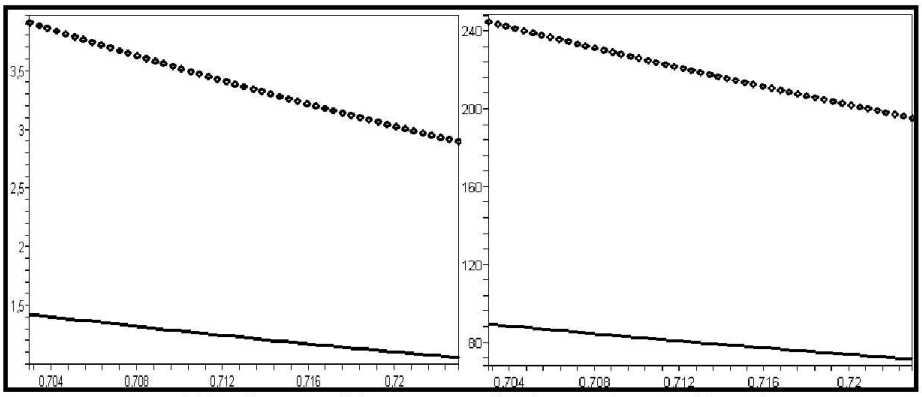
Şekil 1. ¼ periyot zaman sonra yoğunluk (sol) ve basınçta (sağ) meydana gelen pertürbasyonlar

Şekil 1'de, sol kısmında yoğunlukta meydana gelen pertütbasyonların ($\rho^{(1)} = -\xi_r(d\rho^{(0)}/dr)$) çeyrek periyot sonraki değişimleri gösterilmektedir. Şekil incelendiğinde, maksimum değişimin 0.001 kg/m^3, minimum değişimin ise -0.0005 kg/m^3 civarında olduğu görülmektedir. Sağ taraftaki grafikte ise basınç pertürbasyonların sahip olduğu ($p^{(1)} = -\xi_r(dp^{(0)}/dr)$) maksimum değerin $7x10^7$ Pascal, minimum değerin ise $-2x10^7$ Pascal olduğu görülmektedir.



Şekil 2. Şekil 1 ile aynı fakat sıcaklık(sol) ve ses hızı (sağ)

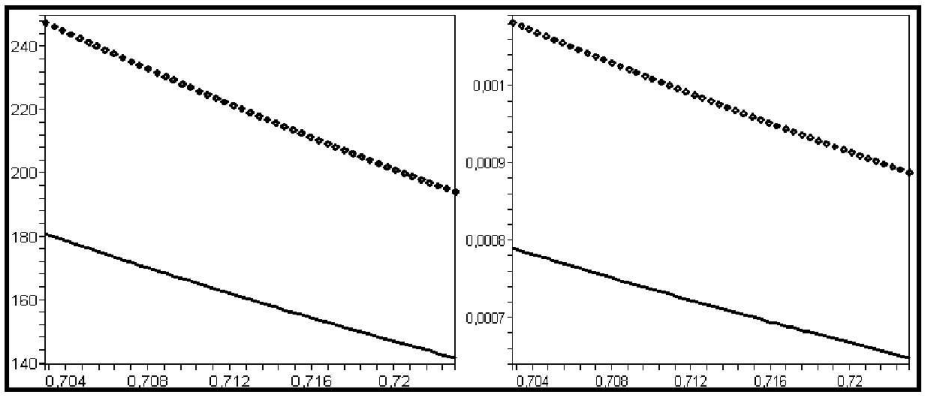
Yukarıdaki şekilde $T^{(1)} = -\xi_r(dT^{(0)}/dr)$ sıcaklık pertürbasyonları -3 ile 9 Kelvin arasında elde edilmektedir. Negatif değerli sıcaklık petürbasyonu, o yarıçapta, sıcaklık değerinin SGM'den daha az olduğunu göstermektedir. Ses hızındaki $c_s^{(1)} = (p^{(1)}\rho^{(0)} - p^{(0)}\rho^{(1)})c_s^{(0)}/(2p^{(0)}(\rho^{(0)} + \rho^{(1)}))$ değişim ise -0.1 mm/s ile 0.7 mm/s olarak bulunmuştur.



Şekil 3. Şekil 1 ile aynı fakat manyetik alan (sol) ve Alfven hızı (sağ)

Manyetik alan ve Alfven hızının değişimleri sırasıyla:

$B^{(1)} = \sqrt{B_r^{(1)2} + B_\theta^{(1)2} + B_\phi^{(1)2}}$ ve $\mathbf{v}_a^{(1)} = (2B^{(1)}\rho^{(0)} - B^{(0)}\rho^{(1)})\mathbf{v}_a^{(0)} / (2B^{(0)}(\rho^{(0)} + \rho^{(1)}))$ ile hesaplanmaktadır. manyetik alandaki değişim 1.5 ile 3.5 T arasında bulunurken, Alfven hızındaki değişim ise 90 m/s ile 250 m/s arasında bulunmuştur. Alfven hızının negatif olması. yönün iç tarafa doğru olduğunu göstermektedir.



Şekil 4. Şekil 1 ile aynı fakat hız (sol) ve Mach sayısı (sağ)

Son olarak hız ve Mach numarasındaki değişimler Şekil 4'te sunulmaktadır. Bu iki parametredeki değişim sırasıyla $\mathbf{v}^{(1)} = \sqrt{\mathbf{v}_r^{(1)2} + \mathbf{v}_\theta^{(1)2} + \mathbf{v}_\phi^{(1)2}}$ ve $\mathrm{M} = \mathbf{v}^{(1)} / c_s$ eşitlikleri yardımıyla bulunmuştur.

4. Tartışma-Sonuç

Ledoux ve Walraven tarafından 1958 yılında yazılmış olan bu konudaki ilk önemli makalede [4], manyetik alanın 10 T ve katları civarında olabilmesi için, gün mertebesindeki periyotlara ihtiyaç olduğu belirtilmiştir. Bu çalışmada periyot 23.84 gün olarak bulunmuş ve 10 T değerindeki manyetik alan ise 11.5 T ile 13.5 T gibi değerlere yükseldiği tespit edilmiştir. Bulunan bu sonuç [4] ile büyük bir uyum içindedir. Manyetik alan pertürbasyonunun manyetik alan ile kıyaslanabilir değerlerde çıkması, bu makalede çalıştığımız bölge olan konvektif katmanın altında, dinamo mekanizmasının olduğunu göstermektedir.

Bir önceki bölümde hesaplanan, pertürbasyonn değerleri Rempel ve arkadaşlarının 2000 yılında yaptığı çalışma [10] ile büyük bir uyum içindedir. Adı geçen makalede ve çalışmamızda, pertürbasyon değerinin denge değerine oranı 10^{-6} olarak bulunmuştur. Rempel ve arkadaşları yaptıkları çalışmada, statik durum için hesaplama yapmışladır. Bu çalışmada ise tamamen MHD denklemleri kullanılmıştır.

Toplam hız ve Mach numarasındaki değişim incelendiğinde, Mach numarasındaki değişim 10^{-4} olarak bulunmuştur. Bu sonuç hem sıkıştırılamaz akışkan yaklaşımının (M<<1)). doğru olduğunu [11] göstermektedir. Ayrıca başlangıçta manyetik alanı azimuthal yönde almamıza rağmen, konvektif bölgenin alt kısmında yerleşmiş olan dinamo mekanizması sayesinde radyal ve polar yöndeki bileşenler de ortaya çıkmaktadır.

4. Kaynaklar

[1] Parker, E., (1955), "Hydromagnetic Dynamo Models", *The Astrophysical Journal*, 122, 293.

[2] Schussler, M., Caligari, P., Ferriz-Mas, A. ve Moreno-Insertis, F., (1994) "Instability and eruption of magnetic flux tubes in the solar convection zone", *Astronomy and Astrophysics*, 281, L69

[3] Christensen-Dalsgaard, J., Däppen, W., Ajukov, S.V., Anderson, E.R., Antia, H.M., Basu, S., Baturin, V.A., Berthomieu, G., Chaboyer, B., Chitre, S.M., Cox, A.N., Demarque, P., Donatowicz, J., Dziembowski, W.A., Gabriel, M., Gough, D.O., Guenther, D.B., Guzik, J.A., Harvey, J.W., Hill, F., Houdek, G., Iglesias, C.A., Kosovichev, A.G., Leibacher, J.W., Morel, P., Proffitt, C.R., Provost, J., Reiter, J., Rhodes Jr., E.J., Rogers, F.J., Roxburgh, I.W., Thompson, M.J. ve Ulrich, R.K., (1996), "Current State of Solar Modeling", *Science*, 272, 1286.

[4] Ledoux, P. ve Walraven, T.H., (1958), Variable Stars, Sect. 83: in *Handbuch der Physik*, Vol. 51, Springer, Berlin.

[5] Sharp, D. H., (1984) "An Overview Of Rayleigh Taylor Instabilitiy. *PhysicaD*, 12, 3.

[6] Çavuş, H., ve Karafistan, A.İ, (2006), *"*Some MHD Solutions for the Bottom of the Solar Convective Layer*", Puplicaitons of Astronomical Society of Pacific (PASP) Conference Series* (in print)

[7] Moreno-Insertis, F., Schuessler, M. ve Ferriz-Mas, A., (1992), "Storage of magnetic flux tubes in a convective overshoot region", *Astronomy and Astrophysics*, 264, 686.

[8} Kleeorin, N., Mond, M. ve Rogachevskii, I., (1996), "MHD turbulence in the solar convective zone as a source of oscillations and sunspots formation", *Astronomy and Astrophysics,* 307, 293.

[9] Brun, A. S., Turck-Chièze, S. ve Zahn, J. P., (1999), "Standard Solar Models in the Light of New Helioseismic Constraints. II. Mixing below the Convective Zone", *The Astrophysical Journal*, 525, 1032.

[10] Rempel, M., Schüssler, M. ve Tóth, G., (2000), "Storage of magnetic flux at the bottom of the solar convection zone", *Astronomy and Astrophysics,* 363, 789.

[11] Landau, L.D. ve Lifshsitz, E.M., (1966), "*Fluid Mechanics*", New York, Pergamon Press.

EKSEN DÖNMESİ GÖSTEREN HİPPARCOS ÖRTEN ÇİFT SİSTEMİ V398 LAC'IN İLK YER TABANLI GÖZLEMLERİNİN FOTOMETRİK ANALİZİ

Caner ÇİÇEK[1], Ömer L. DEĞİRMENCİ[2], İbrahim BULUT[3], Osman DEMİRCAN[1], Ahmet ERDEM[1], Volkan BAKIŞ1, Naci ERKAN[1]

Özet

Bu çalışmada, Hipparcos uydusu tarafından değişen (örten) bir çift yıldız olduğu ilk kez ortaya konan V398 Lac'ın ilk yer tabanlı *BVR* CCD gözlemleri sunulmaktadır. Işık eğrileri, ÇOMÜ Gözlemevinde, üç ardışık yıl 2003, 2004 ve 2005'te yapılmıştır. Gözlemlerden 3 baş ve 3 yan minimum zamanı elde edilmiştir. Yeni *BVR* ışık eğrileri, Wilson—Devinney yöntemi kullanılarak analiz edilmiştir. Analiz sonucunda, bu yıldıza ilişkin yörüngesel ve fiziksel öğeler ilk kez bulunmuştur. Sonuçlar, sistemin basık yörüngeli, ayrık bir çift olduğunu göstermektedir. Hipparcos ve ÇOMÜ ışık eğrilerinin çözümü, enberi boylamı için oldukça farklı değerler vermektedir; ki bu sonuç, sistemin eksen dönmesinin yaklaşık 26 yıllık bir döneme sahip olduğunu gösterir. Bu kısa dönem, V398 Lac'ı, eksen dönmesi çalışmaları için çekici bir aday yapar.

Anahtar Kelimeler **:** *Örten Çift Yıldızlar, Eksen Dönmesi.*

Abstract

The first ground-based *BVR* photometric observations of the eclipsing binary star V398 Lac, which was recently discovered by Hipparcos, are presented. The light curves were obtained at the ÇOMU Observatory in the consecutive years 2003, 2004 and 2005. From these observations, three primary and three secondary minima times have been calculated. The light curves of the system were also analyzed by using the Wilson-Devinney program. The analysis shows that the system is detached and its orbit is eccentric. The longitude of the periastron (ω) was found significantly different for two different light curves (ours and that of Hipparcos), which is strongly suggestive of an apsidal motion with a period of about 26 yr. This small period makes V398Lac an important candidate for studies of apsidal motion.

Key Words: *Eclipsing Binary, Apsidal Motion*

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Fakültesi Fizik Bölümü ve Astrofizik Araştırma Merkezi , Terzioğlu Yerleşkesi, Çanakkale. E-mail: ccicek@comu.edu.tr*

[2] *Ege Üniversitesi Fen Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir. E-mail: omer.degirmenci@ege.edu.tr*

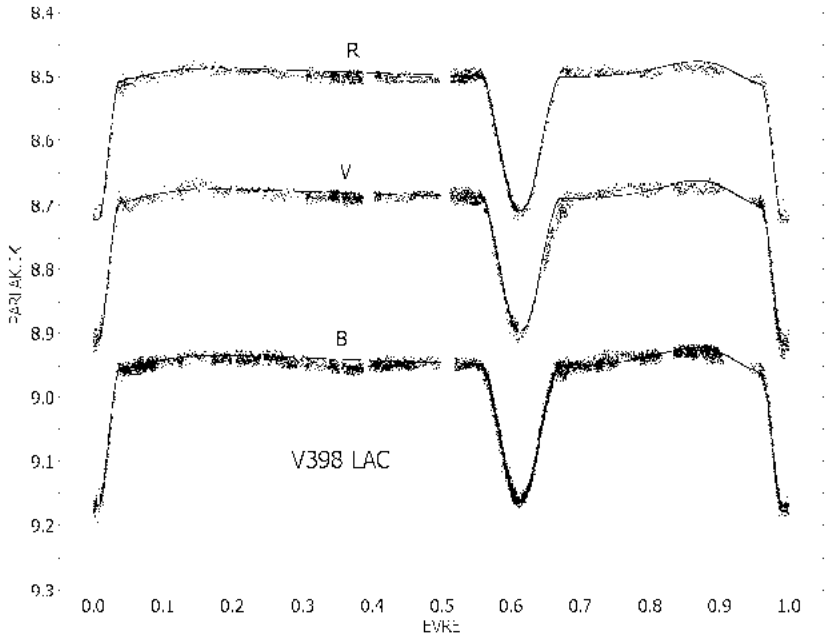
[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Çanakkale Meslek Yüksek Okulu ve Astrofizik Araştırma Merkezi, Terzioğlu Yerleşkesi ,Çanakkale. E-mail: ibulut@comu.edu.tr*

1. Giriş

V398 Lac (HIP 109193 = HD 210180 = PPM 40240), Hipparcos uydusu ile gözlenerek V renginde ışık eğrisi elde edilmiş, EA sınıfından örten çift olarak sınıflandırılmış, yörünge dönemi 5.4057 gün ve tayf türü A0 olarak verilmiştir [1]. Sistemin Hipparcos uydusu tarafından elde edilen ışık eğrisi, yan minimumun 0.5 evre yerine ~0.35 evrede oluşması nedeniyle, V398 Lac'ı, eksen dönmesi gösteren sistemlere aday yeni bir sistem konumuna getirmektedir.

2.Gözlemler

V398 Lac'ın yer tabanlı ilk gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMUG)'de 2003 ve 2004 yılları arasında 30 cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskopu ve buna bağlı ST10X-ME CCD kamera ile gerçekleştirilmiştir. Gözlemler sırasında B,V ve R süzgeçlerinin her birinde sırasıyla, 4874, 1889 ve 1588 gözlem noktası elde edilmiştir. Elde edilen CCD ışık eğrileri Şekil 1'de gösterilmiştir (Düz çizgiler hesaplanan ışık eğrileridir.). Sistemin gözlenen *B-V* ve *V-R* renk eğrileri ise Şekil 2'de verilmiştir.

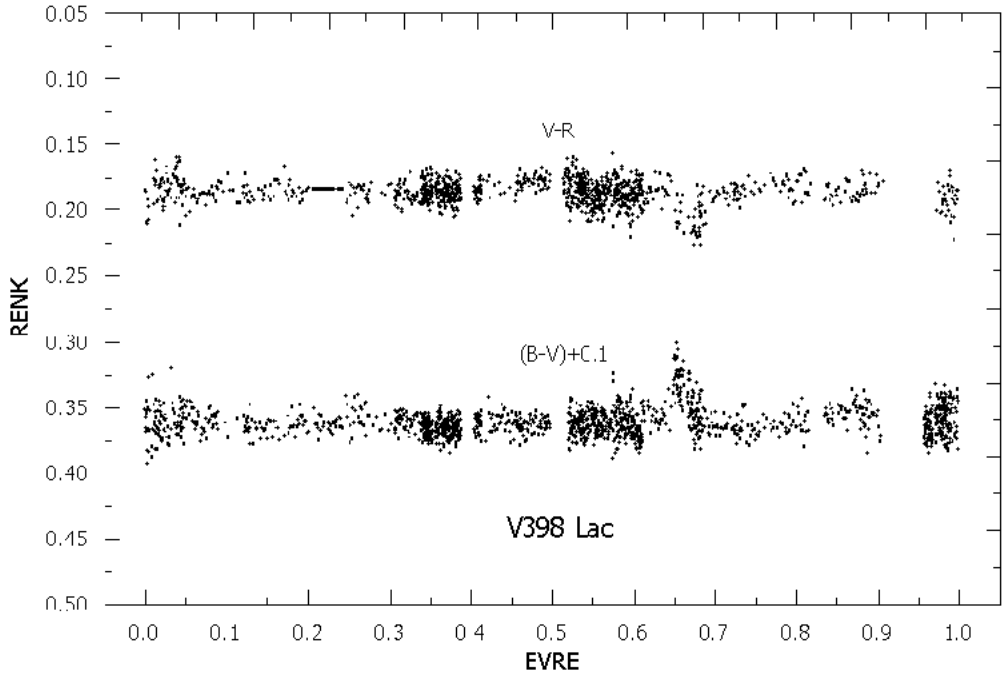


Şekil 1 V398 Lac'ın gözlenen ve Model B parametreleriyle hesaplanan ışık eğrileri

Işık eğrilerinde yan minimumun yeri 0.6 evre civarındadır ve bu da yörüngenin basık olduğu anlamına gelir. Ayrıca ışık eğrileri tutulmalar dışında da dalga benzeri bir değişim göstermektedir.

Renk eğrileri incelendiğinde, *B-V* renginde, yan minimumun çıkış omuzuna denk gelen evrede bariz bir mavileşmeye karşın *V-R* renginde hafif bir kızıllaşma olduğu ve diğer evrelerde ise renklerin hemen hemen sabit gittiği görülmektedir. Özellikle tutulma ortalarına denk gelen evrelerde renklerin değişim göstermiyor olması bileşenlerin hemen hemen aynı sıcaklıklarda olduğunu ima eder. Bu nedenle, sistem için elde ettiğimiz renk ölçeklerinin, yaklaşık olarak bileşenlerin de renk ölçeklerini temsil ettiğini varsayabiliriz.

Özgün (kızıllaşmamış) $(U\text{-}B)_\circ$ ve $(B\text{-}V)_\circ$ renk ölçekleri hakkında fikir edinebilmek amacıyla, V398 Lac örten çift sistemi, 2005 gözlem sezonunda, mukayese yıldızı ve bir takım standard yıldızlarla birlikte *UBV* filtrelerinde gözlenerek, değişen ve mukayese yıldızlarının *U-B* ve *B-V* standard renk ölçekleri elde edilmiş ve sonuçlar Tablo 1'de verilmiştir.



Şekil 2 V398 Lac'ın gözlenen *B-V* ve *V-R* renk eğrileri

V398 Lac örten çift sisteminin gözlemleri sırasında *B*, *V*, ve *R* süzgeçlerinin herbirinde bir baş, bir de yan minimum zamanı elde edilmiş ve Tablo 2'de verilmiştir. Minimum zamanları ve olası hataları Kwee ve van Woerden [2] yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır.

Tablo 1. Değişen ve mukayese yıldızlarının standard renk ölçekleri

Yıldız	Tycho Katalog Adı	U-B	B-V
Değişen	TYC 3969- 1626-1	-0.25	0.24
Mukayese	TYC 3969- 2396- 1	0.01	0.30

Tablo 2 V398 Lac'ın gözlenen minimum zamanları

HJD	Hata	Süzgeç	Minimum türü
53599.3914	0.0003	B	II
53599.3918	0.0004	V	II
53599.3919	0.0006	R	II
53666.3679	0.0007	B	I
53666.3629	0.0007	V	I
53666.3655	0.0009	R	I

3. Işık Eğrisi Analizi

Örten çift sistemlerin ışık eğrilerinin, modern yöntemlerle anlamlı bir şekilde çözülebilmesi için, bileşenlerden birinin sıcaklığının duyarlı olarak bilinmesi gerekir. V398 Lac, henüz yeni keşfedildiğinden dolayı fotometrik ya da tayfsal analizleri yapılmamış bir sistemdir. Bu yüzden ışık eğrilerinin çözümü büyük zorluklar içerir. Ne bileşenlerin sıcaklıkları ne de sistemin kütle oranı hakkında hiç bir bilgi elde mevcut değildir. Bu nedenle, öncelikle yaklaşık da olsa bir sıcaklık değeri bulmak amacıyla Q parametresi tanımından yararlanılmıştır. UBV sisteminde tanımlanan Q parametresi, yıldızlararası sönükleştirmeden etkilenmeyen bir parametre olup

$$Q = (U-B) - \frac{E(B-V)}{E(U-B)}(B-V) \qquad (1)$$

bağıntısıyla verilir [3]. E renk artığı için Persei yasası dikkate alınır (E = 0.7) ve U-B ve B-V gözlenen renkleri kullanılırsa, değişen ve mukayese yıldızları için sırasıyla Q(değişen) = -0.42 ve Q(mukayese) = -0.2 değerlerini elde ederiz. Golay'ın çizelgesine göre, Q'nun bu değerleri sırasıyla $(B\text{-}V)_{\circ\ \text{değişen}}$ = -0.15 ve $(B\text{-}V)_{\circ\ \text{mukayese}}$ = -0.075 bünyesel renk ölçeklerine karşılık gelmektedir. Renk ölçekleri için bulunan bu değerler, Popper'in çizelgesinde [4] kullanılarak, değişen ve mukayese yıldızlarının tayf türleri, sırasıyla, B6 ve B9 olarak elde edilmiştir.

Değişen yıldız için yukarıda verdiğimiz renk ölçeği değeri, [4]'e göre, T_e = 14800 K civarında bir etkin sıcaklık değerine karşılık gelmektedir. Bu nedenle, sistemin sıcak bileşenin 14800 K civarında bir sıcaklığa sahip olması beklenmelidir. V398 Lac'ın, Şekil 1'de verilen ışık eğrileri incelendiğinde, baş ve yan minimum derinliklerinin hemen hemen eşit olduğu görülmektedir. Dolayısı ile, bileşenlerin sıcaklıklarının da yaklaşık olarak eşit olmalarını beklemekteyiz.

V398 Lac örten çift sisteminin 2003 – 2004 gözlem sezonlarında elde edilen BVR ışık eğrilerinin çözümleri Wilson-Devinney [5] yöntemiyle yapılmış ve çözümlerde 2003 versiyonu kullanılmıştır. Sıcak bileşenin sıcaklığını tahmin edebilmek amacıyla yaptığımız deneme çözümlerinde en uygun sonuçlar, soğuk bileşenin sıçaklığının 14500 K olduğu durumda elde edilmiştir. Bu denemelerde gözlenen önemli bir durum ise baş minimumda örtülen yıldızın (baş yıldız) soğuk, yan minimumda örtülen bileşenin (yoldaş) ise sıcak bileşen olmasıdır. Sonuç olarak, baş yıldızın sıcaklığı 14500 K kabul edilmiş ve çözümler sırasında sabit tutulmuştur. Çözümlerde doğrusal kenar kararma yasası kabul edilmiş ve kenar kararma katsayıları [6]'dan alınmıştır. Bileşenlerin bolometrik yansıtma katsayıları ile çekim kararma üsleri ışınımlı atmosferler durumu kabul edilerek 1.0 olarak alınmıştır. B, V ve R ışık eğrilerinden ortalamalar alınarak, herbir renkte 1000'er ortalama nokta oluşturulmuş ve ortalama ışık eğrileri kullanılarak B, V ve R ışık eğrileri eşzamanlı olarak çözülmüştür. Çözümlerde atmosfer modeli kullanılmış ve bileşenlerin kimyasal bollukları için Güneş değerleri kabul edilmiştir. Eş dönme parametresi F'nin durumuna bağlı olarak iki farklı model cözümü elde edilmiştir. Model A'da dönme ve yörünge açısal hızları eşit kabul edilmiş (eşdönme) ve bileşenlerin eşdönme parametreleri $F_{1,2}$ sabit tutulmuştur. Model B'de ise $F_{1,2}$ parametreleri serbest bırakılarak düzeltilmiştir. Çözümler sırasında serbest bırakılan diğer parametreler ise şunlardır: yörünge dışmerkezliği, e; enberi boylamı, w; evre kayması, ϕ; yörünge eğim açısı, i; yoldaş yıldızın sıcaklığı, T_2; bileşenlerin yüzey potansiyelleri, $\Omega_{1,2}$; kütle oranı, $q(=M_2/M_1)$ ve baş yıldızın, B, V ve R renklerindeki normalize edilmemiş tekrenk ışıtmaları, L_1. Bütün parametreler için program tarafından üretilen düzeltme miktarları, onların hatalarından küçük kalıncaya kadar iterasyon işlemleri devam ettirilmiştir. Çözüm sonuçları Tablo 2'de verilmiştir. Çözüm denemelerinde elde edilen en ilginç durum, bileşenlerin birbirine çok yakın sıcaklıklara sahip olmalarına karşın, baş minimumda örtülen bileşenin sıcak (ve normal olarak büyük kütleli) bileşen değil aksine daha soğuk (ve küçük kütleli) bileşen olmasıdır. Başka bir değişle sistemin ışık eğrisinde derin minimum, soğuk

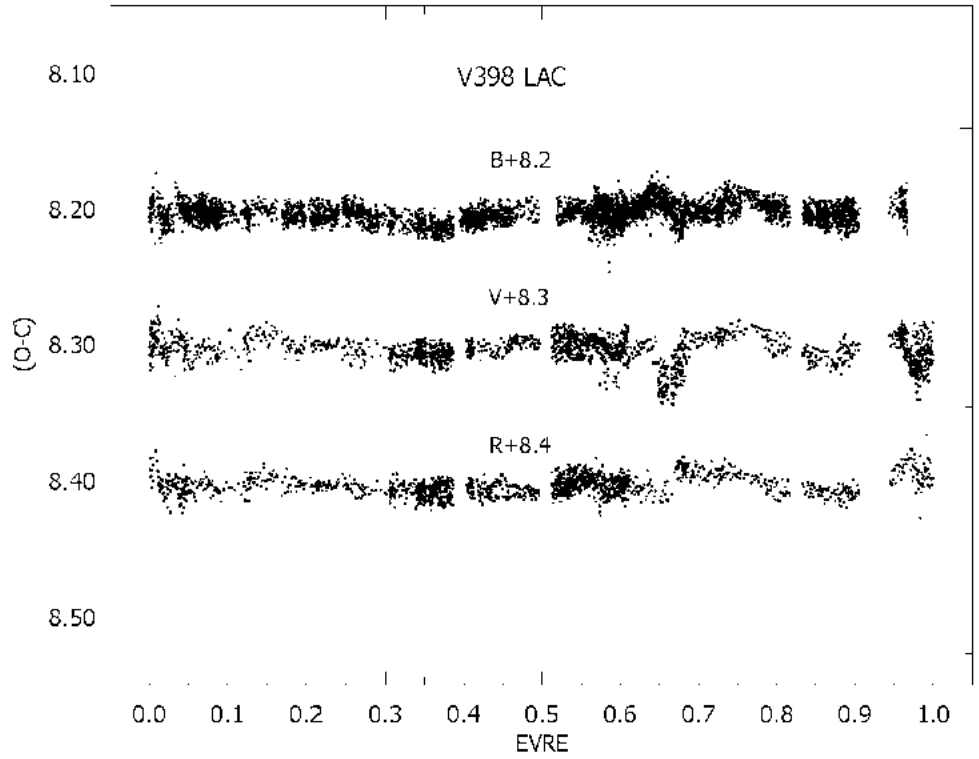
bileşenin örtülmesiyle ve biraz daha sığ olan minimum ise sıcak bileşenin örtülmesiyle oluşmaktadır. Bu nedenle, bugüne kadar kullanılan terminolojiye göre zıt bir durum ortaya çıkmaktadır. Bizim bu çalışmada kullandığımız baş yıldız terimi baş minimumda örtülen bileşen (daha soğuk ve daha küçük kütleli bileşen) içindir.

Tablo 2. V398 Lac örten çift sisteminin *B*, *V* ve *R* ışık eğrilerinin Wilson-Devinney yöntemi ile eşzamanlı çözümlerinden elde edilen sonuçlar. Programın, serbest parametreler için ürettiği hatalar, son basamaklarda olmak üzere parantez içlerinde verilmiştir.

Parametre	**Model A**	**Model B**
ϕ	0.0460 (1)	0.0467 (1)
e	0.2961 (5)	0.2859 (6)
w (^{o})	54.1 (1)	52.4 (1)
i (^{o})	84.31 (2)	84.57 (1)
F_1	1.0	1.1 (2)
F_2	1.0	3.5 (1)
x_1	0.37 (B), 0.31 (V), 0.24 (R)	0.37 (B), 0.31 (V), 0.24 (R)
x_2	0.38 (B), 0.32 (V), 0.25 (R)	0.38 (B), 0.32 (V), 0.25 (R)
$A_1 = A_2$	1.0	1.0
$g_1 = g_2$	1.0	1.0
T_1 * (K)	14500	14500
T_2 (K)	14721 (48)	15340 (84)
Ω_1	12.219 (22)	12.521 (22)
Ω_2	7.220 (23)	7.767 (21)
q	1.243 (5)	1.248 (6)
$L_1/(L_1+L_2)$	0.165 (1) (B) 0.167 (1) (V) 0.166 (1) (R)	0.165 (1) (B) 0.167 (1) (V) 0.166 (1) (R)
r_1 (ortalama)	0.0957 (2)	0.0930 (2)
r_2 (ortalama)	0.2109 (8)	0.2057 (9)
sigma	0.00184	0.00174

Tablo 2'den görüleceği üzere, Model B ile elde edilen sonuçlar, ikinci yıldızın sıcaklığı dışında, Model A ile elde edilenlere oldukça yakındır. Model B'ye göre birinci yıldız hemen hemen eş dönme yaparken ikinci yıldızın dönme açısal hızı yörünge açısal hızının 3.5 katıdır. İki model arasındaki diğer bir farklılık da ikinci yıldızın sıcaklığının Model B'de yaklaşık olarak 800 K daha yüksek çıkmasıdır. Işık eğrilerinin çözümlerinden elde edilen en önemli sonuç, baş minimumda örtülen yıldızın (birinci yıldız) sistemin daha soğuk ve daha küçük kütleli bileşeni olmasıdır. Model B'nin öğeleriyle hesaplanan kuramsal ışık eğrilerinin

gözlemsel noktalarla uyumu Şekil 1'de, gözlenen ve hesaplanan eğriler arasındaki (O-C) farkları ise Şekil 3'de verilmiştir. Şekilden anlaşılacağı üzere, sistemin gözlenen ışık eğrilerini yalnızca örtme ve örtülme olayları ile tam olarak açıklamak olanaklı görülmemektedir. Başka bir değişle, sistem, tutulma (örtme–örtülme) kaynaklı ışık değişimleri dışında, dalga benzeri ek bir ışık değişimi daha göstermektedir. Işık eğrilerinde ortaya çıkan bu ekstra değişimlerin nedeni şimdilik bilinmemektedir. Bu ekstra değişimin nedenlerinden biri olarak zonklama mekanizması düşünülebilir. Bu nedenle, bu yıldızın gözlemlerine ilerleyen gözlem sezonlarında da devam edilmesi gerekmektedir.



Şekil 3 Gözlenen ve hesaplanan ışık eğrileri arasındaki (O-C) farkları

4. Sonuç ve Tartışma

Tablo 2'de, kütle oranı, baş yıldızın sıcaklığı ve kesirsel yarıçapı için verilen değerler ile sistemin 5.4057 günlük yörünge dönemi, Budding ve Zeilik [7] (B&Z) tarafından verilen yöntemde kullanılarak, yoldaşın (sıcak bileşen) kütlesi hesaplanmıştır. Yoldaşın kütlesi, Dirilling ve Landolt [8] (D&L) tarafından verilen tablolardan yararlanılarak da tahmin edilmiştir. Yoldaşın kütlesi M_2, bu şekilde bulunduktan sonra, baş yıldızın kütlesi de $M_2 = qM_1$ bağıntısından hesaplanmıştır. Keplerin 3. yasası uygulanarak göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu ve $R_i = r_i\, a$ bağıntısından da bileşen yarıçapları hesaplanmış ve sonuçlar Tablo 3 de verilmiştir. Tablodan da görüleceği üzere, D&L'un tablolarından elde edilen kütleler, B&Z yöntemi ile elde edilenlerden yaklaşık olarak %15 daha küçüktür.

Tablo 3. V398 Lac örten çift sisteminin salt öğeleri.

Parametre	Model A		Model B	
	B&Z	D&L	B&Z	D&L
M_2 ($M_\odot$)	6.6	5.6	6.8	5.9
M_1 ($M_\odot$)	5.3	4.5	5.4	4.7
a ($R_\odot$)	29.6	28.0	29.8	28.5
R_2 ($R_\odot$)	6.2	5.9	6.1	5.9
R_1 ($R_\odot$)	2.8	2.7	2.8	2.7

Sistemin eksen dönme dönem için bir ilk ve yaklaşık değer elde edebilmek amacıyla, bu çalışmadaki ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen enberi boylamı, Bulut ve Demircan [9]'ın Hipparcos ışık eğrisi çözümlerinden elde ettiği değerle karşılaştırılmıştır. 1989-1993 yılları arasında (ortalama 1991.7) yapılan gözlemlerle elde edilen Hipparcos ışık eğrisi çözümünden enberi boylamı 221°.14 elde edilmiştir. Bizim gözlemlerimiz için ortalama gözlem zamanı 2004.7 olarak kabul edilirse, Model A için, enberi boylamındaki değişim, ileri haraket durumunda 14.84 derece/yıl, geri hareket durumunda ise 12.85 derece/yıl olarak, Model B içinse, ileri ve geri hareket durumlarında, sırasıyla, 14.71 derece/yıl ve 12.98 derece/yıl bulunur. Bu değerler kullanılarak, sistemin eksen dönme dönemi için, Model A durumunda 24.3 yıl ya da 28 yıl, Model B durumunda da 24.5 yıl ya da 27.7 yıl değerleri elde edilir. Sonuç olarak, V398 Lac sisteminin yörünge dışmerkezliği yaklaşık 0.29 olup, eksen dönme dönemi de yaklaşık olarak 24 – 28 yıl arasındadır. Buna göre, V398 Lac örten çifti, eksen dönme dönemi kısa olan sistemler arasına girmektedir. Eksen dönmesine relativistik katkı gözlenenin yaklaşık %10'udur varsayımıyla bu katkıyı arındırırsak, eksen dönmesine klasik katkı $\dot{\omega}_{cl} = 0.2020$ derece/çevrim olarak elde edilir. Buna göre, sistemin ortalama iç yapı sabiti $\log \bar{k}_{2,obs} = -1.49$'dur. Bileşenler için güneş bollukları kabul edilerek, Claret ve Gimenez [10]'un hem merkezi firlatma hem de kütle kaybını dikkate alan evrim modelleri kullanılarak, bileşenlerin kuramsal iç yapı sabitleri baş yıldız için $\log \bar{k}_{21the} = -2.07$ ve yoldaş için de $\log \bar{k}_{22the} = -2.14$ olarak elde edilmiştir. Sistemin kuramsal ortalama iç yapı sabiti $\log \bar{k}_{2\,the} = -2.11$'dir. Sonuç olarak, V398 Lac örten çift sisteminin bileşenleri, TV Cet, AS Cam ve U Oph sistemlerinde olduğu gibi (Bozkurt [11]), kuramsal evrim modellerinden beklenenlere göre daha homojen bir yoğunluk dağılımına sahiptirler.

Teşekkür. *Bu çalışma, TÜBİTAK, TBAG 2228 nolu "Bazı Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldızların Fotometrik İncelenmesi" isimli araştırma projesinden üretilmiştir.*

Kaynaklar:

[1] ESA, (1997), *The Hipparcos & Tycho Catalogues,* ESA SP-1200.

[2] Kwee, K.K., van WOERDEN, H., (1956), "A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable", *Bull. Astron. Inst. Neth.,* 12, 327.

[3] Golay, M., (1974), Introduction to Astronomical Photometry, Astrophysics and Space Science Library, 41, p.375.

[4] Popper, D. M., (1980), "Stellar masses", ARA&A, 18, 115.

[5] Wilson, R.E., Devinney, E. J., (1971), Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, Astrophysical Journal, 166, 605-620.
[6] Diaz-Cordoves, J., (1995), "Linear and non-linear limb-darkening coefficients for LTE model atmospheres", Astronomy & Astrophysics, 110, 329.
[7] Budding, E., Zeilik, M., (1987), "An Analysis of the Light Curves of Short-Period RS Canum Venaticorum Stars - Starspots and Fundamental Properties", Astrophysical Journal 319, 827.
[8] Drilling, J.S., Landolt, A. U., (2000), Allen's Astrophysical Quantities, Fourth Edition, Editor:A. N. Cox, p.381, Springer-Verlag.
[9] Bulut, I., Demircan, O., (2002), in New Directions for Close Binary Studies: "The Royal Road to the Stars", eds. O. Demircan & E. Budding, Publications of Çanakkale Onsekiz Mart University Astrophysics Research Center, vol. 3, p.300.
[10] Claret, A., Gimenez, A., (1992), "Evolutionary stellar models using Rogers and Iglesias opacities, with particular attention to internal structure constants", Astron. Astrophys. Supl. Ser. 96, 255.
[11] Bozkurt, Z. (2006), "Eksen Dönmesi Gösteren Üçlü Sistemler", Doktora Tezi, Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, İzmir, Türkiye.

W UMA TÜRÜ XY LEO, EE CET VE AQ PSC'IN FOTOMETRİK ANALİZİ

Tolga ÇOLAK[1], Zekeriya MÜYESSEROĞLU[1], Selim O. SELAM[1], Berahitdin ALBAYRAK[1]

Özet

XY Leo, EE Cet ve AQ Psc yakın çift sistemlerinin 2004-2005 gözlem sezonunda Rozhen Gözlemevi'nde elde edilen BV ışık eğrileri analiz edilerek, sistemlerin fiziksel parametreleri elde edilmiştir. Analiz sonuçlarına göre EE Cet ve XY Leo sistemleri W-alt türü değen çiftlerin karakterini yansıtırken, AQ Psc sistemi A-alt türü değen çift sistemlerin özelliklerini göstermektedir. Sistemlerin ışık eğrilerinde izlenen asimetriler sıcak/soğuk leke yapılarıyla başarılı şekilde modellenebilmiştir. Bir HIPPARCOS keşfi olan EE Cet sisteminin yörünge çözümü ilk kez bu çalışma ile elde edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *yıldızlar, değen çift yıldızlar, EE Cet, XY Leo, AQ Psc*

Abstract

New BV light curves of three close eclipsing binaries XY Leo, EE Cet and AQ Psc have been observed at the Rozhen Observatory in the period October 2004 – February 2005 and studied with the aim of deriving physical parameters of these systems. As a result we found that the system EE Cet and XY Leo show W-subtype characteristics, when AQ Psc shows A-subtype characteristics. Asymmetries of the light curves of these three system are explained succesfully with the presence of cool or hot spots on their surfaces. EE Cet, which discovered by HIPPARCOS is photometrically studied here for the first time.

Keywords: *stars, contact binary stars, EE Cet, XY Leo, AQ Psc*

1. Giriş

Bu çalışmada; şimdiye kadar kapsamlı olarak incelenmemiş olan XY Leo, EE Cet ve AQ Psc değen çift sistemlerinin Ekim 2004 – Şubat 2005 döneminde Bulgaristan'ın Rozhen Gözlemevi'nde elde edilmiş olan yeni BV ışık eğrileri analiz edilerek her üç sisteme ait fiziksel parametreler belirlendi.

1.1. XY Leo

Hoffmeister [1] tarafından keşfedilmiş olan XY Leo örten çift sistemine dair çok sayıda fotometrik çalışma bulunmaktadır. Bu çalışmalarda sistemin ışık eğrisindeki asimetri ortaya konulmuş ve bunlar bileşenler üzerindeki asimetrik soğuk leke dağılımları ile açıklanmıştır [2], [3], [4].

Sistemin $P \approx 0^g.28$ olan dönemi zamanla değişim göstermektedir ve O – C değişimine dair pek çok çalışma yapılmıştır [5], [3], [4], [6], [7]. Bu çalışmalardan sonuncusunda, sistemin yörünge döneminin, üçüncü cisim etkisi ile 19.6 yıllık dönem ve 0.023 günlük yarı

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi,06837 Ahlatlıbel-Ankara (312) 212 67 20/1297 tcolak@science.ankara.edu.tr*

genliğe sahip bir sinüsel değişim gösterdiği belirlenmiştir. Ayrıca bu sinüsel değişimin üzerine binen bir parabolik değişim daha olduğu belirlenmiş ve bu değişimin, küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru bir kütle aktarımı ile veya sistemde uzun yörünge dönemine sahip ilave bir cismin daha varlığı ile açıklanabileceği belirtilmiştir.

Barden [8] tarafından sisteme ilişkin yapılan tayfsal çalışma da üçüncü cismin varlığını onaylamaktadır. W-türü bir değen sistem olan XY Leo için radyal hız genliklerinden ($K_{1(c)}$ = 124.1 ve $K_{2(h)}$ = 204.7 km/s) bulunan kütle oranı $q = m_c/m_h = 1.64$ tür. Barden, ayrıca, üçüncü cismin de bir çift olduğunu ortaya çıkararak, üçüncü ve dördüncü bileşenlerin dikine hızlarını elde etti. Barden'in çalışmasına göre, XY Leo'nun bileşeni $0^g.805$ dönemli bir BY Dra benzeri çift sistemdir ve geç K ve orta M cüce yıldız bileşenlerden oluşmaktadır. XY Leo ile birlikte bu çift bir dörtlü sistem oluşturmaktadır. Barden ayrıca XY Leo'nun gözlenen kromosferik salmasının önemli bir kısmının BY Dra bileşenden geldiğini de gösterdi.

Yakut vd. [7], Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen BV ışık eğrilerini Wilson & Devinney [9] yöntemiyle analiz ederek sistemin yörünge eğimini 67°.6, soğuk bileşenin sıcaklığını T_c = 4524 K ve bileşenlerin değme oranını f_{over} = % 6.7 olarak hesapladılar. Üçüncü cismin ışık katkısını ise B bandında % 2, V bandında % 6 olarak belirlediler. Ayrıca, fotometrik çözümlerini Barden'in [8] radyal hız verileri ile birleştirerek bileşenlere ait mutlak parametreleri hesapladılar.

1.2. EE Cet

ADS 2163 görsel çiftinin toplam ışığında bir değişim olduğu ilk kez HIPPARCOS uydusu tarafından [10] keşfedildi. HIPPARCOS'un fotometrik gözlemleri, çiftin ışık eğrisinde $0^m.23$ genlikli ve $0^g.38$ dönemli bir değişim olduğunu göstermiştir. Rucinski vd. [11], değişimin kaynağının görsel çiftin güneyindeki sönük bileşen (ADS 2163B) olduğunu belirlediler ve bu bileşeni W UMa türü bir örten çift sistem (EE Cet) olarak sınıflandırdılar. Ayrıca radyal hız çalışmalarında EE Cet'i, 5".6 açısal uzaklıktaki bileşen ADS 2163A'nın ışık etkisinden kurtararak incelediler ve bileşenlerin kütle oranını $q = m_h/m_c = 0.315$ olarak buldular. Rucinski vd [11] aynı çalışmada sistemi F8V tayf türünden W-türü bir W UMa olarak sınıflandırdılar.

1.3. AQ Psc

AQ Psc örten çift sistemi, Sarma ve Radhakrishnan [12] tarafından keşfedildi ve $0^g.47564$ dönemli W UMa türü bir sistem olarak tanımlandı. Sarma ve Radhakrishnan [12], ışık eğrisinin maksimumdaki B-V = $+0^m.5$ ve U-B = $0^m.0$ renk indislerinden sistemin tayf türünü F8V olarak sınıflandırdılar. Lu ve Rucinski [13], radyal hız gözlemi yaparak, A türü bir W UMa olan sistemin kütle oranını, $q = m_c/m_h = 0.226$ olarak belirlediler. AQ Psc'ın ilk kapsamlı fotometrik çalışması ise Yamasaki [14] tarafından gerçekleştirildi. Yamasaki [14], CCD gözlemi ile elde edilen BV ışık eğrilerini, Roche modelini temel alan kendi programı ile analiz etti ve sisteme ait temel parametreleri belirledi.

2. Gözlemler ve Işık Eğrileri

XY Leo, EE Cet ve AQ Psc çift sistemlerinin fotometrik gözlemleri Bulgaristan'ın Rozhen Ulusal Astronomi Gözlemevi'nde Ekim 2004 – Şubat 2005 döneminde 0.6 metrelik Cassegrain teleskobu ile gerçekleştirilmiş olup, her üç sistem için B ve V ışık eğrileri ile Δ(B-V) renk eğrileri elde edilmiştir. Gözlemlerde kullanılan mukayese ve denet yıldızlarına ait ayrıntılı bilgi Çizelge 1'de verilmiştir.

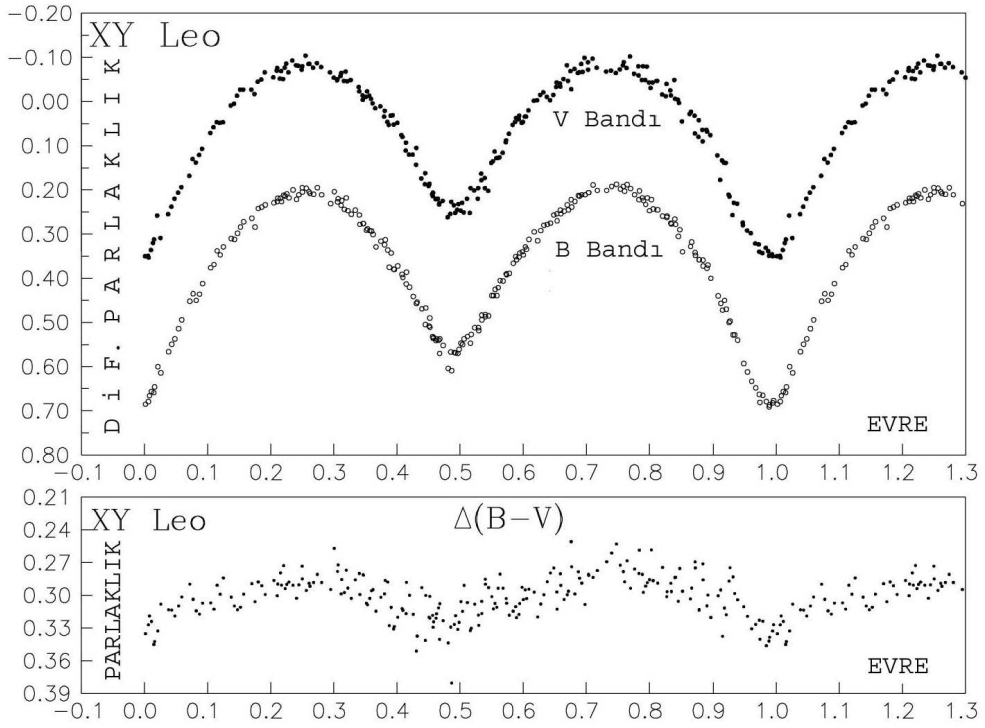
Şekil 1, 2 ve 3'de sırasıyla XY Leo, EE Cet ve AQ Psc'ın ışık ve renk eğrileri görülmektedir. Çizelge 2'de ise ışık eğrilerinin maksimum ve minimumları civarındaki ortalama ışık seviyeleri ve bunların farkları verilmiştir.

Çizelge 1. XY Leo, EE Cet ve AQ Psc çift yıldızlarının gözlemlerinde kullanılan mukayese ve denet yıldızları

Yıldız	BD	α_{2000}	δ_{2000}	V	B-V
XY Leo	+18°2307	$10^s01^d41^s.0$	+17°24'32".0	$9^m.67$	$1^m.03$
Mukayese	+18°2306	$10^s01^d24^s.0$	+17°36'19".0	$9^m.68$	$0^m.60$
Denet	+18°2305	$10^s00^d50^s.0$	+17°23'56".0	$10^m.27$	$0^m.75$
EE Cet	+08°433B	$02^s49^d52^s.26$	+08°56'17".9	$9^m.62$	$0^m.48$
Mukayese	+08°430	$02^s48^d33^s.99$	+08°55'11".0	$8^m.74$	$0^m.47$
Denet	+07°431	$02^s48^d31^s.18$	+08°33'36".6	$9^m.40$	$0^m.54$
AQ Psc	+06°203	$01^s23^d03^s.56$	+07°36'21".6	$8^m.60$	$0^m.50$
Mukayese	+06°197	$01^s19^d32^s.93$	+07°29'26".7	$8^m.42$	$0^m.91$
Denet	+06°200	$01^s19^d55^s.47$	+07°21'54".6	$9^m.41$	$0^m.68$

2.1. XY Leo

XY Leo'nun ışık eğrisinin biçimi sistemin aşırı değen bir yapıda olduğunu işaret etmekte olup, ışık eğrisi genliğinin göreli olarak küçük olmasının nedeni, küçük yörünge eğimi nedeniyle tutulmaların parçalı olmasıdır.

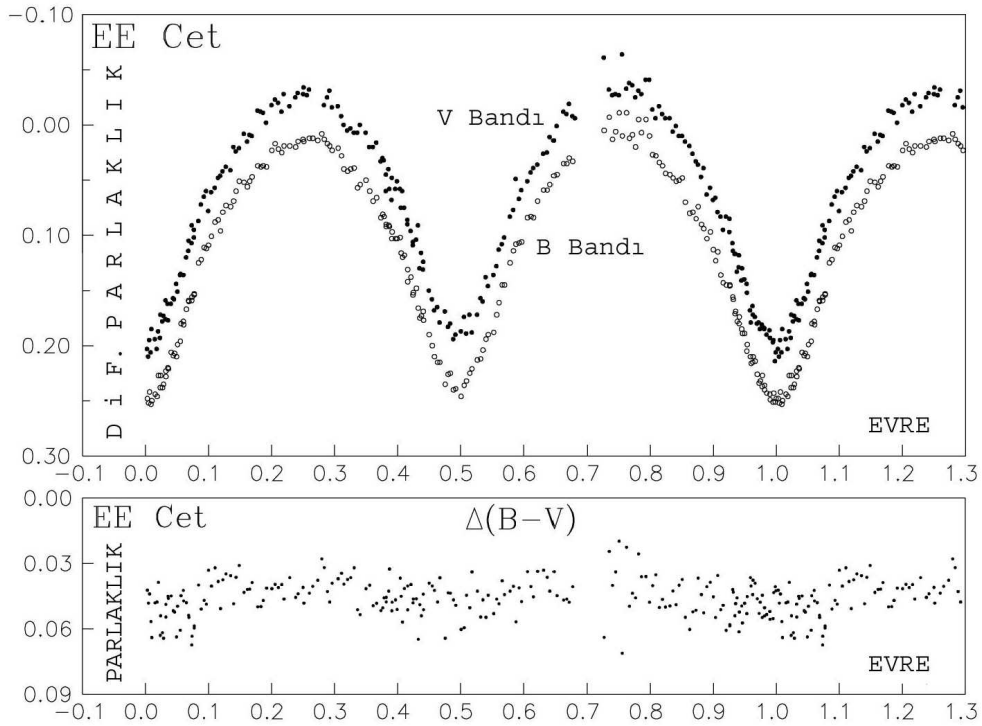


Şekil 1. XY Leo'nun diferansiyel BV ışık eğrileri ve Δ(B-V) renk eğrisi

2.2. EE Cet

EE Cet'in ışık eğrisinde ikinci maksimumun birinci maksimumdan daha yüksek olması, asimetrik bir yapı meydana getirmektedir. Ayrıca birinci ve ikinci minimumların seviyeleri arasındaki fark, B ve V bantlarında önemli derecede değişiklik göstermektedir. Şekil 2'den görüleceği gibi, maksimum ve minimum civarında Δ(B-V) renk eğrisinde küçük değişimler mevcuttur.

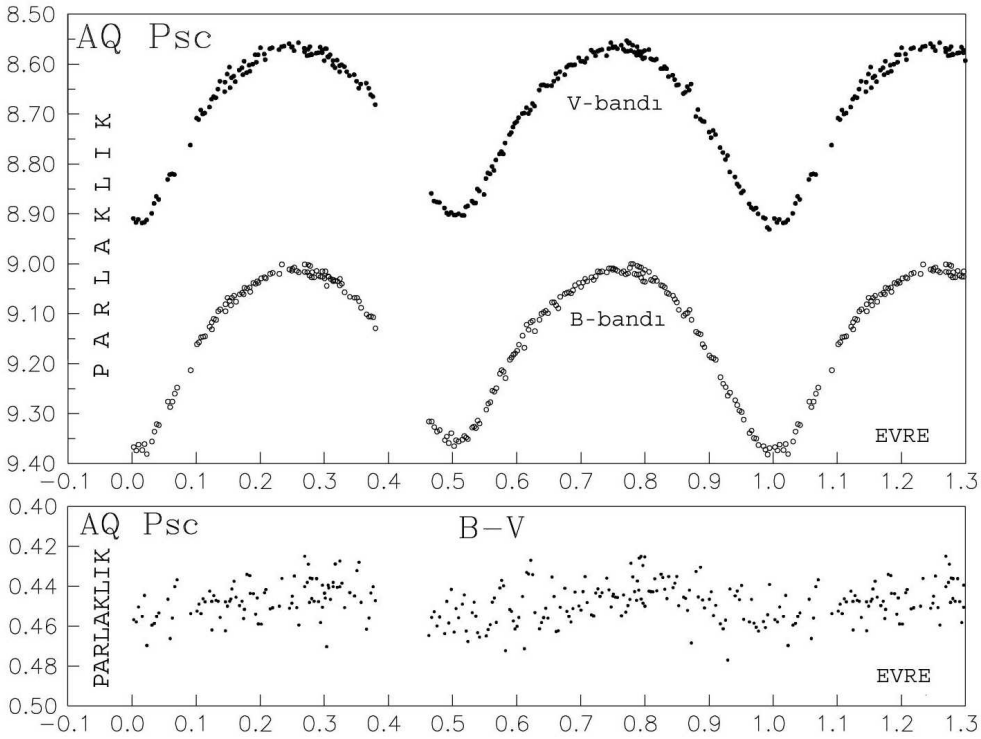
Işık eğrisinin biçimi EE Cet'in aşırı değen bir sistem olduğunu göstermektedir. Bununla birlikte sistemin 5".6 kuzeyindeki parlak görsel bileşenin varlığı fotometrik gözlemleri ve bunların yorumlanmasını oldukça karmaşık hale getirmektedir. Görsel bileşenin çok yakın olması nedeniyle diyafram dışına çıkarılamaması sonucu gözlemler bu bileşenin ışığı tarafından etkilenmiştir. Işık eğrisinin genliğinin göreli olarak küçük olmasının nedeni, bu cismin ışığının sistemin toplam parlaklığına yaptığı katkıdır.



Şekil 2. EE Cet'in diferansiyel BV ışık eğrileri ve Δ(B-V) renk eğrisi

2.3. AQ Psc

AQ Psc'ın ışık eğrisinde de hafif bir asimetri olduğu görülmektedir. Birinci maksimum ikinci maksimumdan daha yüksek olup, minimum seviyeleri arasındaki farkların B ve V renklerinde aynı olmadığı görülmektedir. Ayrıca yörünge dönemi boyunca Δ(B-V) renk eğrisinde de zayıf bir değişim izlenmektedir. Sistemin yörünge eğiminin küçük olması nedeniyle ışık eğrisinin genliği göreli olarak küçük olup, biçimi ise sistemin aşırı değen yapısını ortaya koymaktadır.



Şekil 3. AQ Psc'ın BV ışık eğrileri ve Δ(B-V) renk eğrisi

Çizelge 2. XY Leo, EE Cet ve AQ Psc'ın B ve V ışık eğrilerinin ışık seviyeleri ve farkları

Parametre	XY Leo		EE Cet		AQ Psc	
	ΔB	ΔV	ΔB	ΔV	ΔB	ΔV
0.25 evresindeki maksimum ışık	0.206 ± 0.005	-0.080 ± 0.004	0.013 ± 0.005	-0.028 ± 0.012	9.010 ± 0.005	8.565 ± 0.005
0.75 evresindeki maksimum ışık	0.194 ± 0.005	-0.084 ± 0.004	0.002 ± 0.010	-0.039 ± 0.013	9.012 ± 0.005	8.567 ± 0.005
0.00 evresindeki minimum ışık	0.684 ± 0.005	0.346 ± 0.006	0.249 ± 0.003	0.201 ± 0.005	9.373 ± 0.005	8.920 ± 0.005
0.50 evresindeki minimum ışık	0.580 ± 0.005	0.245 ± 0.005	0.238 ± 0.006	0.186 ± 0.008	9.354 ± 0.005	8.902 ± 0.005
Δmax ($m_{0.25}$-$m_{0.75}$)	0.012	0.004	0.011	0.011	-0.002	-0.002
Δmin ($m_{0.00}$-$m_{0.50}$)	0.104	0.101	0.011	0.015	0.019	0.018
Δmax ($m_{0.25}$-$m_{0.00}$)	-0.478	-0.426	-0.236	-0.229	-0.363	-0.355
Δmax ($m_{0.25}$-$m_{0.50}$)	-0.374	-0.325	-0.225	-0.214	-0.344	-0.337

2.4. Yeni Minimum Zamanları ve Işık Elemanları

Gözlemler, her üç sistem için toplam 9 adet minimumu kapsamakta olup, Kwee – van Woerden [15] metodu ile hesaplanan minimum zamanları Çizelge 3'te verilmiştir. Literatürden alınan minimumlar, bu çalışmada elde edilen minimumlar ile değerlendirilerek her bir sistem için yeni ışık elemanları hesaplanmıştır:

XY Leo: HJD MinI = 2451884.4443(10) + 0^g.2840975(3).E (1)

EE Cet : HJD MinI = 2451818.7998(17) + 0^g.3799215(5).E (2)

AQ Psc : HJD MinI = 2449283.3254(11) + 0^g.4756119(2).E (3)

Çizelge 3. Gözlenen yeni minimum zamanları

Yıldız	HJD Min	Hata	Tip	Filtre
XY Leo	2453408.3413	0.0005	I	BV
	2453408.4822	0.0004	II	BV
	2453408.6248	0.0040	I	BV
	2453409.3351	0.0007	II	BV
EE Cet	2453286.4361	0.0003	I	BV
	2453287.3850	0.0003	II	BV
	2453287.5770	0.0004	I	BV
AQ Psc	2453327.4538	0.0005	I	BV
	2453347.1932	0.0006	II	BV

3. Işık Eğrisi Analizinin Sonuçları

Her üç sistemin B ve V ışık eğrilerinin analizi için Djurasevic [16] tarafından geliştirilen ve aşırı değen sistemler için Djurasevic vd. [17] tarafından düzenlenen bilgisayar programı kullanıldı. Kullanılan yazılım, Roche modelini ve Wilson ve Devinney [9] tarafından ortaya konan prensipleri temel almaktadır. Işık eğrisi analizleri, Djurasevic'in [18], geliştirilmiş Marquardt [19] algoritmasını temel alan ters-problem yöntemi uygulanarak gerçekleştirilmiştir.

Çekim kararması için Lucy'nin [20] konvektif zarfa sahip yıldızlar için verdiği teorik $\beta_{h,c} = 0.08$ değeri kullanılmıştır. Yansıtma katsayıları için kullanılan değer ise $A_{h,c} = 0.5$ dir. Kenar kararması için yeni bir lineer olmayan yaklaşım kullanılmıştır. Detaylı bilgi Claret' de [21] bulunabilir.

3.1. XY Leo

XY Leo'nun analizinde, kütle oranı için Yakut vd.'nin [7] vermiş olduğu tayfsal değer $q = m_c/m_h = 1.64$ sabit tutuldu ve küçük kütleli sıcak bileşen için yine Yakut vd. [7] tarafından verilen $T_h = 4850$ K değeri kabul edildi. Analizlerde sistemdeki üçüncü cismin etkisi de (L_3) dikkate alındı. Yakut vd.'ne [7] uygun olarak L_3'ün başlangıç değeri B ve V bantlarında sırasıyla 0.019 ve 0.059 olarak alınarak daha sonra serbest bırakıldı.

XY Leo'nun ışık eğrisi zayıf bir asimetri göstermektedir. Bu da sistem üyelerinden birinde etkinlik olduğunu göstermektedir. Işık eğrisindeki asimetrinin nedenini tam olarak açıklayabilmek için çeşitli teoremleri sınadık. İlk kabulümüz bileşenlerin üzerinde leke olmayan Roche modeliydi. Ulaştığımız çözüm bize XY Leo'nun küçük değme oranına sahip, W türü bir sistem olduğunu gösterdi. Elde ettiğimiz yörünge eğimi ($i = 68°$), ışık eğrisinin göreli olarak küçük genliği ile uyumlu oldu.

İkinci bileşen (küçük kütleli ve daha sıcak olan), birinci (derin) minimumda örtülmektedir ve bileşenlerin sıcaklık farkı $\Delta T = T_h - T_c = 330$ K'dir. Aktif bölge kabulü olmadığı için elde edilen kuramsal ışık eğrisi gözlemleri tam olarak temsil edememektedir. Gözlemler ile kuramsal eğri arasındaki farklar (özellikle 0.0 – 0.3 evre aralığında) bileşenlerde kesin bir etkinlik olduğuna işaret etmektedir.

Bir sonraki adım yansıtma katsayılarını serbest parametre olarak bırakmaktı. Bu işlem, gözlemlerin daha iyi temsil edilmesini sağladı ve sıcak (ikinci) bileşenin yansıtma gücünün konvektif zarfa sahip yıldızlar için kabul ettiğimiz değerden daha küçük olduğunu gösterdi. Bu, ikinci bileşen üzerinde, birinci bileşene dönük olan tarafta bir soğuk leke bölgesi olduğuna işaret etmektedir.

Son olarak yansıtma katsayılarını $A_{h,c} = 0.5$ değerinde sabit tutarak çözümü soğuk leke hipotezi ile gerçekleştirdik ve gözlenen ışık eğrisini çok iyi bir biçimde temsil etmeyi başardık. Aktif bölge dairesel bir leke bölgesi olarak varsayıldığında, aşağıdaki parametrelerle karakterize edilmektedir:

i) sıcaklık faktörü $A_s = T_s / T_h$ (leke bölgesinin sıcaklığı ile fotosferin sıcaklığının oranı),
ii) lekenin açısal büyüklüğü (çapı) θ_s,
iii) leke merkezinin enlemi (φ_s) ve boylamı (λ_s).

Çizelge 4. XY Leo'nun eş zamanlı BV ışık eğrisi çözüm sonuçları

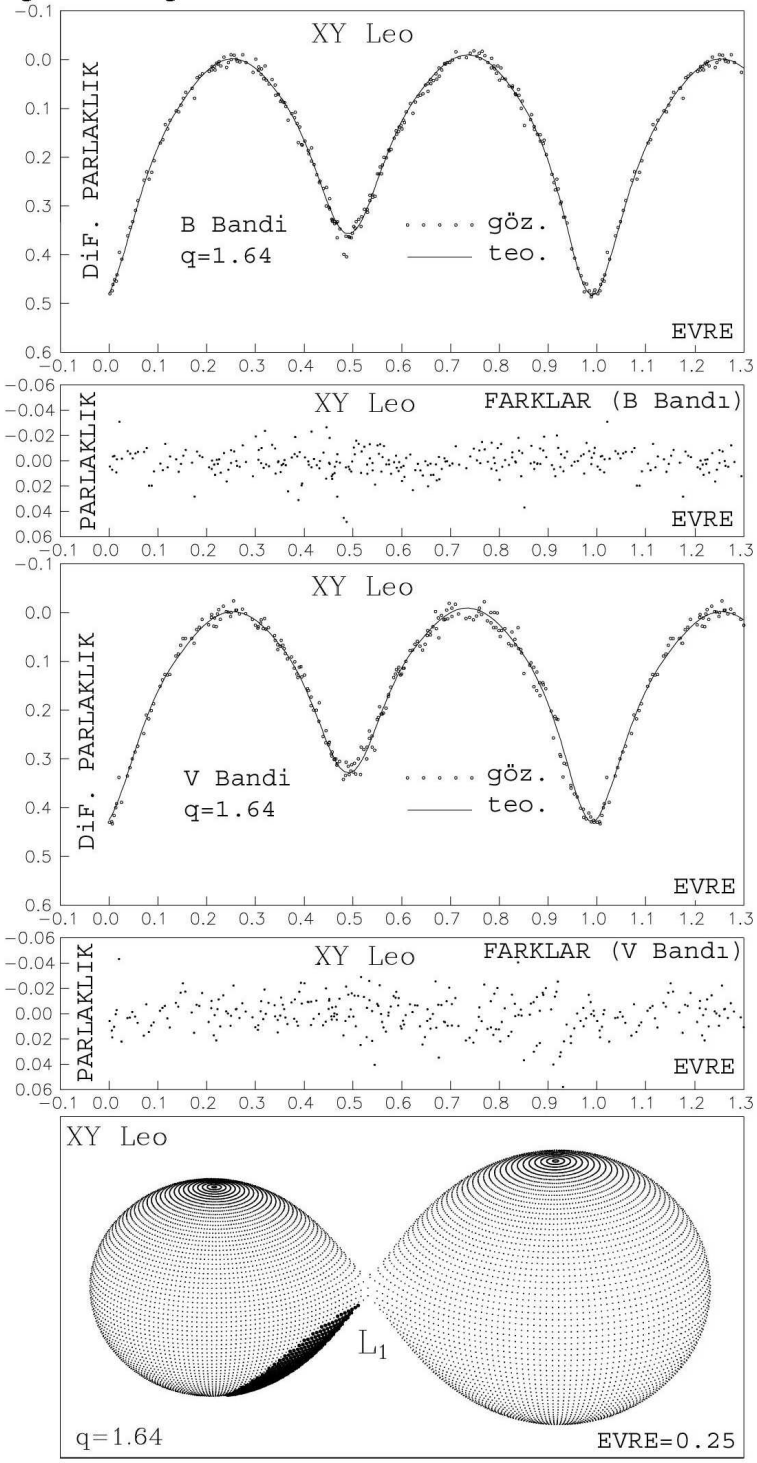
Parametre	Değeri	Parametre	Değeri
σ	0.0128	$a_{1(h,c)}$(B)	+0.6477, +0.6627
$q = m_c/m_h$	1.64	$a_{1(h,c)}$(V)	+0.6675, +0.7008
T_h	4850	$a_{2(h,c)}$(B)	-0.9594, -1.0150
$A_h = A_c$	0.5	$a_{2(h,c)}$(V)	-0.8056, -0.9385
$\beta_h = \beta_c$	0.08	$a_{3(h,c)}$(B)	+1.9010, +1.8106
$f_h = f_c$	1.0	$a_{3(h,c)}$(V)	+1.6981, +1.7642
$A_s = T_s / T_h$	0.77 ± 0.05	$a_{4(h,c)}$(B)	-0.6596, -0.5189
θ_s	40.1 ± 0.9	$a_{4(h,c)}$(V)	-0.6904, -0.6397
λ_s	9.9 ± 1.2	$\Omega_{h,c}$	4.7191
φ_s	-45.3 ± 1.5	Ω_{in},Ω_{out}	4.7333, 4.1493
T_c	4524 ± 10	f_{over}	% 2.44
F_h	1.004 ± 0.001	$M_{h,c}$ ($M_\odot$)	**0.50** ± 0.04, **0.82** ± 0.09
i	68°.2 ± 0°.1	$R_{h,c}$ ($R_\odot$)	**0.68** ± 0.01, **0.85** ± 0.02
L_3(B)	0.021 ± 0.004	log(g_h,g_c)	**4.48** ± 0.12, **4.49** ± 0.16
L_3(V)	0.061 ± 0.005	$M_{bol(h,c)}$	**6.40** ± 0.12, **6.20** ± 0.12
$R_{h,c}$ [D=1]	0.317, 0.399	a ($R_\odot$)	**1.99** ± 0.03
$L_h/(L_h+L_c+L_3)$	0.464(B), 0.436(V)		

NOT: Çizelgedeki sembollerin temsil ettiği parametreler şöyledir: **σ:** gözlemlerin standart sapması, **q:** kütle oranı, $T_{h,c}$**:** sıcak ve soğuk bileşenlerin sıcaklıkları, $\beta_{h,c}$, $A_{h,c}$, $f_{h,c}$**:** bileşenlerin sırasıyla çekim kararma üsleri, yansıtma güçleri ve eşzamanlı dönme katsayıları, A_s, θ_s, λ_s, φ_s**:** leke parametreleri, F_h**:** birinci bileşenin Roche lobunu doldurma parametresi, i**:** yörünge eğimi, $a_{1,2}$**:** kenar kararma katsayıları, $\Omega_{h,c}$, Ω_{in}, Ω_{out}**:** bileşenlerin yüzey potansiyelleri ve iç-dış yüzey potansiyelleri, f_{over}**:** değme derecesi, $R_{h,c}$**:** bileşenlerin kutup yarıçapları (merkezler arası uzaklık biriminde), $L_{h,c,3}$**:** sıcak, soğuk ve üçüncü bileşenin ışınım güçleri, $M_{h,c}$, $R_{h,c}$**:** Bileşenlerin Güneş birimleri cinsinden kütle ve yarıçapları, log(g_h,g_c)**:** bileşenlerin yüzey çekim ivmeleri, $M_{bol(h,c)}$**:** bileşenlerin mutlak bolometrik parlaklıkları, a**:** Güneş yarıçapı cinsinden yörünge yarı büyük eksen uzunluğu.

XY Leo'nun ışık eğrisi analizinin sonuçları Çizelge 4'te verilmiştir. Verilen mutlak parametreler, fotometrik çözümlerin, Barden'in [8] dikine hız gözlemleri ile birleştirilmesi ile elde edilmiştir.

Yaklaşık 10° boylamında bulunan ve fotosfere oranla % 23 daha soğuk olan leke bölgesi, ışık eğrisindeki (özellikle 0.0 – 0.3 evre aralığında) asimetrinin nedenidir. Δ(B-V) renk eğrisinin evreye bağlılığı temel olarak tutulmalara bağlı olmakla birlikte biçimi kısmen de olsa bu leke bölgesinin varlığından etkilenmektedir.

Şekil 4'te, gözlenen ve teorik ışık eğrileri ve bunların farklarıyla birlikte sistemin 0.25 evresindeki Roche geometrisi görülmektedir.



Şekil 4. XY Leo'nun gözlenen ve teorik ışık eğrileri, bunların artıkları ve sistemin 0.25 evresindeki Roche geometrisi

3.2 EE Cet

EE Cet'in ışık eğrisi çözümlerinde bileşenlerin kütle oranı için Rucinski vd.'nin [11] dikine hız çalışmalarından elde ettikleri $q = m_h/m_c = 0.315$ değeri sabit alındı. Büyük kütleli bileşenin F8V tayf türü dikkate alınarak sıcaklığı için Popper'in [22] kalibrasyonuna göre $T_c = 6095$ K değeri kullanıldı. Çekim kararması ve yansıtma güçleri için XY Leo ile benzer şekilde $\beta_{h,c} = 0.08$ ve $A_{h,c} = 0.5$ değerleri alındı.

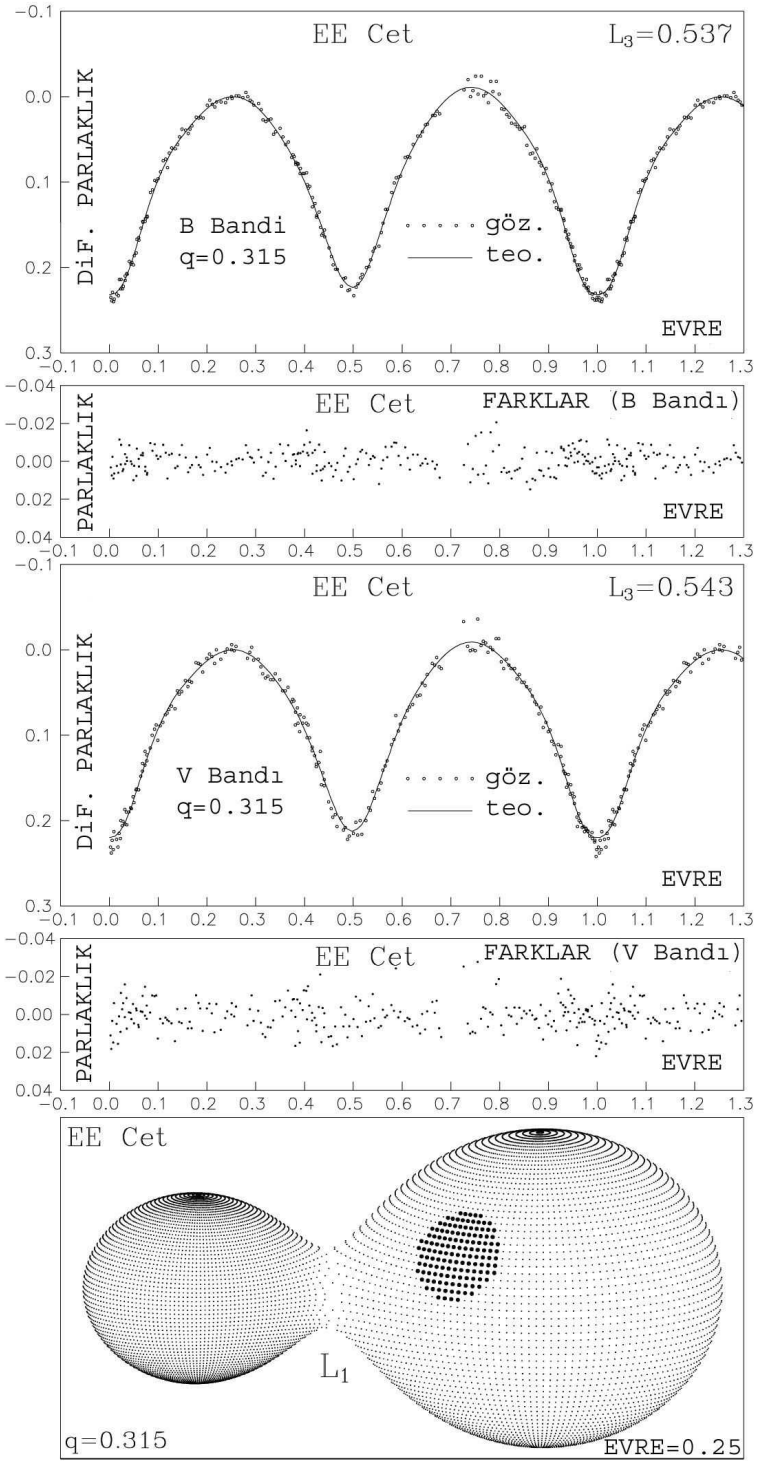
Üçüncü cismin ışık katkısı sistemin ışık eğrisinde minimum derinliklerini tamamen etkilemektedir. Bu durum, yörünge eğimi ve değme derecesi parametrelerinin doğru biçimde tayinini oldukça zorlaştırmaktadır. Bu nedenle, sistemin fiziksel parametrelerinin doğru biçimde hesaplanabilmesi için analizlerde L_3 parametresinin çok duyarlı bir biçimde kullanılması gerekmektedir. Üçüncü ışığın katkısı yalnızca ışık eğrisi çözümü ile belirlenememekte, bağımsız bir yoldan bulunması gerekmektedir. ADS2163'ün görsel bileşeninin değişik kaynaklardan [23], [24], [10], [25] alınan parlaklık değerleri kullanılarak üçüncü ışık katkısı B bandında 0.537 ve V bandında 0.543 olarak belirlendi ve sabit tutuldu.

Çizelge 5. EE Cet'in eş zamanlı BV ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	Değeri	Parametre	Değeri
σ	0.0071	$a_{1(c,h)}$(B)	+0.3927, +0.3422
$q = m_h/m_c$	0.315	$a_{1(c,h)}$(V)	+0.4604, +0.4180
T_c	6095	$a_{2(c,h)}$(B)	+0.3053, +0.5859
$A_h = A_c$	0.5	$a_{2(c,h)}$(V)	+0.3451, +0.5701
$\beta_h = \beta_c$	0.08	$a_{3(c,h)}$(B)	+0.4085, -0.0024
$f_h = f_c$	1.0	$a_{3(c,h)}$(V)	+0.1141, -0.2428
$A_s = T_s / T_c$	0.91 ± 0.01	$a_{4(c,h)}$(B)	-0.2537, -0.0866
θ_s	15.8 ± 0.6	$a_{4(c,h)}$(V)	-0.1426, +0.0158
λ_s	301.8 ± 4.2	$\Omega_{c,h}$	2.4351
φ_s	21.5 ± 7.0	Ω_{in},Ω_{out}	2.4991, 2.3034
T_h	6314 ± 12	f_{over}	% 32.69
F_c	1.029 ± 0.001	$M_{c,h}$ ($M\odot$)	**1.38** ± 0.04, **0.43** ± 0.02
i	78°.5 ± 0°.2	$R_{c,h}$ ($R\odot$)	**1.35** ± 0.02, **0.82** ± 0.01
L_3(B)	0.537	log(g_c,g_h)	**4.32** ± 0.05, **4.25** ± 0.06
L_3(V)	0.543	$M_{bol(c,h)}$	**3.90** ± 0.08, **4.83** ± 0.06
$R_{c,h}$ [D=1]	0.465, 0.279	a ($R\odot$)	**2.69** ± 0.02
$L_c/(L_c+L_h+L_3)$	0.319(B), 0.317(V)		

Sistemin ışık eğrisindeki asimetri bileşenlerdeki etkinliklere işaret etmektedir. Işık eğrisini iyi bir biçimde temsil edebilmek için XY Leo'da olduğu gibi EE Cet'te de üç teorem sınandı. İlk olarak lekesiz Roche modeli uygulanması, daha sonra yansıtma güçlerinin serbest bırakılması ve son olarak lekeli çözüm ile ışık eğrisi çok iyi bir biçimde temsil edildi. Sonuçta, birinci bileşenin ikinci bileşene bakan tarafında bir soğuk leke bölgesi olduğu belirlendi. Analiz sonuçları Çizelge 5'te verilmiştir. Çizelgedeki sembollerin temsil ettiği parametreler Çizelge 4'deki ile aynıdır. Bileşenlere ait mutlak parametreler, ışık eğrisi çözümünün, Rucinski vd.'nin [11] dikine hız gözlemleri birleştirilmesi ile hesaplanmıştır.

Şekil 5'te ise gözlenen ve teorik ışık eğrileri ve bunların farklarıyla birlikte sistemin 0.25 evresindeki Roche geometrisi görülmektedir.



Şekil 5. EE Cet'in gözlenen ve teorik ışık eğrileri, bunların artıkları ve sistemin 0.25 evresindeki Roche geometrisi

3.3. AQ Psc

Analizlerde kütle oranı için sabit değer olarak Lu ve Rucinski'nin [13] verdiği tayfsal kütle oranı $q = m_c/m_h = 0.226$ kullanıldı. Sistemin Sarma ve Radhakrishnan [12] tarafından verilen F8V tayf türüne ve Popper'in [22] kalibrasyonuna uygun biçimde büyük kütleli bileşenin sıcaklığı $T_h = 6095$ K olarak alındı.

Işık eğrisinde görülen asimetriyi tam olarak açıklayabilmek için AQ Psc'da da diğer iki sistemdeki yol izlendi. Birinci minimumda, büyük kütleli bileşenin örtüldüğü kabul edildi (A türü sistem) ve öncelikle lekesiz Roche moldeli uygulanarak çözüm yapıldı.

Bu çözümden kalan O – C farkları (özellikle 0.3 – 0.4 evre aralığında) bileşenlerdeki etkinliği işaret etmektedir. Ters problemin çözümü yakın sıcaklıktaki bileşenlerden ($\Delta T \approx 150$ K) oluşan bir aşırı değen sisteme işaret etmektedir. Kütleler arasındaki büyük fark dikkate alındığında bileşenler arasında ortak zarftaki sıcaklığı dengeleyen bir enerji aktarımı olduğu akla gelmektedir.

İkinci adımda yansıtma güçlerinin serbest bırakılmasıyla, soğuk bileşenin beklenenden daha büyük bir yansıtma gücüne sahip olduğu görülmüştür. Bu da L_1 Lagrange noktası civarında bir sıcak leke bölgesi olduğuna işaret etmektedir. Son olarak yansıtma güçlerinin 0.5 değerinde sabitlenmesiyle leke çözümü yapılmış ve gözlemler iyi bir şekilde temsil edilebilmiştir.

Sistemin yörünge eğimi 68°.9 olarak elde edilmiş olup, ışık eğrisinin göreli olarak küçük olan genliği tutulmaların parçalı olması ile açıklanabilir. Çözümler sistemin göreli olarak yüksek bir değme derecesine (f_{over} = % 23) sahip oldunu göstermektedir.

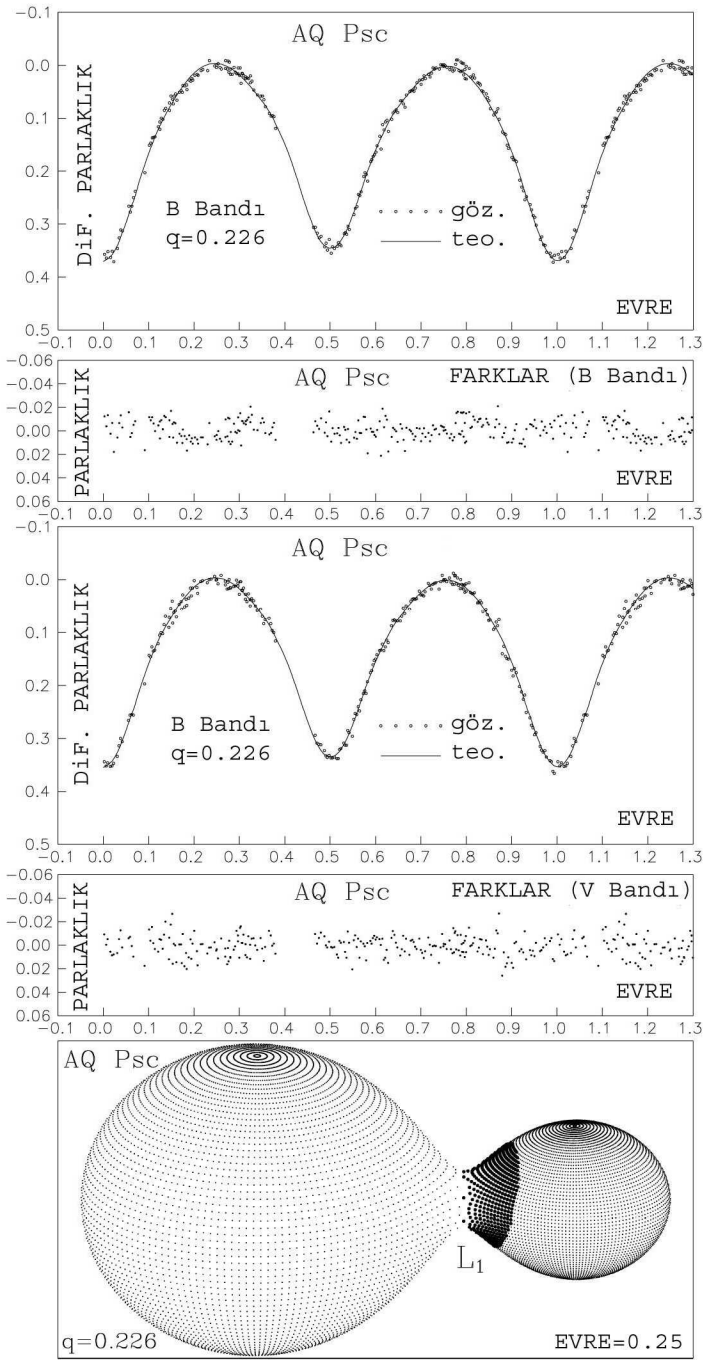
Çözümlerden de görüldüğü gibi ikinci bileşen sistemdeki soğuk bileşendir ve yüzey çekim ivmesi birinci bileşene göre bir miktar küçüktür. Bütün bunlar A türü W UMa sistemleri için tipik özelliklerdir.

Çizelge 6. AQ Psc'ın eş zamanlı BV ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	Değeri	Parametre	Değeri
σ	0.0084	$a_{1(h,c)}$(B)	+0.3806, +0.4109
$q = m_c/m_h$	0.226	$a_{1(h,c)}$(V)	+0.4516, +0.4789
T_h	6095	$a_{2(h,c)}$(B)	+0.3485, +0.1741
$A_h = A_c$	0.5	$a_{2(h,c)}$(V)	+0.3811, +0.2351
$\beta_h = \beta_c$	0.08	$a_{3(h,c)}$(B)	+0.3491, +0.5969
$f_h = f_c$	1.0	$a_{3(h,c)}$(V)	+0.0627, +0.2891
$A_s = T_s / T_h$	1.06 ± 0.01	$a_{4(h,c)}$(B)	-0.2262, -0.3205
θ_s	36.2 ± 1.8	$a_{4(h,c)}$(V)	-0.1193, -0.2161
λ_s	170.6 ± 1.2	$R_{h,c}$ [D=1]	0.486, 0.250
φ_s	8.9 ± 5.9	$L_h/(L_h+L_c)$	0.798(B), 0.797(V)
T_c	5946 ± 12	$M_{h,c}$ ($M\odot$)	**1.65** ± 0.04, **0.37** ± 0.02
F_h	1.016 ± 0.001	$R_{h,c}$ ($R\odot$)	**1.70** ± 0.02, **0.88** ± 0.01
i	68°.9 ± 0°.1	$\log(g_h,g_c)$	**4.20** ± 0.05, **4.12** ± 0.06
$\Omega_{h,c}$	2.2630	$M_{bol(h,c)}$	**3.41** ± 0.07, **4.94** ± 0.08
Ω_{in},Ω_{out}	2.2962, 2.1529	a ($R\odot$)	**3.24** ± 0.03
f_{over}	% 23.16		

Analiz sonucunda elde edilen değerler Çizelge 6'da verilmiştir. Çizelgedeki sembollerin temsil ettiği parametreler Çizelge 4'teki ile aynıdır.

Bileşenlere ait mutlak parametreler, ışık eğrisi çözümünün, Lu ve Rucinski'nin [13] verdiği tayfsal elemanlar ile birleştirilmesi ile hesaplanmıştır. Şekil 6'da ise gözlenen ve teorik ışık eğrileri ve bunların farklarıyla birlikte sistemin 0.25 evresindeki Roche geometrisi görülmektedir.



Şekil 6. AQ Psc'ın gözlenen ve teorik ışık eğrileri, bunların artıkları ve sistemin 0.25 evresindeki Roche geometrisi

4. Tartışma ve Sonuç

4.1. XY Leo

Çizelge 4 ve Şekil 4'ten görüldüğü gibi XY Leo'nun gözlenen ışık eğrisi, küçük kütleli yıldız üzerinde soğuk leke olan Roche modeli ile başarılı bir şekilde temsil edilmektedir. Soğuk lekenin varlığı ile elde edilen kuramsal BV ışık eğrileri gözlemsel eğri ile çok iyi uyuşurken, lekesiz çözüm ile üretilen kuramsal ışık eğrileri ise özellikle 0.0 – 0.3 evre aralığında başarısız olmaktadır.

Çözümler, XY Leo'nun W alt türünden bir W UMa değen sistemi olduğunu göstermektedir. Bileşenlerin değme derecesi oldukça düşük olup (% 2.4), yörünge eğiminin küçük olması nedeniyle (68°) parçalı tutulma görülmektedir. Değme derecesinin küçüklüğü ve bileşenler arası sıcaklık farkının büyük oluşu (ΔT = 330 K) dikkate alındığında sistemin değme durumuna yeni geldiği söylenebilir. Sistemin mutlak parametreleri küçük kütleli sıcak bileşenin, aynı kütleye sahip normal anakol yıldızlarına göre aşırı parlak ve büyük yarıçaplı olduğunu göstermektedir. Büyük kütleli bileşenin bolometrik mutlak parlaklığı, Popper [22] ve Dorman vd.'nin [26] öngördüğü değerlerle uyumluyken, küçük kütleli bileşen ise öngörülenden $1^m.6$ daha parlaktır. Hrivnak'a [4] göre bu fazla parlaklığın nedeni büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğru enerji aktarımıdır. Wang [27] ise bu duruma, Lucy [28] ve Lucy ve Wilson [29] tarafından geliştirilmiş olan "ısısal durulma-salınımları" kuramını temel olan bir açıklama getirmiştir. Buna göre, W alt türündeki sistemlerde sıcak ikinci bileşen ZAMS yarıçapına göre büzülme evresindedir ve aşırı parlaklığının nedeni, büzülme esnasında ortaya çıkan çekim enerjisinin ısıya dönüşmesidir. Bu, W türü sistemlerdeki zayıf değmenin nedenidir. W türünün aksine A türlerinde ise ikinci bileşen denge durumuna doğru yavaşça genişlemektedir ve büyük doldurma faktörüne ve farkedilebilir şekilde aşırı değme yapısına sahiptirler.

Küçük kütleli sıcak yıldız üzerindeki soğuk lekenin Güneş türü manyetik aktivite sonucunda oluştuğu düşünülmektedir.

XY Leo için hesaplanan parametreler Yakut vd. [7] tarafından verilen sonuçlarla uyumluyken, bu çalışmada analiz edilen ışık eğrileri bir miktar daha düşük değme derecesi göstermektedir. Ayrıca, üçüncü ışığın katkısı için hesapladığımız değer Yakut vd.'nin [7] verdiği değere göre B bandında bir miktar küçükken, V bandında ise hemen hemen aynıdır.

4.2. EE Cet

EE Cet için elde edilen sonuçlar, sistemin yüksek bir değme derecesine sahip olduğunu (%33) göstermektedir. Bununla beraber çiftin toplam ışığının üçüncü ışık tarafından büyük ölçüde etkilendiği (L_3 = 0.54) ve bunun sistem parametrelerini özellikle de değme derecesini ve yörünge eğimini önemli miktarda etkileyebileceği unutulmamalıdır.

EE Cet'in ikinci bileşeni birinci bileşene göre 220 K daha sıcaktır ki bu W türü sistemler için tipik bir özelliktir. Işık eğrisindeki hafif asimetri birinci bileşen üzerindeki soğuk leke ile açıklanabilmektedir. Bu lekenin Güneş türü manyetik etkinlikler sonucunda oluştuğu söylenebilir. Fakat asimetrinin doğasının tam olarak açıklığa kavuştuğunu söyleyemeyiz. Şöyle ki, çiftin kuzeyindeki görsel bileşen ADS 2163'ün toplam ışığa katkısı %54 olup, bu bileşen bir fotometrik değişen olmalıdır. Rucinski vd.'ne [11] göre bu yıldız aynı tayf türünden bileşenlerden oluşan bir değen tayfsal çift sistemdir. Bu durumda 0.3 – 0.4 gün dönemli bir değişkenlik beklenebilir. Buna göre ışık eğrisindeki asimetrinin nedeni görsel bileşenin ışığındaki değişim olabilir. Bu durumda da leke varsayımı geçersizdir. Işık eğrisindeki asimetrinin gerçek nedenini öğrenebilmek için EE Cet'i görsel bileşenin etkisi olmadan inceleyebileceğimiz fotometrik CCD gözlemlerine ihtiyaç duyulmaktadır.

4.3. AQ Psc

Çözümler, AQ Psc'ın A alt türünden aşırı değen (%23) bir W UMa olduğunu göstermektedir. Yaklaşık 69° olan yörünge eğimi nedeniyle sistemin ışık eğrisi parçalı tutulma göstermektedir. Bileşenler arasındaki kütle farkının büyük olmasına rağmen ($q = 0.226$), sıcaklıklar arası fark göreli olarak küçüktür ($\Delta T = 150$ K). Bu, büyük kütleli sıcak bileşenden diğer bileşene doğru, ortak zarfin boyun noktası boyunca önemli miktarda bir enerji aktarımının olduğunu göstermektedir. Roche modeline, soğuk bileşen üzerindeki parlak leke bölgesi ilave edildiğinde, sentetik ışık eğrisi, gözlemleri başarılı bir şekilde temsil edebilmektedir. Parlak leke, bileşenler arasındaki kütle aktarımı sonucunda meydana gelmektedir.

Kaynaklar

[1] Hoffmeister, C., 1934, AN, 253, 195, "132 Neue Veräderliche".
[2] Hilditch, R.W., 1981, MNRAS, 196, 305, "A Study of Four Contact Binary Systems Using the DDO Photometric System".
[3] Kaluzny, J. ve Pojmanovski, G., 1983, AcA, 33, 277, "XY Leo and the Cause of the W-Subclass Light Curves".
[4] Hrivnak, B.J., 1985, ApJ, 290, 696, "A photometric Study and Analysis of XY Leonis".
[5] Gehlich, U.K., Prolss, J. ve Wehmeyer, R., 1972, A&A, 18, 477, "Period Changes in the W Ursae Majoris Star XY Leo".
[6] Pan., L. ve Cao. M., 1998, Ap&SS, 259, 285, "Study on the Period Changes of XY Leonis".
[7] Yakut, K. vd. (4 yazar), 2003, A&A, 401, 1095, "New Light Curve Analysis and Period Changes of the Overcontact Binary XY Leonis".
[8] Barden, S. C., 1987, ApJ, 317, 333, "Detection of a BY Draconis-like Binary Companion to Contact Binary XY Leonis".
[9] Wilson R.E. ve Devinney, E.J., 1971, ApJ, 166, 605, "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni".
[10] ESA, 1997, The Hipparchos and Tycho Catalogs, SP-1200.
[11] Rucinski, S.M. vd. (7 yazar), 2002, AJ, 124, 1738, "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. VI.".
[12] Sarma, M.B.K. ve Radhakrishnan, K.R., 1982, IBVS 2073, "HD 8152 - a New W Ursae Majoris Type Eclipsing Binary".
[13] Lu, W. ve Rucinski, S.M., 1999, AJ, 118, 515, "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. I.".
[14] Yamasaki, A., 2005, Ap&SS, 296, 277, "AQ Psc Analysis of New Light Curves".
[15] Kwee, K.K. ve van Woerden, H., 1956, BAN, "A Method for Computing Accurately the Epoch of Minimum of an Eclipsing Variable".
[16] Djurasevic, G., 1992a, Ap&SS, 196, 241, "An Analysis of Active Close Binaries (CB) Based on Photometric Measurements. I - A model of Active CB with Spots on the Components. II - Active CB with Accretion Discs".
[17] Djurasevic, G., Zakirov, M., Hojaev, A., Arzumanyants, G., 1998, A&AS, 131, 17, "Analysis of the Activity of the Eclipsing Binary WZ Cephei".
[18] Djurasevic, G., 1992b, Ap&SS, 197, 17, "An analysis of Active Close Binaries (CB) Based on Photometric Measurements. III - The Inverse-Problem Method: An Interpretation of CB Light Curves".
[19] Marquardt, D.W., 1963, J.Soc.Ind.Appl.Math., 11, No.2, 431.
[20] Lucy, L.B., 1967, ZA, 65, 89, "Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes".
[21] Claret, A., 2000, A&A, 363, 1081, "A New Non-Linear Limb-Darkening Law for LTE Stellar Atmosphere Models. Calculations for -5.0 <= log[M/H] <= +1, 2000 K <= T_{eff} <= 50000 K at Several Surface Gravities".
[22] Popper, D.M., 1980, ARA&A, 18, 115, "Stellar Masses".

[23] Lampens, P., vd (4 yazar), 2001, A&A, 374, 132, "CCD Photometry and Astrometry for Visual Double and Multiple Stars of the HIPPARCOS Catalogue III. CCD Photometry and Differential Astrometry for 253 Southern ``Intermediate'' Systems".
[24] Hog, E., vd (9 yazar), 2000, A&A, 335L, 27H, "The Tycho-2 Catalogue of the 2.5 Million Brightest Stars".
[25] Dommangent, J., Nys, O., 2002, Observations et Travaux, 54, 2 (VizieR On-Line Data Catalog: I/274).
[26] Dorman, B., Nelson, L.A. ve Chau, W.Y., 1989, ApJ, 342, 1003, "Theoretical Models of Low-Mass Stars and Brown Dwarfs. I - The Lower Main Sequence".
[27] Wang, J.M., 1994, ApJ, 434, 277, "The Thermal Relaxation Oscillation States of Contact Binaries".
[28] Lucy, L.B., 1976, ApJ, 205, 208, "W UMa Systems with Marginal Contact".
[29] Lucy, L.B. ve Wilson, R.E., 1979, ApJ, 231, 502, "Observational Tests of Theories of Contact Binaries".

EV LAC'IN FLARE VE LEKE AKTİVİTESİ

Hasan Ali DAL[1], Serdar EVREN[1]

Özet

Kırmızı cücelerin flare ve leke aktivitesi, gerek ortaya çıktıkları süreçler gerekse de kırmızı cücelerin evrimi açısından, günümüz astrofiziğinin tartışılan konularındandır. Bu çalışmada, EV Lac'ın leke ve flare aktivitesi tartışılmaktadır. Bir gözlem sezonunda yüzeyinde leke kaplı alanlar hızla değişmektedir. Flare parlamalarının enerji dağılımı ve flarelerin yıldız dönme dönemine göre değişimi incelenmiştir. Flareler süresi arttığında, ortaya çıkan toplam enerji de artmaktadır. Genel olarak, leke maksimum evresinde ortaya çıkan flareler, leke minimum evresine göre daha yüksek enerjilidir.

Anahtar Kelimeler: *Kırmızı cüceler, kromosferik aktivite, flare, leke.*

Abstract

Today, Flare and stellar spot activity are still discussed for both their process and red dwarf evoluion in astrophysics. In this paper, EV Lac's stellar spot and flare are discussed. Their surface regions covered by stellar spot are rapidly changing in just one observing season. Flare energy distribution and flare distribution with stellar rotation are examined. Flare energy increases with flare duration. Generally, energy of flares at spot maximum phase is larger than ones at spot minimum phases.

Key Words: *Red Dwarf, cromospheric activity, flare,stellar spot.*

1. Giriş

Manyetik aktivite gösteren yıldızlar arasında UV Ceti yıldızları büyük yer kaplamaktadır. K ve M türü yıldızların evrimlerinin anlaşılması açısından büyük öneme sahip bu yıldızlar, $0.08-0.8M_{güneş}$ kütle ve $0.15-0.85R_{güneş}$ yarıçap aralığındaki kırmızı cüce yıldızlardır. Gökadamızdaki yıldızların %65'i kırmızı cüce yıldızlardan oluşmakta ve bu yıldızların da %75'i flare aktivitesi göstermektedir [1]. Kırmızı cüce yıldızlar, anakol evrimlerimlerini ilk aşamalarında flare aktivitesi göstermektedirler [2]. Açık yıldız kümeleri ve oymaklardaki kırmızı cücelerin çok büyük bir kısmının flare aktivitesi göstermesi bunun belirgin bir göstergesidir [2, 3]. Skumanich yasası uyarınca; bir yıldızın dönme hızı, yaşının kareköküyle ters orantılıdır [4]. Aktif yıldızlarda dönme hızı ile aktivite şiddetleri arasındaki ilişki de gözönüne alındığında, Skumanich yasasını $\upsilon_{dönme} \propto t^{-1/2} \propto F_{CaII}$ şeklinde yazabiliriz. Burada υ, yıldızın dönme hızını; t, yaşını ve F_{CaII} de aktif yıldızlarda aktivite şiddeti göstergeci olarak kabul edilen Ca II salmasının akısıdır. M cücelerinin dönme hız dağılımına bakıldığında, manyetik aktivite göstermeyen M cücelerinin eşlek dönme hızlarının $2-3kms^{-1}$'den daha düşük olduğu görülmektedir [5]. Manyetik aktivite gösteren ve alan

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornıova-İzmir*
Tel. 0232 388 40 00 / 2232, 232 Fax. 0232 37314 03, ali.dal@ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

yıldızları arasında bilinen en aktif flare yıldızlarından birkaçı olan EV Lac, AD Leo ve EQ Peg; M cüceleri için oması gereken eşlek dönme hızlarına göre yüksek hızlarda dönmektedirler. EV Lac için $v \sin = 4 kms^{-1}$ [6] iken, bu değer AD Leo için $5 - 5.8 kms^{-1}$; EQ Peg içinse $8.3 kms^{-1}$ düzeyindedir [5]. Genç kümelerdeki M cücelerine bakıldığında ise eşlek dönme hızlarının $100 kms^{-1}$'ye kadar yükseldiği görülmektedir [7]. dMe yıldızlarında manyetik aktivite ve özellikle de flare aktivitesi nedeniyle ortaya çıkan kütle kaybı oranlarına bakıldığında, yılda birkaç $10^{-10} M_{güneş}$ düzeyinde değerlerle karşılaşılmaktadır. Bu yüksek kütle kayıp oranı, bu yıldızların toplam açısal momentumlarının $\%98$'ine yakınını anakol yaşamlarında kaybettiklerini açıklamaktadır [5].

Sonuçta, M cüceleri uzun anakol yaşamlarının başlarında, ortalama değerlere göre daha yüksek hızlarda dönmekte, şiddetli leke ve flare aktivitesi göstermektedirler. Ancak bu aktivite nedeniyle hızla kütle ve dolayısıyla da açısal momentum kaybedip yavaşlamaktadırlar.

Dış katmanları tamamen konvektif olan dMe yıldızlarında yüksek kütle kaybına neden olan, manyetik alan kökenli flare aktivitesi tam olarak açıklanabilmiş değildir. Güneşte gözlenen klasik flarelerde ortaya çıkan enerji ortalama $10^{26} - 10^{27} erg$ yöresindedir. Güneşte ortaya çıkan en yüksek enerjili flareler olan "çift kurdela" flarelerinde ise enerji düzeyi $10^{30} - 10^{31} erg$ civarındadır. Güneş'in kütle kaybı ise yılda $\approx 2 \times 10^{-14} M_{güneş}$ kadardır. 50 yılı aşan gözlemler dMe yıldızlarda ortaya çıkan flarelerin enerjilerinin $10^{28} - 10^{34} erg$'e kadar çıktığını göstermekterir [8]. Güneş ile dMe yıldızlarının kütle kayıp oranları ve flare enerji aralıklarında büyük farklar olsa da dMe yıldızlarında görülen flare olayları, "Güneş Flare Olayları"ndaki süreçlerle açıklanmaya çalışılmaktadır. Flare olaylarındaki enerji kaynağının manyetik yeniden birleşme süreçleri olduğunu ileri sürülmektedir [8, 9].

Flare kuramlarının, dMe yıldızlarında flareyi ortaya koyan süreçleri tam olarak açıklayamamasının birkaç nedeni vardır. Öncelikle, dMe yıldızlarının gözlemleri görsel bölgede yoğunlaşmaktadır. Diğer bölgelerde veri alınması kabaca son 20 içerisinde gerçekleşmiştir. Bir diğer nedense, flare olaylarında yıldızların parlaklığı çok hızlı değişmektedir. Teknik ilerlemeler doğrultusunda, görsel bölge gözlemlerinde son birkaç 10 yıldır hızlı veri sağlayan araçlar kullanılmıştır. Gözlemlerin kısa zaman ölçeklerinde gözlem verisi sağlayabilen araçlarla yapılması, dMe yıldızlarında otaya çıkan optik flare karakterlerinin belirlenmesi ve bu flarelerin modellenip, süreçlerin ortaya konulması açısından önemlidir. Gurzadyan (1988), "Hızlı Elektron Kuramı"nı kullanarak bazı optik flareleri modellemiştir. Modellenen flareler, dMe yıldızlarında orta çıkan klasik flare türüne girmektedir [10]. Oysa, çok kanallı hızlı fotometrelerle yapılan gözlemler, dMe yıldızlarının klasik türdeki flarelerinde iniş kolunda da ani değişimler olduğunu ortaya koymaktadır [11].

Bu çalışmada, en aktif flare yıldızlarından biri olan EV Lac'ın UBVR süzgeçlerinde fotoelektrik gözlemleri yapıldı. EV Lac, gökadada $5.1 pc$ uzaklıkta bulununan bir genç disk yıldızıdır. Kinematik çalışmalar, $H\alpha$ salması, hızlı dönme ve flare aktivitesi EV Lac'ın genç yıldız olduğunu göstermektedir [12]. dM4.5e tayf türünde ve $0.35 M_{güneş}$ kütlesinde olan EV Lac'ın yüzeyinin $\%50$'si, $0.38 kG$'luk şiddetli manyetik alanlarla kaplıdır [8, 12]. Flare aktivitesiyle birlikte şiddetli leke aktivitesi gösteren EV Lac, $4.375 gün$'lük dönme dönemine sahiptir.

EV Lac, uzun süredir gözlenen flare yıldızlarındandır. Leke ve flareye yönelik fotoelektrik gözlemleri bulunan yıldızın, literatürde elde edilen en büyük genlikli flaresi $5^m.9$'dir [12]. Literatürde elde edilmiş en büyük genlikteki flarese, Batyrshinova and Ibragimov (2001) tarafından 1RXS J220111+281849 X-Işın kaynağında U süzgecinde elde edilen 11^m'lik flaredir [13]. Flare yıldızlarında flare aktivitesinin çevrimsel bir davranış sergileyip sergilemediği tartışma konusudur. EV Lac'ın flare aktivitesinin ortalama 7.5 yıllık

çevrimsel bir davranış sergilediği görülmektedir. Leke aktivitesinin ise 5 yıllık bir çevrim ortaya koymaktadır [14]. Mavridis and Avgoloupis (1986) tarafından yapılan çalışmada EV Lac'ın yaklaşık 5 yıllık bir aktivite çevrimi gösterdiği bulunmuştur [15]. Ancak, Ishida ve ark. (1991), EV Lac'ı 1971 ile 1988 yılları arasında 18 yıllık bir süre boyunca toplam 235.9 saat gözlemişler ve 49 flare elde etmişlerdir [16]. Bu veriyi kullanarak yaptıkları analizde, Mavridis and Avgoloupis (1986)'nin bulduğu 5 yıllık flare aktivite çevrimine yakın bir çevrimsel davranış bulamamışlardır.

Flare yıldızlarının fotoelektrik gözlemlerinde, leke ve flare akivitesi dışında bir başka değişim türü daha ortaya çıkmaktadır. dMe yıldızlarının bazı UBVR gözlemlerinde flare öncesinde ve/veya sonrasında küçük genlikli düzensiz salınımlar görülmektedir [17, 18]. Flare öncesi ve/veya sonrasında ortaya çıkan bu parlaklık dalgalanmalarının, flare kaynaklı sismik bir dalgalanma olup olmadığı konusunda gözlemsel bir delil bulunamamıştır [18]. Bu yarı düzenli parlaklık salınımlarının tam olarak ne olduğu bilinmemekle birlikte, dMe yıldızlarının fotosfer katmanlarında flare nedeniyle ısı dengesinin bozulmasından kaynaklandığı düşünülmektedir.

2. Gözlemler

EV Lac, 2004 ve 2005 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 48 cm'lik Cassegrain türü teleskop ve üç kanallı hızlı fotometre ile U, B, V, R süzgeçleri kullanılarak gözlenmiştir. Gözlemler için HD 215576 (K2, $V = 8^{m}.80$) mukayese yıldızı ve HD 215488 (G5, $V = 9^{m}.99$) ise denet yıldızı olarak seçilmiştir. Gözlem noktaları, atmosferik sönükleştirme etkisinden arındırılmış ve gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir. Elde edilen diferansiyel parlaklıkların (Değişen-Mukayese) evre hesabı, Kleinman ve ark. (1987) tarafından verilen aşağıdaki ışık öğeleri kullanılarak yapılmıştır [19];

$$HJD = 2446499.180 + 4.375 \times E \quad \text{.....(1)}$$

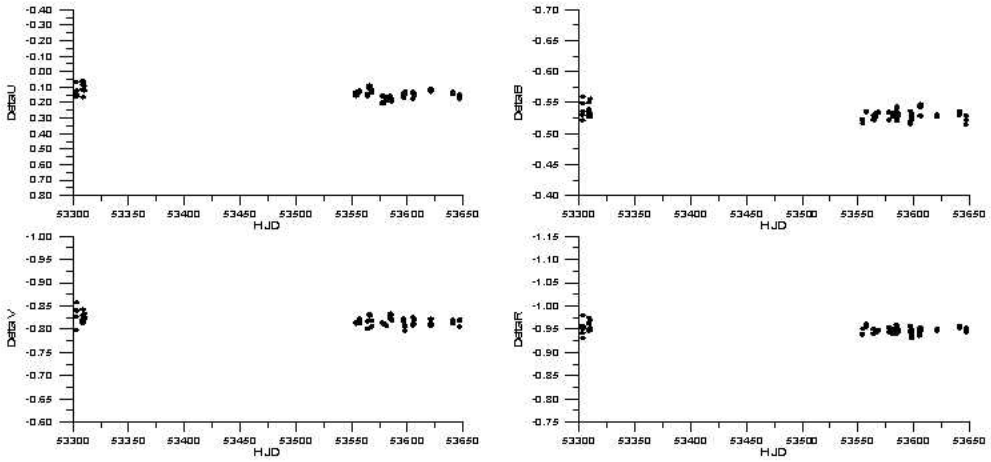
Gözlemleri yapılan yıldızların SIMBAD veri tabanındaki kimlikleri, Çizelge 2.1'de görülmektedir.

Çizelge 2.1: Gözlenen yıldızların kimlikleri

Yıldız	Adı	Tayf Türü	α_{2000}	δ_{2000}	$V(mag)$
Değişen	EV Lac	dM3.5e	$22^{h}46^{m}49^{s}.73$	$+44^{\circ}20'02''.4$	10.09
Mukayese	HD 215576	K2	$22^{h}45^{m}33^{s}.52$	$+44^{\circ}21'22''.5$	8.80
Denet	HD 215488	G5	$22^{h}44^{m}46^{s}.40$	$+44^{\circ}21'59''.1$	9.99
Standart	HD 215141	K5	$22^{h}43^{m}10^{s}.18$	$+00^{\circ}21'15''.5$	9.20

Leke aktivitesi ve flare tarama gözlemleri farklı şekillerde yapılmıştır. Yıldızın genç, hızlı dönen bir yıldız olduğu ve bu nedenle de leke aktivitesinin hızlı değişim gösterebileceği göz önüne alınarak ışık eğrisinin kısa zaman aralığında tamamlanmasına olanak sağlayacak şekilde gerekli olan her gece UBVR süzgeçlerinde belirli süre boyunca nokta alınmıştır. Bu gözlemlerde 10 saniye poz süresi kullanılmıştır. Gözlem programı çerçevesinde gecenin geriye kalan zamanında flare taraması yapılmıştır. 2004 gözlem sezonunda, flare taramaları U süzgecinde; 2005 gözlem sezonunda ise U ve B süzgeçlerinde yapılmıştır. Flare taramalarında farklı poz sürelerinde gözlem yapılmıştır. Poz süresi olarak genelde U süzgecinde 10 veya 7 saniye, B süzgecinde 5 veya 3 saniye kullanılmaklabirlikte; zaman zaman her iki süzgeçte de bu değerlerle 1 saniye aralığındaki çeşitli poz süreleri kullanılmıştır. Flare tarama gözlemlerinde poz sürelerinin seçimi, gözlem gecesindeki sinyal-gürültü oranlarını da göz önüne alınarak elde edilecek flarelerin genel değişiminin daha iyi elde edilmesine dayanmaktadır. Flare taramasında da izlenen gözlem sırası aynıdır ancak, literatürdeki flare taramaları örnek alınarak değişen yıldızdan ortalama 20 dakika boyunca nokta alınmıştır. Bu süre yıldızın gökyüzündeki konumuna göre değişmektedir. Gözlemin bu şekilde yapılmasının

nedeniyse, flare akivitesinin bir dönemlilik göstermemesi, ne zaman ve ne sürede ortaya çıkacağının belirli olmamasından kaynaklanmaktadır.



Şekil 2.1: 2004 ve 2005 yıllarında C1-C2 değişimi. Üst sol Delta U, üst sağ Delta B, alt sol Delta V ve alt sağ Delta R değişimi.

Çizelge 2.2 C1-C2 değişiminde elde edilen hatalar.

Hata	U (mag)	B (mag)	V (mag)	R (mag)
En Küçük	0.002	0.001	0.001	0.002
En Büyük	0.030	0.022	0.012	0.018
Ortalama	0.014	0.007	0.005	0.006

Çizelge 2.3 HD 215141 standart yıldızı ile gözlenen C1'in 3 farlık gözlem tarihinde UBVR'de elde edilen standart görsel parlaklıkları.

Gözlem Tarihi	U (mag)	B (mag)	V (mag)	R (mag)
14.08.2004	11.453	10.452	9.224	8.587
09.10.2004	11.433	10.446	9.223	8.586
08.09.2004	11.451	10.444	9.223	8.588
Ortalama	**11.446**	**10.447**	**9.223**	**8.587**

Şekil 2.1'de görülen C1-C2 değişiminde elde edilen en küçük, en büyük ve ortalama hatalar Çizelge 2.2'de verilmiştir. C1-C2 diferansiyel parlaklığında çok küçük genlikli değişimler görülmekle birlikte bu değişimlerin genlikleri 3σ içerisinde kalmaktadır. Yapılan bütün gözlemlerde standarta dönüşüm yapılmıştır. Standarta dönüşümlerde, Landolt (1992)'den alınan HD 215141 ($B-V=1^{m}.485$) standart yıldızı kullanılmıştır [20]. 2004 gözlem sezonunda 14 Ağustos ve 9 Ekim tarihlerinde iki; 2005 gözlem sezonunda ise 8 Eylül'de bir kez standart gözlemi yapılmıştır. Standart gözlemlerinde C1'in UBVR süzgeçlerinde elde edilen parlaklıkları ve bunların ortalamaları, Çizelge 2.3'de verilmiştir.

Ev Lac'ın UBVR süzgeçlerinde yapılan gözlemlerinde, yıldızın sakin düzeyindeyken ortalama standart parlaklığı ve $5.1pc$'lik uzaklığı [12] kullanılarak ortalama salt parlaklık değerleri hesaplanmıştır. 2004 ve 2005 yılları için ayrı ayrı, yıldızın sakin düzeyindeki ortalama salt parlaklık değerleri ve Güneş'in UBVR süzgeçlerindeki salt parlaklıkları ve ışıtması kullanılarak EV Lac'ın UBVR ışıtmaları hesaplanmıştır. Hesaplamalar sonucunda elde edilen değerler Çizelge 2.4'de verilmiştir. Çizelge 2.4'de m_U, m_B, m_V, m_R'ler, sırasıyla UBVR süzgeçlerindeki görsel parlaklıklar; U-B, B-V ve V-R'ler ise renkler; M_U, M_B, M_V, M_R'ler salt parlaklıklar; L_U, L_B, L_V ve L_R'ler ise UBVR süzgeçlerindeki ışıtmalardır.

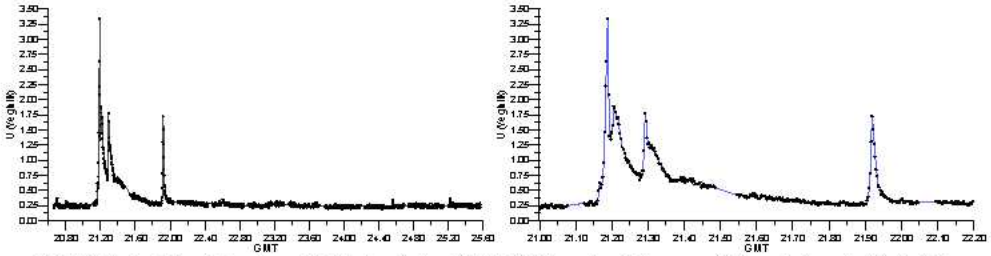
Elde edilen ışıtmalar flare enerji hesaplarında kullanılmıştır. Flare enerjileri, Gershberg (1972)'nin yöntemiyle hesaplanmıştır [21]. Bu yöntemde, aşağıdaki (2) ve (3) nolu eşitlikleri yardımıyla fotoelektrik gözlemlerde elde edilen flarelerin enerjileri hesaplanabilmektedir:

$$E = P \times L \quad \text{.....(2)}$$

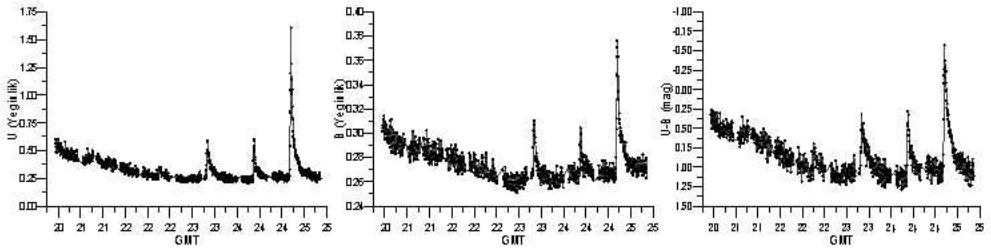
burada E, gözlem yapılan süzgeçteki flare enerjisi, P, (3) nolu eşitlikte verilen ve literaürde "equivalent duration" olarak tanımlanan saniye biriminde flare eşdeğer süresidir. L ise gözlem yapılan süzgeçte, yıldızın sakin düzeydeki ortalama ışıtmasıdır. EV Lac'ın UBVR süzgeçlerinde elde edilen ışıtmaları Çizelge 2.4'de verilmiştir.

$$P = \int \left[\left(I_{flare} - I_0 \right) / I_0 \right] dt \quad \text{.....(3)}$$

Burada, I_0, gözlemin yapıldığı süzgeçte yıldızın sakin düzeyindeki yeğinliği; I_{flare} ise flare anındaki yeğinliğidir. Şekil 2.2 (a) ve (b)'de EV Lac gözlemlerinde elde edilmiş bir flare örneği görülmektedir. Şekil 2.2 (a), 10 Ağustos 2004 gözlemindeki flare taramasının tamamı, (b)'de ise gözlemin ilk kısmında elde edilen flareler gösterilmektedir.



Şekil 2.2: 10 Ağustos 2004 tarihindeki EV Lac'ın bir gecelik gözlemi (Solda). Bu gözlemin başlangıcında elde edilen flareler (Sağda).



Şekil 2.3: 15 Ağustos 2005 tarihindeki bir gecelik EV Lac gözlemi. Üst panel U, orta panel B süzgeçlerindeki yeğinlik değişimini göstermekte ve alt panelse renk değişimini göstermektedir.

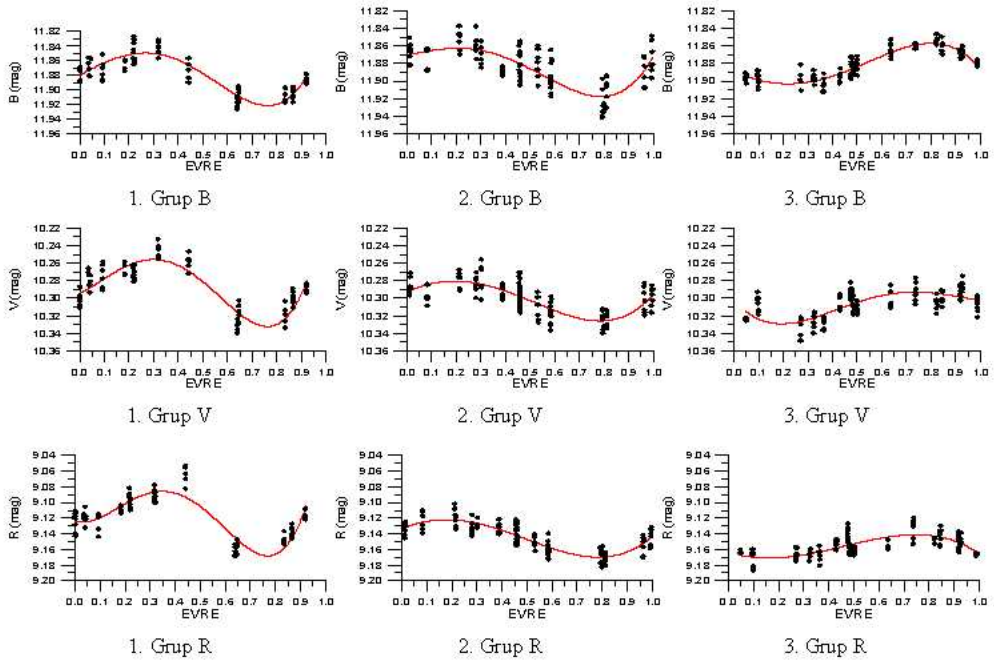
Şekil 2.3'de, 15 Ağustos 2005 gecesinde yapılan özlem görülmektedir. Bu gözlem U ve B süzgeçlerinde yapılmıştır. Şekil 2.3'de gözlem başlangıcında U ve B yeğinliklerinde bir azalma görülmekte ve sonrasında 3 flare parlaması olmuştur. Her iki süzgeçte gözlem başında ortaya çıkan yeğinlik azalması kendini renkte de kırmızılaşma olarak göstermektedir. Bu, büyük genlikli bir flare olayının iniş kolu olabilir.

2004 ve 2005 yıllarında yapılan tüm flare taramalarında, elde edilen flareler ve benzeri tüm değşimler gecelik gözlemlerden çıkarılmış ve yıldızın gecelik ortalama parlaklık düzeyi belirlenmiştir. Bu ortalama parlaklık, yıldızın sakin düzey parlaklığı olaraka kabul ediliştir. Her bir flare için çıkış süreleri, iniş süreleri ve tüm flarelerin flare eşdeğer süreleri bu temel

düzeyden hesaplanmıştır. 2004'de U süzgecinde, 2005 yılında U ve B süzgeçlerinde elde edilen flarelerin hesaplanan parametreleri, sırasıyla Çizelge 2.5, Çizelge 2.6 ve Çizelge 2.7'de verilmiştir.

Çizelge 2.4: EV Lac'ın 2004 ve 2005 yıllarında elde edilen parlaklık (mag), renk (mag) ve ışıtmaları (erg s^{-1}).

Parlaklık	**2004**	**2005**
m_U	13.002	12.955
M_B	11.885	11.891
m_V	10.294	10.304
m_R	9.131	9.152
U-B	1.117	1.063
B-V	1.591	1.588
V-R	1.162	1.151
M_U	14.507	14.460
M_B	13.390	13.397
M_V	11.799	11.809
M_R	10.637	10.657
L_U	4.79724E+29	4.97045E+29
L_B	1.33389E+30	1.32388E+30
L_V	5.77227E+30	5.72078E+30
L_R	1.68542E+31	1.65203E+31



Şekil 2.4: 2004 ve 2005 gözlem sezonlarında elde edilmiş 3 grup BVR ışık eğrileri.

Çizelge 2.5 2004 yılında U Süzgecinde elde edilen flarelerin çeşitli parametreleri

JD + 24 00000	Çıkış Süresi (sn)	İniş Süresi (sn)	Flare Süresi (sn)	P_U (sn)	Genlik	Flare Enerjisi (erg)	Flare Türü
53198.47514	70	190	260	5.02493E+01	0.431	2.41058E+31	Karmaşık
53198.48324	30	560	590	1.28012E+02	0.735	6.14106E+31	Klasik
53202.51448	1050	1330	2380	3.72355E+02	0.056	1.78627E+32	Flare Olayı
53204.51795	410	820	1230	1.74671E+02	0.313	8.37939E+31	Flare Olayı
53207.49970	80	230	310	6.42165E+01	0.588	3.08062E+31	Klasik
53207.51648	20	490	510	1.14267E+02	0.905	5.48167E+31	Klasik
53207.52423	60	230	290	2.44965E+03	0.902	1.17515E+33	Karmaşık
53207.53233	470	1630	2100	1.19792E+03	0.335	5.74668E+32	Flare Olayı
53207.55178	50	810	860	1.00828E+03	1.695	4.83697E+32	Klasik
53211.54445	240	590	830	1.65831E+02	0.397	7.95532E+31	Flare Olayı
53212.48570	150	340	490	1.41325E+02	0.602	6.77971E+31	Klasik
53212.51625	220	160	380	1.67794E+02	0.514	8.04948E+31	Klasik
53213.48702	30	50	80	1.70178E+01	0.676	8.16382E+30	Hızlı
53213.52209	10	90	100	1.54025E+01	0.385	7.38896E+30	Klasik
53215.48409	20	160	180	9.75996E+01	1.315	4.68208E+31	Karmaşık
53215.49960	50	120	170	3.69820E+01	0.436	1.77411E+31	Klasik
53225.35265	50	50	100	1.98583E+01	0.551	9.52651E+30	Karmaşık
53225.42498	160	190	350	9.42676E+01	0.611	4.52224E+31	Klasik
53225.46827	60	80	140	4.79538E+01	0.643	2.30046E+31	Klasik
53226.43381	70	60	130	2.57819E+01	0.524	1.23682E+31	Karmaşık
53226.46483	20	120	140	2.60719E+01	0.377	1.25073E+31	Klasik
53226.50951	60	2422	2482	5.94834E+02	0.816	2.85356E+32	Karmaşık
53227.38164	30	910	940	7.28276E+02	1.763	3.49371E+32	Klasik
53227.42505	140	490	630	1.88971E+02	0.555	9.06536E+31	Klasik
53227.43928	100	260	360	8.35153E+01	0.591	4.00643E+31	Klasik
53227.44287	20	220	240	4.46927E+01	0.427	2.14401E+31	Klasik
53227.46382	40	960	1000	1.13449E+03	1.987	5.44242E+32	Klasik
53227.49692	20	70	90	1.84229E+01	0.511	8.83789E+30	Klasik
53227.55063	10	60	70	9.83067E+00	0.353	4.71601E+30	Klasik
53228.36640	120	30	150	2.84252E+01	0.489	1.36362E+31	Karmaşık
53228.37056	40	50	90	1.95669E+01	0.404	9.38671E+30	Klasik
53228.38654	110	2090	2200	4.23595E+03	2.718	2.03208E+33	Karmaşık
53228.41698	70	1730	1800	8.49934E+02	2.020	4.07733E+32	Klasik
53228.52716	30	20	50	8.22440E+00	0.437	3.94544E+30	Hızlı
53228.55471	20	100	120	2.42433E+01	0.520	1.16301E+31	Hızlı
53232.36686	30	50	80	1.42793E+01	0.433	6.85009E+30	Hızlı
53232.37785	70	220	290	7.28660E+01	0.660	3.49555E+31	Klasik
53232.39359	50	470	520	1.47908E+02	0.751	7.09550E+31	Klasik

Çizelge 2.6 2005 yılında U süzgecinde elde edilen flarelerin çeşitli parametreleri.

JD + 24 00000	Çıkış Süresi (sn)	İniş Süresi (sn)	Flare Süresi (sn)	P_U (sn)	Genlik (mag)	U-B (mag)	Flare Enerjisi (erg)	Flare Türü
53557.52397	52	116	168	71.66670	0.693	0.219	3.56216E+31	Karmaşık
53557.53248	2	2	4	1.35865	0.435	0.500	6.75312E+29	Hızlı
53557.53299	2	2	4	0.37180	0.706	0.545	1.84801E+29	Hızlı
53557.53385	2	2	4	1.21943	0.441	0.622	6.06109E+29	Hızlı
53557.53438	2	2	4	1.52854	0.300	0.561	7.59756E+29	Hızlı
53557.53656	2	2	4	1.47241	0.516	0.374	7.31852E+29	Hızlı
53557.54960	2	2	4	0.94218	0.614	0.503	4.68307E+29	Hızlı
53557.54974	2	12	14	3.57705	0.499	0.561	1.77796E+30	Karmaşık
53578.48382	15	60	75	11.59615	0.460	0.822	5.76381E+30	Klasik
53578.50257	15	585	600	184.95022	0.727	0.522	9.19286E+31	Klasik
53578.51594	30	75	105	15.54412	0.381	0.761	7.72613E+30	Hızlı
53578.52566	15	15	30	3.76396	0.381	0.828	1.87086E+30	Hızlı
53578.54667	75	45	120	12.26186	0.372	0.804	6.09470E+30	Hızlı
53586.49697	15	15	30	4.67778	0.216	0.886	2.32507E+30	Hızlı
53586.50688	90	480	570	384.14973	1.565	-0.218	1.90940E+32	Klasik
53586.51348	15	15	30	2.64795	0.313	0.956	1.31615E+30	Hızlı
53586.52856	45	135	180	38.14269	0.437	0.703	1.89586E+31	Klasik
53597.33755	30	105	135	41.73394	0.361	0.632	2.07436E+31	Klasik
53597.40029	15	45	60	8.44711	0.297	0.773	4.19860E+30	Hızlı
53597.47199	45	60	105	23.30560	0.359	0.751	1.15839E+31	Klasik
53597.47615	90	120	210	44.69680	0.401	0.661	2.22163E+31	Klasik
53597.47806	30	75	105	35.72534	0.304	0.720	1.77571E+31	Klasik
53597.48015	30	75	105	30.40185	0.493	0.501	1.51111E+31	Hızlı
53597.48223	105	60	165	32.25186	0.228	0.779	1.60306E+31	Klasik
53598.35180		6304	6304	3816.03061	0.933	0.328	1.89674E+33	Klasik
53598.42911	45	345	390	92.84721	0.435	0.705	4.61492E+31	Klasik
53598.43379	30	165	195	33.74182	0.219	0.832	1.67712E+31	Karmaşık
53598.46517	135	870	1005	398.33719	0.949	0.326	1.97992E+32	Klasik
53598.50008	90	720	810	282.66632	1.023	0.282	1.40498E+32	Klasik
53598.52741	120	1245	1365	1264.20003	2.096	-0.568	6.28364E+32	Klasik
53605.38049		405	405	294.08307	1.040	0.284	1.46173E+32	Klasik
53605.39060	15	45	60	21.65202	0.467	0.661	1.07620E+31	Klasik
53605.39146	30	300	330	187.04146	1.058	0.154	9.29680E+31	Klasik
53605.41460	90	105	195	61.79382	0.469	0.560	3.07143E+31	Klasik
53605.42241	45	30	75	20.65079	0.496	0.599	1.02644E+31	Klasik
53605.42467	30	75	105	24.97645	0.439	0.684	1.24144E+31	Klasik
53605.43113	15	30	45	12.43827	0.434	0.594	6.18238E+30	Hızlı
53605.43339	120	30	150	30.75663	0.351	0.698	1.52874E+31	Karmaşık
53605.47752	15	30	45	11.56579	0.334	0.706	5.74872E+30	Hızlı
53605.50719	15	30	45	4.18511	0.627	0.673	2.08019E+30	Hızlı
53606.32750	90	279	369	94.41993	0.567	0.584	4.69310E+31	Karmaşık
53606.38421	15	30	45	8.41720	0.312	0.679	4.18373E+30	Hızlı
53606.42194	15	30	45	7.60805	0.460	0.709	3.78155E+30	Hızlı
53606.45404	15	105	120	30.81658	0.333	0.707	1.53172E+31	Karmaşık
53606.48368	15	15	30	0.14354	0.469	0.782	7.13449E+28	Hızlı
53606.49226	30	15	45	1.63955	0.476	0.770	8.14932E+29	Hızlı
53606.49851	15	15	30	3.57317	0.412	0.728	1.77603E+30	Hızlı
53606.50007	60	75	135	20.17826	0.375	0.675	1.00295E+31	Karmaşık

Çizelge 2.7: 2005 yılında B süzgecinde elde edilen flarelerin çeşitli parametreleri.

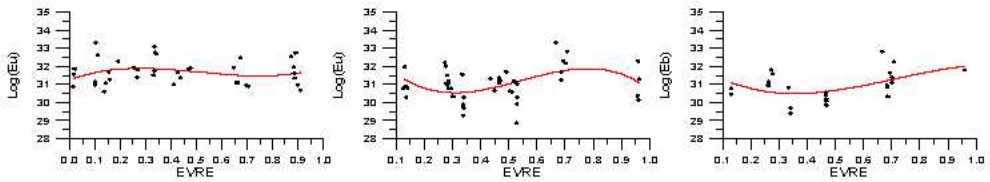
JD + 24 00000	Çıkış Süresi (sn)	İniş Süresi (sn)	Flare Süresi (sn)	P_B (sn)	Genlik	Flare Enerjisi (erg)	Flare Türü
53557.52419	34	42	76	0.210	4.91929	6.51255E+30	Karmaşık
53557.55093	2	6	8	0.076	0.37175	4.92146E+29	Klasik
53557.55123	2	2	4	0.124	0.18717	2.47787E+29	Hızlı
53578.50286	45	60	105	0.088	4.19581	5.55474E+30	Karmaşık
53578.50390	30	30	60	0.099	2.03527	2.69445E+30	Hızlı
53586.50682	90	450	540	0.300	44.56053	5.89927E+31	Karmaşık
53597.47610	30	75	105	0.053	1.84430	2.44162E+30	Karmaşık
53597.47818	45	120	165	0.037	2.61601	3.46328E+30	Karmaşık
53597.48009	15	30	45	0.061	0.92724	1.22755E+30	Hızlı
53597.48113	15	15	30	0.067	0.53371	7.06566E+29	Hızlı
53597.48200	30	60	90	0.061	1.12391	1.48792E+30	Klasik
53598.35192		6214	6214	0.143	487.13847	6.44912E+32	Klasik
53598.42679	75	75	150	0.065	6.32491	8.37341E+30	Karmaşık
53598.42957	30	75	105	0.070	5.10444	6.75766E+30	Klasik
53598.43443	45	15	60	0.069	1.52235	2.01541E+30	Hızlı
53598.46529	105	330	435	0.175	31.19887	4.13035E+31	Karmaşık
53598.50020	105	195	300	0.153	18.22152	2.41231E+31	Klasik
53598.50332	15	240	255	0.068	9.01090	1.19293E+31	Karmaşık
53598.52752	90	1245	1335	0.392	130.28710	1.72484E+32	Klasik
53605.38061		570	570	0.157	48.18433	6.37902E+31	Klasik
53605.39158	120	210	330	0.176	27.95043	3.70030E+31	Karmaşık
53605.32743	165	30	195	0.089	6.08736	8.05893E+30	Karmaşık
53605.33204	75	285	360	0.063	10.52527	1.39342E+31	Karmaşık
53605.33690	120	255	375	0.053	8.33354	1.10326E+31	Karmaşık

Çizelge 2.8: 2004 ve 2005 gözlem sezonlarında elde edilmiş ışık öğeleri.

Grup	Gözlem Aralığı	Ortalama Zaman (yıl)	Süğeç	Maksimum Evre	Minimum Evre	Maksimum Düzey (mag)	Minimum Düzey (mag)	Genlik (mag)	Ortalama Parlaklık (mag)
1.	15.07.2004 22.08.2004	2004.6767	B	0.264	0.762	11.849	11.921	0.072	11.881
2.	11.09.2004 02.11.2004	2004.8435	B	0.205	0.787	11.863	11.918	0.055	11.886
3.	02.07.2005 08.10.2005	2005.6602	B	0.799	0.219	11.857	11.903	0.046	11.883
1.	15.07.2004 22.08.2004	2004.6767	V	0.299	0.761	10.256	10.332	0.076	10.289
2.	11.09.2004 02.11.2004	2004.8435	V	0.195	0.784	10.281	10.326	0.045	10.302
3.	02.07.2005 08.10.2005	2005.6602	V	0.784	0.195	10.326	10.281	0.045	10.309
1.	15.07.2004 22.08.2004	2004.6767	R	0.348	0.769	9.086	9.168	0.082	9.121
2.	11.09.2004 02.11.2004	2004.8435	R	0.177	0.783	9.122	9.170	0.048	9.145
3.	02.07.2005 08.10.2005	2005.6602	R	0.747	0.162	9.141	9.171	0.030	9.157

2004 ve 2005 yıllarında BVR süzgeçlerinde, yüzeyindeki soğuk lekelerden kaynaklanan değişimin görüldüğü ışık eğrileri de elde edilmiştir. 2004 yılı gözlemleri, yıldızın leke minimum evresinin ve minimum ve maksimum düzey parlaklıklarının hızlı değişim gösterdiğini işaret etmektedir. Bu nedenle, 2004 gözlem sezonunda iki farklı eğri elde edilmiştir. 2004 ve 2005 gözlem sezonlarında toplam 3 ayrı ışık eğrisi elde edilmiştir. Bu eğrilerden maksimum, minimum, ortalama parlaklık ve leke minimum evreleri hesaplanmıştır. Hesaplamalarda iki farklı temsil yöntemi kullanılmıştır. Tüm eğriler öncelikle polinomla temsil edilmiş ve bu polinomun çözümünden ışık öğeleri bulunmuştur. İkinci olarak, eğriler fourier ile temsil edilip bu temsiller üzerinden ışık öğeleri bulunmuştur. Her iki yöntemle elde edilen ışık öğelerinin uyumlu olduğu görülmüştür. Işık öğeleri, Çizelge 2.8'de verilmiştir. Her 3 grubun BVR ışık eğrileri Şekil 2.4'de, B-V ve V-R renk eğrileri ise Şekil 2.5'de verilmiştir. Şekillerde içi dolu noktalar gözlem verisini, düz çizgi ise polinom temsilleri göstermektedir.

Flare taramasında elde edilen flarelerin ve enerjilerinin evreye göre dağılımına bakıldığında, evreye bağlı bir değişim görülmektedir. Şekil 2.6'da bu dağılımlar görülmektedir. Şekillerde içi dolu siyah noktalar, her bir flare için ayrı ayrı hesaplanan enerjileri, düz çizgi ise gözlem verisinin polinom temsilini göstermektedir.

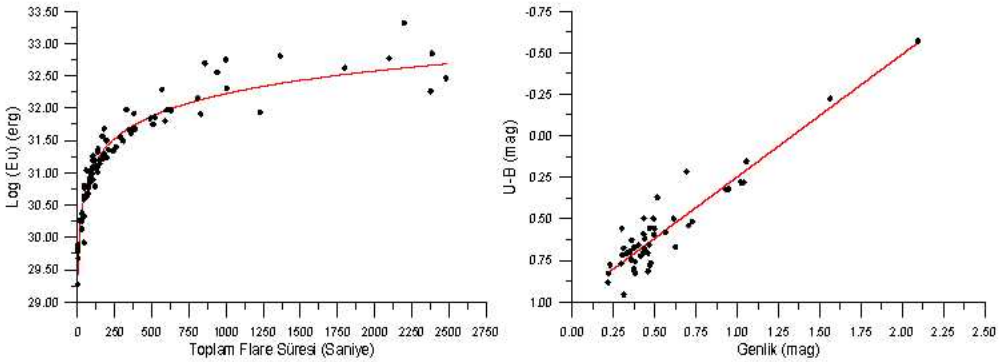


Şekil 2.6 Sırasıyla soldan sağa, 2004 yılında elde edilen U, 2005 yılında U ve B süzgeçlerinde elde edilen flarelerin ve enerjilerinin evreye göre dağılımı.

Flare enerjileri, toplam flare süresine göre Şekil 2.7'de sol panelde görüldüğü gibi logaritmik bir dağılım göstermektedir. Bu dağılım,

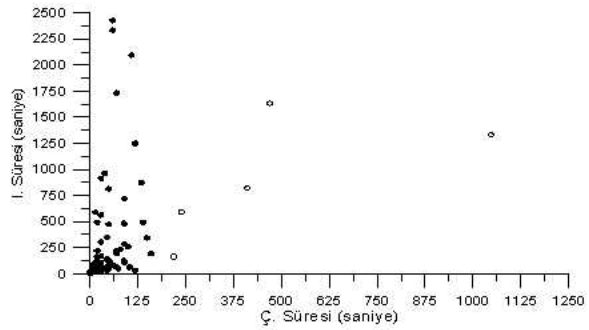
$$Y = 0.504692 \times \log(X) + 28.7355 \quad \text{.....(4)}$$

$$Y = -0.737109 \times X + 0.985085 \quad \text{.....(5)}$$



Şekil 2.7: 2004 ve 2005 yıllarında elde edilen flarelerin, enerjilerinin toplam sürelerine göre dağılımları (solda) ve 2005 yılında elde edilen flarelerin genlikleri ve U-B renkleri arsındaki ilişki (sağda).

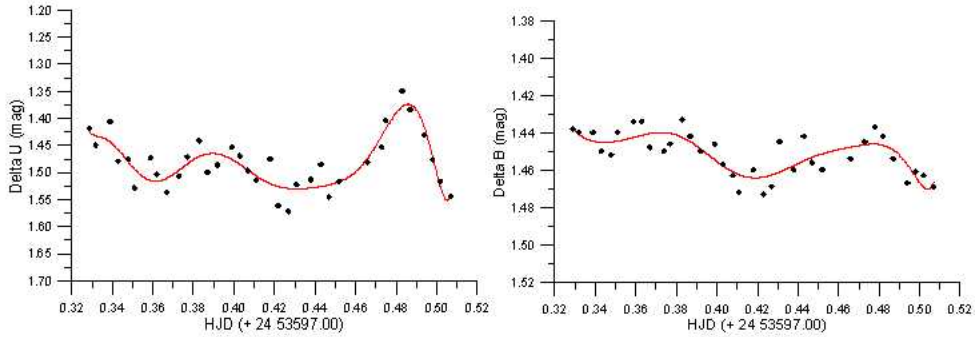
(4) nolu logaritmik ifade ile temsil edilmiştir. (4) nulu ifadede X, flarenin toplam süresi, Y de $Log(Eu)$ değeridir. 2005 yılında flare taramaları U ve B süzgeçlerinde yapılmıştır. Elde edilen flarelein U süzgeçlerinde genlikleri ile U-B renkleri arasında (5) nolu eşitlile temsil edildiği gibi doğrusal bir ilişki bulunmuştur. (5) nolu eşitlikte X, flarenin U genliğini, Y ise U-B rengini temsil etmektedir. Genlik ile U-B renği ilişkisi Şekil 2.7'de sağ panelde gösterilmiştir.



Şekil 2.8: 2004 ve 2005 gözlem sezonlarında elde edilen flarelerin çıkış süreleri ile iniş süreleri arasındaki ilişki.

U süzgecinde elde edilen flarelerin çıkış ve iniş süreleri karşılaştırıldığında, toplam 5 flare dışında tüm flarelerin çıkış süreleri, iniş sürelerinden uzundur. Çıkış ve iniş süreleri arasındaki ilişkinin gösterildiği Şekil 2.8' de, bu 5 flare içi boş dairelerle gösterilmiştir.

Flare taramalarında, her bir gözlem gecesinde elde edilen flareler çıkarılınca, geriye kalan gecelik ışık eğrileride belirli dönem ve genliklerde yarı düzenli değişimler görülmüştür. Her iki gözlem sezonunda U süzgecinde ve 2005 gözlem sezonunda B süzgecinde de bu değişimler görülmektedir. 2005 yılındaki U ve B süzgeçlerindeki değişimler eş yönlüdür.



Şekil 2.9 5 Temmuz 2005 gecesi yapılan gözlemde elde edilen flareler çıkarılınca, geriye kalan ışık değişimi. Sol panel U, sağ panel B süzgecinde yapılan gözlem.

5 Temmuz 2005'de yapılan flare taramasında elde edilen flareler çıkarılınca, geriye kalan gecelik ışık eğrisinde de değişimler görülmüştür. Flareler çıkarıldıktan sonra 0.005 gün aralıklarla ortalamalar alınıp, elde edilen eğriler polinomla temsil edilmiştir. U ve B süzgeçleri için elde edilen eğriler, Şekil 2.9'da verilmektedir. Şekil 2.9'da içi dolu noktalar 0.005 gün aralıklı ortalamaları, düz çizgi ise bu ortalamaların polinom temsilini göstermektedir.

Çizelge 2.9: 2004 ve 2005 yılı flare taramalarında, gecelik değişimler içerisinde parlaklığın arttığı, azaldığı ve maksimum ile minimum düzeyde olduğu zaman dilimlerinde elde edilen flare sayıları.

2004 Yılı U Süzgeci	Flare Sayısı	2005 Yılı U Süzgeci	Flare Sayısı
Parlaklık Minimum Düzeydeyken	5	Parlaklık Minimum Düzeydeyken	6
Parlaklığın Arttığı Aralıkta	15	Parlaklığın Arttığı Aralıkta	8
Parlaklık Maksimum Düzeydeyken	17	Parlaklık Maksimum Düzeydeyken	16
Parlaklıkğın Azaldığı Aralıkta	1	Parlaklıkğın Azaldığı Aralıkta	16

Benzer şekilde tüm flare taramalarına bakıldığında, U süzgecinde yaklaşık $0^m.05$ ile $0^m.1$; B süzgecinde $0^m.01$ ile $0^m.1$ aralığındaki genliklerde ve birkaç 10 dakika ile bir – iki saat aralığındaki sürelerde parlaklık değişimleri görülmektedir. Elde edilen flarelerin bu gecelik parlaklık değişimlerinin hangi evresinde ortaya çıktığı incelendiğinde, hem 2004 hem de 2005 gözlem sezonlarında flarelerin genelde, gecelik değişimlerde parlaklığın maksimumda olduğu zaman dilimlerinde ortaya çıkma eğiliminde olduğu görülmüştür. Çizelge 2.9'da, gözlenen flarelerin sayısının bu parlaklık düzeylerine göre dağılımı görülmektedir.

3. Tartışma ve Sonuç

İki yıllık özlem sezonu boyunca EV Lac, UBVR süzgeçlerinde gözlenmiştir. BVR süzgeçlerinde, yıldızın yüzeyindeki leke kaplı alanların hızla değiştiğini gösteren 3 ayrı ışık eğrisi elde edilmiştir. U ve 2005'de B süzgecinde de olmak üzere flare taramaları yapılmıştır. 2004 yılında U süzgecinde 38 tane, 2005 yılında U'da 48 ve B'de 24 flare gözlenmiştir. 2005 yılında gözlenen flarelerin 2'sinde, flare ışık eğrilerinde çıkış kolu olarak adlandırılan atımlı evreler gözlem başlamadan önce gerçekleştiği için bu flarelerde yalnızca iniş kolu elde edilebilmiştir. Bu 2 flare, çışık süreleri boş bırakılarak çizelgelerde yer almaktadır fakat, grafiklerde yer almamaktadır.

BVR ışık eğrileri ve flare ışık eğrileri değerlendirildiğinde EV Lac'ın güçlü manyetik aktivite gösterdiği ortadadır. Leke aktivitesindeki hızlı değişim her üç süzgeçteki ışık eğrisinin maksimum, minimum, genlik ve ortalama parlaklık düzeyinin değişimiyle ortaya koymaktadır. Çizelge 2.8'den de görüleceği üzere, 15.07.2004 ile 08.10.2005 tarihleri arasında her üç süzgeçte de maksimum parlaklık azalmış, minimum parlaklık düzeyi ise yükselmiştir. Dolayısıyla genlikte de bir azalma görülmektedir. Işık eğrilerinde ortalama parlaklık düzeyi ise azalmıştır. Bu değişimler, yıldızın yüzeyinde parlaklık değişimlerinde karanlık lekelerin baskın yapılar olduğunu göstermektedir. Minimum parlaklıktaki artış, leke kaplı bölgelerde leke aktivite düzeylerinin azaldığını; maksimum düzey ve genlikteki azalma ise yıldızın yüzeyinde leke kaplı alanların genişlediğini göstermektedir.

Şekil 2.2 ve 2.3'de elde edilen bazı flare ışık eğrilerine örnekler görülmektedir. Bu ışık eğrilerinden de görüldüğü gibi, yıldızın atmosferinde ortaya çıkan flareler farklı değişim karakterleri göstermektedir. Genelde hızlı bir parlaklık artışını yavaş bir azalış izlese de bazı flarelerde parlaklık, yıldızın sakin parlaklık düzeyine inmeden tekrar artmaktadır. Bu flare olaylarını tetikleyen mekanizmalar hakkında ip uçları taşımaktadır.

U bandında elde edilen flarelerin genlikleri ile flarelerin maksimum düzeylerindeki renkleri arsında doğrusal bir ilişki vardır. Genlik artığında renk mavileşmektedir. Bu ilişki (5) nolu ifade ile temsil edilmiştir. Bu doğrunun eğimi, flare genliği ve rengi arasındaki ilişkiye bağlı olmakla birlikte gözlem yapılan poz süresine de bağlıdır. Tovmassian ve ark. (1997) tarafından yapılan çalışmada, 10 ve 0.1 saniye poz sürelerinde yapılan gözlemlere göre ayrı ayrı oluşturulan renk-genlik eğrilerinin eğimlerinin farklı olduğu ortaya çıkmaktadır [11]. Bunun nedeni, kısa poz süresi verildiğinde, elde edilen ışık eğrilerinde flare genliklerinin gerçek değerine daha yakın olarak daha büyük çıkmasından kaynaklanmaktadır. Bilindiği gibi, flarelerin atımlı evresinde ve flarenin ışık eğrilerinde parlaklığın azaldığı, iniş kolu olarak ortaya çıkan flare ana evresinin hemen başında parlaklıklar hızlı değişim göstermekte ve bu değişimin en doğru şekilde elde edilebilmesi açısından çok küçük poz sürelerinde gözlem yapmak gerekmektedir. Bu çalışmadaki gözlemlerde, gecelik sinyal ve gürültü oranları da göz önüne alınarak en olası poz süreleri kullanılmıştır.

Flare toplam süreleri ile ortaya çıkan toplam enerji arasında da ilişki görülmektedir. Şekil 2.7'de sol panelde görüldüğü üzere, flare toplam süresi ile toplam enerji arasında logaritmik bir ilişki vardır. Toplam süresi küçük olan flarelerde, flare süresindeki küçük bir artış enerjide büyük artışa karşılık gelirken, uzun süreli flarelerde enerji değişimi çok yavaş olmaktadır. Uzun süreli flarelere bakıldığında, buların genelde klasik flarelerden çok, parlaklığın yavaş yavaş arttığı ve azaldığı flare olayları olduğu görülmektedir. Klasik, hızlı ve

karmaşık ışık eğrilerine sahip flareler ile yavaş parlaklık artışı ve azalışı görülen flare olayları arasındaki fark, Şekil 2.8'den de görülmektedir. Şekilden görüldüğü üzere flare olaylarında, diğer falarelere göre çıkış süreleri oldukça uzun sürmektedir.

Flare taramalarında elde edilen flareler gecelik ışık eğrilerinden çıkarıldığında, yıldızın sakin düzeyindeki parlaklıkta da düzensiz değişimler olduğu ortaya çıkmaktadır. Bu değişimler, literatürdeki diğer çalışmalarda elde edilen değişimlere [17, 18] benzemektedir. Süre ve genlik olarak düzensizlikler göstermektedirler. Flarelerin bu parlaklık değişimlerine göre ne zaman ortaya çıktığı incelendiğinde; flarelerin, parlıklığın maksimum olduğu veya maksimuma yakın olduğu zamanlarda ortaya çıktığı görülmektedir. Bu, flare tetikleme mekanizmaları ve flare sonrasında yıldızın yüzeyindeki ısı dengesinin durumu hakkında bilgi sağlamaktadır. Bu değişimlerde parlaklık artışı yıldızın yüzeyinde, flare ortaya çıkan bölgelerin flare öncesinde ısınmasından kaynaklanıyor olabilir.

EV Lac, $4.375 gün$ 'lük dönme dönemine sahiptir. Kleinman ve ark. (1987) tarafından verilen aşağıdaki ışık öğelerine göre flare evreleri hesaplandığında [19], hem U hem de B süzgecindeki flarelerin belirli evrelerde değil hemen hemen her evrede ortaya çıktıkları görülmektedir. 2004 gözlem sezonunda U süzgecinde ve 2005 gözlem sezonunda U ve B süzgeçlerinde elde edilen flare ve flare enerjilerinin ışık eğrisindeki evreye dağılımı Şekil 2.6'da görülmektedir. Bu şekillerde, flarelerin her evrede ortaya çıkabildikleri görülmektedir ancak, ortaya çıkan flarelerin enerjileri göz önüne alındığında ilginç bir sonuç ortaya çıkmaktadır. Şekil 2.6 ve Şekil 2.4'de görülen ışık eğrileri karşılaştırıldığında; büyük enejili flareler leke maksimum evresinde ortaya çıkma eğiliminde oldukları görülmektedir. Bu beklenmeyen bir sonuçtur. Güneş'te flare olayları genelde lekelerle kaplı aktif bölgelerde ortaya çıkmaktadır. Literatürde flare yıldızlarında flare-leke ilişkisi üzerine yapılan çalışmalarda leke ve flare aktiviteleri asında net ilişki olmadığı görülmektedir. Pettersen ve ark. (1983) tarafından EV Lac ve YZ CMi nin 1979-1981 yıllarında yapılan flare ve leke gözlemlerinde leke minimum ve flare evreleri arında belirgin bir ilişki olmadığı belirtilmiştir. Yazarların çalışmasında verilen Şekil 5 dikkatli incelenirse, leke minimum evresinin çıkış kolunda ve maksimum evrelerinde orta çıkan flarelerin eşdeğer sürelerinin daha büyük olduğu görülmektedir. (2) ve (3) eşitliklerine dikkat edilirse; flare eşdeğer süresinin, flare toplam enerjileri ile doğrusal ilişki gösterdiği görülür. Dolayısıyla bu çalışmada bulunan ilişkiye benzer bir ilişki, aslında Pettersen ve ark. (1983)'nın çalışmasında da dolaylı olarak görülmektedir.

Kaynaklar

[1] Rodono, M., (1986), The Atmospheres of M-dwarfs: Observations, in The M-type Stars (NASA SP-492, Washington, DC), 409-453.
[2] Mirzoyan, L. V., (1990), IAUS, 137, 1M.
[3] Pigatto, L., (1990), IAUS, 137, 117P.
[4] Skumanich, A., (1972), ApJ, 171, 565.
[5] Marcy, G. W. and Chen, G. H., (1992), ApJ, 390, 550M.
[6] Pettersen, B. R., (1991), MmSAI, 62, 217P.
[7] Stauffer, J. R., (1991), Amey. Conf., 117S.
[8] Gershberg, R. E., (2005), "Solar-Typr Activity in Main-Secuence Stars", Springer Berlin Heidelberg, New York, p.53, p.192, p.194, p.360.
[9] Hudson, H. S. and Khan, J. I., (1997), ASPC, 111, 135H.
[10] Gurzadyan, G. A., (1988), ApJ, 332, 183G.
[11] Tovmassian, H. M., Recilla, E., Cardona, O., Zalinian, V. P., (1997), RMxAA, 33, 107T.
[12] Osten, R. A., Hawley, S. L., Allred, J. C., Johns-Krull, C. M., Roark, C., (2005), ApJ, 621, 398O.
[13] Batyrshinova, V. M., Ibragimov, M. A., (2001), AstL, 27, 29B.
[14] Alekseev, I. Y., (2005), Ap, 48, No.1.
[15] Mavridis, L. N. and Avgoloupis, S., (1986), A&A, 154, 171M.
[16] Ishida, K., Ichimura, K., Shimizu, Y., Mahasenaputra, (1991), Ap&SS, 182, 227I.
[17] Andrews, A. D., (1989), A&A, 210, 303A.

[18] Andrews, A. D., (1991), A&A, 245, 219A.
[19] Kleinman, S. J., Sandmann, W. H., Ambruster, C. W., (1987), IBVS, No.3031.
[20] Landolt, A. U., (1992), AJ, 104, 340L.
[21] Gershberg, R. E. (1972), Astrophys. Space Sci. 19, 75.
[22] Pettersen, B. R., Kern, G. A., Evans, D. S., (1983), A&A, 123, 184P.

HD65498 ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ İLK IŞIK EĞRİSİ ÇÖZÜMÜ

Yahya DEMİRCAN[1], Gökhan GÖKAY[1], Ethem DERMAN[1]

Özet

HD65498 Simbad veritabanında G tayf türü olarak kayıtlıdır. Maciejewski ve arkadaşları tarafından yapılan çalışmayla F5V tayf türü ve Algol türü örten değişen olduğu belirlenmiştir. Bu çalışmada, Maciejewski ve ark. (2003) elde ettikleri minimum zamanları ve bizim gözlediğimiz 2 minimum zamanı ile sistemin dönem analizi yapıldı. Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) 15-21 Mart 2005 tarihlerinde 6 gecede yapılan CCD gözlemi ile BVR süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrisi, Phoebe arayüzü kullanılarak Wilson-Devinney'de analiz edildi. Sisteme ilişkin fiziksel ve geometrik parametreler ilk kez bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: *Yıldızlar, örten çift yıldızlar, HD65498*

Abstract

HD65498 is recorded in Simbad database as a star of spectral type G. It is determined as an Algol type eclipsing binary with spectral type of F5V by Maciejewski et al. Period variability of the system is analyzed in this study with using the minimum times published by Maciejewski et al (2003) and two new minima observed by us. New CCD BVR light curves have been observed during 6 nights in the period 15-21 March 2005 at the Tubitak National Observatory (TUG) and they have been analyzed by Wilson & Devinney's (1971) code with Phoebe interface. Physical and geometrical parameters of the system is derived here for the first time.

Key words: *Stars, eclipsing binary stars, HD65498*

1.Giriş

HD 65498 (BD+42 1795, GSC 02976-01077) sistemi, Simbad veritabanında $\alpha=08^{sa}00^{d}45^{s}95$, $\delta=+42°10'33".07$, $B=10^{m}.23$, $V=9^{m}.75$ parlaklığında ve G tayf türü olarak sınıflandırılmıştır. Sistemin değişen olduğu SAVS robotik teleskopu [1] ile saptanmıştır. Daha sonra 2003 yılında 13 gece Maciejewski ve ark. [2] tarafından aynı teleskopla V süzgecinde gözlenmiştir. Elde ettikleri ışık eğrisinden sistemin Algol türü bir değişen ve döneminin de yaklaşık 31.5 saat olduğunu ortaya koymuşlardır.

Birinci minimum genliğinin $0^{m}.43$ ve ikinci minimumun $0^{m}.05$ daha az derinliğe sahip olduğunu belirtmişlerdir. İkinci minimumun 0.5 evresini gösterdiğinden yörüngenin dairesel olduğunu ifade etmişlerdir.

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler Ankara*
Tel:312-2126720/1366, Faks:312-2232395, e-posta:demircan@ankara.edu.tr

İlk ışık elemanı

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2542704.48836 \pm 0.00054 \quad +1^{d}.31324\text{xE} \pm 0.00006$$

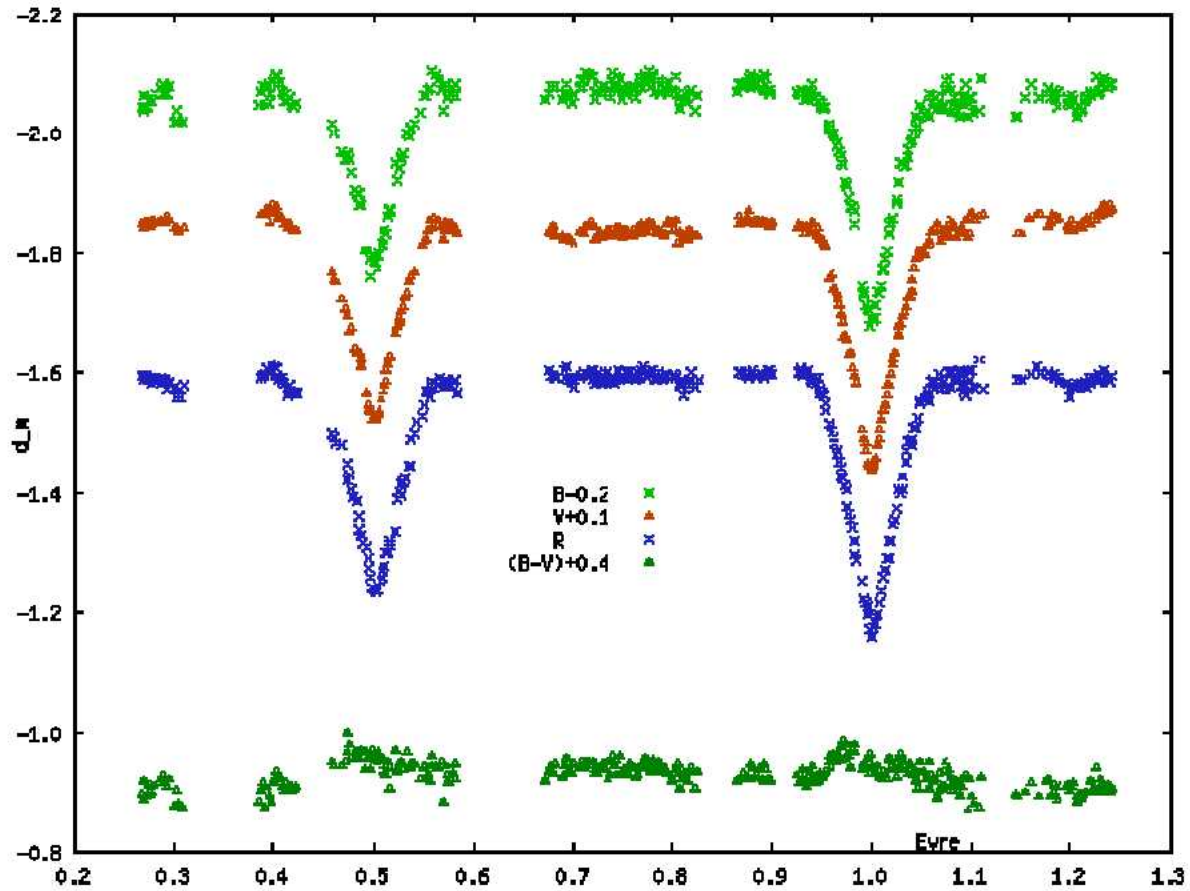
olarak vermişlerdir.

Sistemin çizgi tayfından, F5V tayf türüne sahip bir yıldızın karakteristik özelliklerini taşıdığından, HD 65498 sisteminin tayf türünü F5V olarak belirtmişlerdir.

2.Gözlemler

HD 65498 sistemi, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan 40 cm'lik Cassegrain türü teleskop ile AP7p CCD'si kullanılarak 15, 16, 17, 18,19 ve 21 Mart 2005 tarihlerinde B, V, ve R süzgeçlerinde gözlenerek ışık eğrileri elde edildi. Şekil 1'de sistemin ışık eğrileri B-V eğrisi ile birlikte verildi.

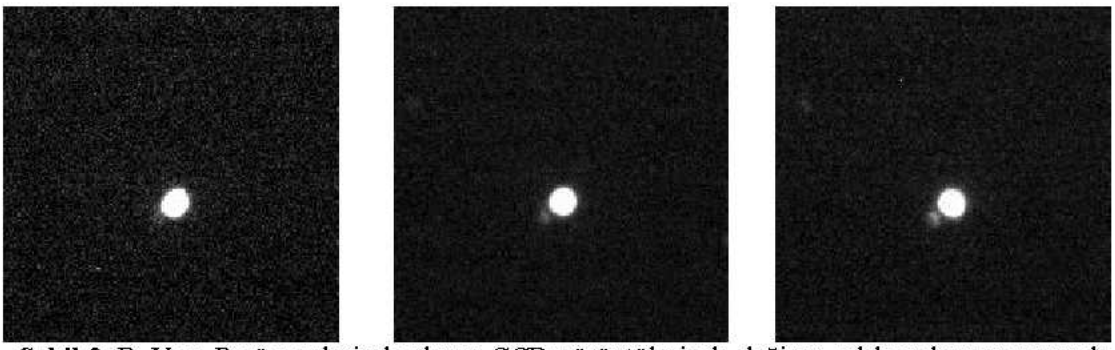
Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak GSC 2976-461 (α=08^{sa} 00^{d} 44^{sn}.42, δ=+42°13'00".2) alındı. Gözlemlerin indirgenmesi MaxIm DL. programıyla yapıldı.



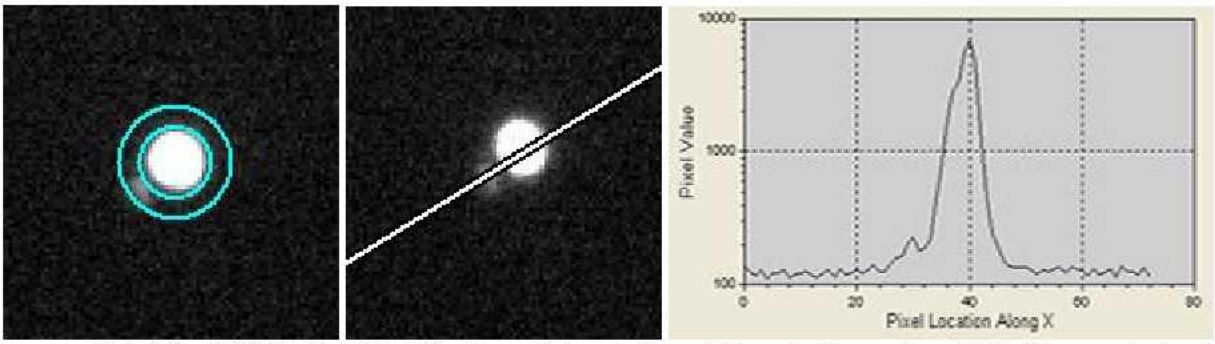
Şekil 1. HD 65498 Örten çift yıldızının B, V ve R süzgeçlerinde elde edilmiş ışık eğrileri görülmektedir.

CCD ölçümlerinde, değişenin yakınında bulunan bir yıldızın varlığı göze çarpmaktadır. B, V ve R süzgeçlerinde alınan CCD görüntülerinin Değişen yıldızı içeren parçası Şekil 2 de verilmektedir. Şekillerden de görüldüğü gibi söz konusu ışık kaynağı B bandında daha az etki etmektedir. Bu yıldız CCD ölçümleri sırasında açıklık (annulus) içinde değil dış halka (dannulus, gök) içine girmektedir (Şekil 3a). Değişen ve üçüncü ışık kaynağından geçirilen çizgi boyunca okunan piksel değerleri de Şekil 3b'de görülmektedir.

Bu yıldız, değişenin ölçüm değerlerine değil, gök değerlerine etki etmektedir. Aynı açıklık çaplarında, üç süzgeçte de, değişenin gök değerlerinin (dış halka içine giren ölçümlerin) ortalaması sırasıyla 119, 131 ve 138 adu'dur. En düşük etki B süzgecinde olduğundan ışık eğrisinin analizi B süzgecinde yapıldı. Işık eğrilerindeki saçılmaların da bu ek kaynaktan kaynaklandığı düşünülmektedir (Şekil 1).



Şekil 2. B, V ve R süzgeçlerinde alınan CCD görüntülerinde değişen yıldızın hemen yanında soğuk bir yıldızın varlığı görülmektedir.



Şekil 3. a) CCD görüntüsü (R süzgeci) üzerinde açıklık ve halka çapları, b) Değişen ve üçüncü yıldızdan geçen çizgi ve bu çizgi boyunca ADU değerleri

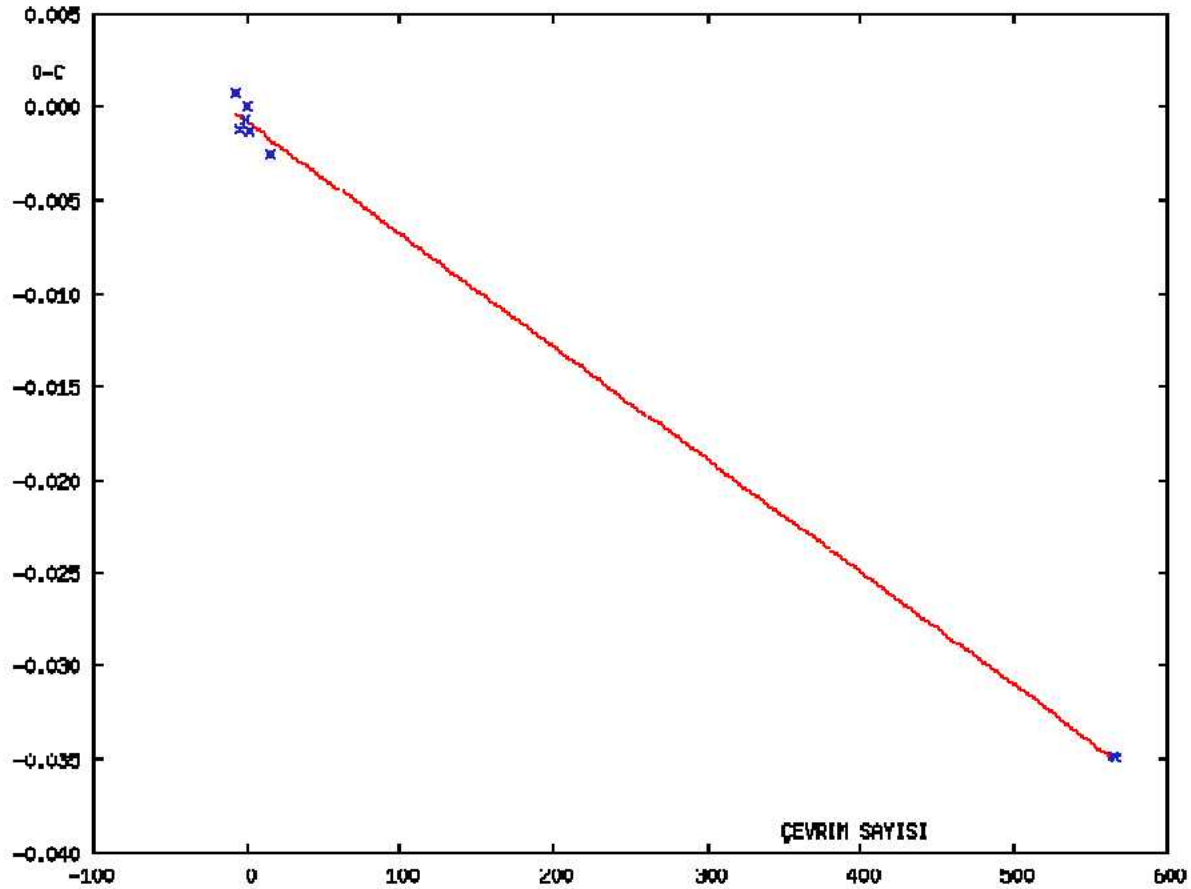
3.Yörünge Dönemi Analizi

HD 65498 sisteminin TUG da yapılan gözlemlerinin sonucunda, B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen verilerden Kwee van Woerden [3] yöntemi kullanılarak minimum zamanları bulundu. Her süzgeçde bulunan bu üç Min I ve üç Min II zamanının ortalaması alınarak bir Min I ve bir tanede Min II zamanı elde edildi. Maciejewski ve ark. tarafından verilen minimum zamanına ek olarak yine onların verilerinden elde edilmiş beş tane minimum zamanı da eklenerek (Çizelge 1), sistemin O-C grafiği oluşturuldu (Şekil 4).

Çizelge 1. HD 65498 sisteminin minimum zamanları

Minimum Zamanları (HJD+2450000)	Tür	Kaynak
2695.29646	1	Maciejewski ve ark verilerinden(2003)
2697.26438	2	Maciejewski ve ark verilerinden(2003)
2702.51781	2	Maciejewski ve ark verilerinden(2003)
2704.48836	1	Maciejewski ve ark (2003)
2706.45691	2	Maciejewski ve ark verilerinden(2003)
2725.49767	1	Maciejewski ve ark verilerinden(2003)
3446.43409	1	Bu Çalışma
3448.40386	2	Bu çalışma

Sisteme ilişkin O-C analizi için Maciejewski'nin ışık elemanları kullanıldı.



Şekil 4. HD 65498 sisteminin O-C grafiği.

O-C artıkları doğal olarak doğrusal bir değişim gösterdiğinden, sistemin O-C verilerine doğru denklemi uyguladı ve sistemin yeni ışık elemanı hesaplandı.

$$\begin{array}{lll} \text{Min I HJD} = & 2453446.43331 & +1^{g}.31318 \quad xE \\ & \pm 1 & \pm 3 \end{array}$$

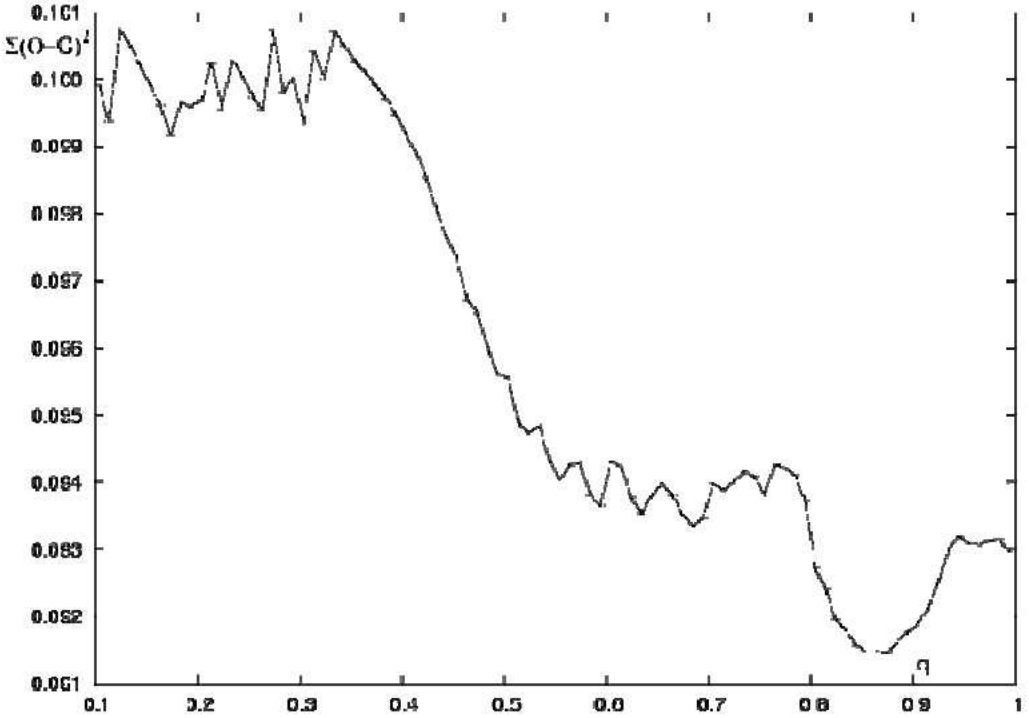
4.Işık Eğrisi Analizi

HD 65498 sisteminin 2005 de TUG'da B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen gözlem noktaları analizi için Phoebe 0.29c arayüzü [4] ile Wilson-Devinney [5] programının 2005 sürümü kullanıldı.

Baş bileşenin sıcaklığı F5V tayf türü (Maciejewski ve ark. 2003) için Straizys ve Kuriliene'nin [6] çizelgelerinden 6500 °K olarak alındı. Kenar kararma katsayıları, Phoebe arayüzü tarafından Van Hamme'nin tablolarından alınmaktadır. Çekim kararma üsleri $g_{1,2}$=0.32 (konvektif atmosferler), yansıma katsayıları Lucy 1967 [7]'den $A_{1,2}$=0.5 (konvektif atmosferler) olarak alındı. Analiz sırasında dairesel yörünge (e=0) ve senkronize dönme $F_{1,2}$=1 varsayılmıştır.

Sisteme ait daha önceden bir çalışma yapılmadığından öncelikle fotometrik kütle oranı taraması yapıldı. Bu tarama, Phoebe 0.30pre5 sürümündeki script dili ile yazdığımız program ile "Detached binary" modda yapıldı. B süzgeci verileri kullanılarak q değeri $0.10<q<1.0$ aralığında, ve 0.01 artımlarla i,T_2, Ω_1,Ω_2 ve L_1 parametreleri serbest bırakılarak çözümler elde

edildi Bu çözümlerde fark kareler toplamı $\Sigma(O-C)^2$ ile q değerleri Şekil 5 de verilmektedir. Bu tarama sonucunda en iyi q değerinin 0.85 yöresinde olduğu görülmektedir.



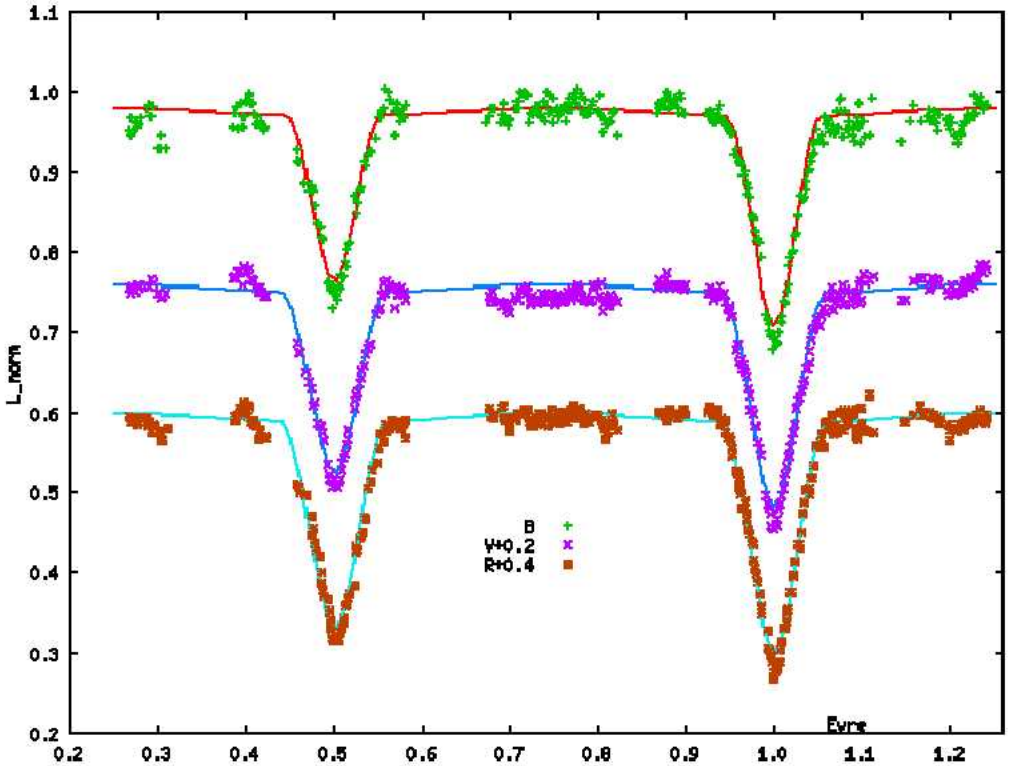
Şekil 5. Kütle oranı taraması sonucu, $\Sigma(O-C)^2$ değişiminin q=0.85 yöresinde minimum değere sahip olduğu görülmektedir.

Sistemin kütle oranı taramasında, B süzgecinde en küçük $\Sigma(O-C)^2$ ye karşılık q=0.85 değerinde elde edilen parametreler alınarak Phoebe'de "Mode 2" ye karşılık gelen "Detached binary" modunda çözüldü. Değişenin yanındaki ışık kaynağının etkisi V ve R süzgeçlerinde çok belirgin olmasına karşın, aynı şekilde q=0.85 değeri alınarak V ve R süzgeçleri için de ayrı ayrı çözümler yapıldı. Bulunan sonuçlar Çizelge 2 de verilmiştir. Bu analiz sonucunda, sistemin parametreleri olarak B süzgecinde elde edilen değerler kabul edilmiştir.

Bu analiz sonucu elde edilen kuramsal verilerle gözlemsel verilerinden oluşan eğri Şekil 6'da verilmiştir.

Çizelge 2. HD 65498 sisteminin B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrisi analiz sonuçları. B süzgecindeki çözüm doğru olarak kabul edilmiştir.

Parametre	**B**		V		R	
i°	**81.575**	**±0.132**	81.475	±0.106	82.482	±0.105
T_1(K)	**6500**		6500		6500	
T_2(K)	**6231**	**±16**	6245	±15	6281	±17
Ω_1	**6.2321**	**±0.0432**	5.9549	±0.0304	5.6333	±0.0259
Ω_2	**6.4499**	**±0.0551**	5.7119	±0.0347	6.1588	±0.0379
q	**0.86405**	**±0.01039**	0.82066	±0.00735	0.83562	±0.00731
$L_1/(L_1+L_2)$	**0.6339**	**±0.0025**	0.5895	±0.0021	0.6451	±0.0017
$L_2/(L_1+L_2)$	**0.3661**	**±0.0014**	0.4105	±0.0015	0.3549	±0.0009
$g_{1,2}$	**0.32**		0.32		0.32	
$A_{1,2}$	**0.50**		0.50		0.50	
r_1(pole)	**0.186**	**±0.002**	0.194	±0.001	0.208	±0.001
r_1(point)	**0.189**	**±0.002**	0.198	±0.001	0.212	±0.001
r_1(side)	**0.187**	**±0.002**	0.196	±0.001	0.209	±0.001
r_1(back)	**0.188**	**±0.002**	0.197	±0.001	0.212	±0.001
r_2(pole)	**0.160**	**±0.002**	0.177	±0.001	0.164	±0.001
r_2(point)	**0.162**	**±0.002**	0.180	±0.001	0.167	±0.001
r_2(side)	**0.161**	**±0.002**	0.178	±0.001	0.165	±0.001
r_2(back)	**0.162**	**±0.002**	0.180	±0.001	0.166	±0.001
r_1	**0.187**	**±0.002**	0.196	±0.001	0.210	±0.001
r_2	**0.161**	**±0.002**	0.178	±0.001	0.165	±0.001
$\Sigma(O-C)^2$	**0.09153**		0.057337		0.045596	



Şekil 6. HD 65498 sisteminin kuramsal ışık eğrileri üç süzgeç için gözlem noktaları ile beraber verilmiştir.

5.Sonuçlar

Bu çalışmada, sistemin kütle oranı taraması, phoebe 0.30pre5 sürümünde yazdığımız program ile gerçekleştirildi. Programı daha önce yapay ışık eğrileri ile test ettikten sonra kullandık. Yapılan bu testler ve sonuçları Terzioğlu ve ark. [8] tarafından bu toplantıda sunuldu. Fotometrik kütle oranını büyük bir doğrulukla verdiği saptandı.

Sistemin daha önce bulunan minimum zamanlarına bu çalışmadaki minimum zamanları da eklenerek ilk kez O-C analizi yapıldı. Yeni bulunan ışık elemanlarının gözlediğimiz ışık eğrisini çok daha iyi temsil ettiği görüldü.

HD 65498 Algol türü örten çift sistemin 2005 yılında TUG da yapılan gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney programı ile çözülerek sistemin fiziksel ve geometrik parametreleri ilk kez elde edildi.

Teşekkür. *Bu çalışma, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından gözlem projesi (TUG-T40.05.005 nolu proje) olarak desteklenmiştir.*

Kaynaklar

[1] Maciejewski, G.; Niedzielski, A., (2004),"*A Semi-Automatic Variability Search*", BaltA..13..700M

[2] Maciejewski, Gracjan; Czart, Krzysztof; Niedzielski, Andrzej; Karska, Agata,(2003) "*Four New Short-Period Eclipsing Binary Stars", IBVS*,5431

[3] Kwee, K.K., van Woerden, H., (1956), "*A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable*",*BAN,* V12, 327.

[4] Prša, A., Zwitter T., (2005),"*A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives*", *ApJ,* 628, 426 [5] Wilson, R.E., Devinney, E.J.,(1971),"*Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni*", *The Astrophysical Journal*, 166, 605

[6] Straizys V., Kuriliene G., (1981),"*Fundamental Stellar Parameters Derived FromThe Evolutionary Tracks*", *Astrophysics and Space Science*,80.353S

[7] Lucy, L.B., (1967), "*Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes*", *Zeitschrift für Astrophysik*, 65, 89

[8] Zahide Terzioğlu, Gökhan Gökay, Ethem Derman, (2006) "*Parçalı Tutulma Gösteren Sistemlerde Kütle Oranı Taraması Sonuç Veriyor mu?*", *XV. Ulusal Astronomi Kongresi.*

VV UMA'NIN ORTA VE GENİŞ BAND IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Ahmet DEVLEN[1]

Özet

Bu çalışmada kısa dönemli Algol türü örten çift yıldız VV UMa' nın dönem değişimi incelenmiş ve ışık eğrisinin analizinin yapılması amaçlanmıştır. Kısa dönemli Algol türü örten çift yıldızların yapılarının belirlenmesi ve onların yıldız evriminin hangi aşamasında olduklarını belirlemek için dönem değişimleri ve çok renk analizi önem taşımaktadır. VV UMa nın 1950 yılından bu yana yeni elde edilmiş dikine hız eğrisi yoktur. Dikine hız eğrisi Struve [1] dan alınmıştır. Literatürdeki minimum zamanları ve elde edilen yeni minimum zamanları kullanılarak dönem değişim analizi ve ışık eğrisinin çözümü yapılmıştır. Işıkölçüm gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi' nde (geniş band UBVR süzgeçleri için) CCD kullanılarak yapılmıştır. Strömgren (uvby) ışık eğrileri Lazaro [2] den alınmıştır. Wilson-Devinney yöntemi ile ışık eğrilerinin analizi yapılarak sistemin parametreleri belirlenmiştir.

Anahtar Sözcükler: *Örten Çiftler, Algol, VV UMa.*

Abstract

In this study, we aimed to investigate the period change and also the analysis of the light curve of the short-period Algol type eclipsing binary star VV UMa. Investigation of the period changes and the multi-color analysis are very important tools in order to determine the structure and the evolutionary phase of these short-period algol type eclipsing binaries. There is no new radial velocity curve of VV UMa in the literature obtained since 1950. So, the radial velocity curve has been taken from Struve [1]. The analysis of the period change has been done by use of the minima times taken from literature and also the ones obtained during the course of this work. The light curve analysis has been done with the Wilson-Devinney code in order to obtain the parameters of the system based on the light curves obtained at Ege University Observatory using a Charge Coupled Device (CCD) (for BVR broad band filters). Strömgren light curves (uvby) have been taken from Lazaro [2].

Key words: *Eclipsing binaries, Algol, VV Uma.*

1. Giriş

VV UMa (BD +56°1395) kısa dönemli ve baş yıldızı A2V tayf türünden bir Algol türü örten çift sistemdir. Moskova gözlemevindeki fotoğraf plaklarında değişen yıldız olduğu Gitz [3] tarafından bulunmuştur (Lazaro ve ark., [4]). İlk minimum zamanı Kaho [5] tarafından yayınlanmıştır (Simon, [6]).

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir, Tel: 0232 – 3884000 / 2328, Faks: 2323881036, e-posta: ahmet.devlen@ege.edu.tr*

Keşfedildiği günden bugüne kadar geniş bandda elde edilen ışık eğrileri; UBV süzgeçlerinde Wilson [7] ve BV süzgeçlerinde Broglia&Conconi [8] tarafından verilmiştir. Orta bandda Strömgren sistemindeki uvby ışıkölçümü Hilditch&Hill [9] tarafından yapılmış ancak uvby süzgeçlerindeki tam ışık eğrileri ilk kez Lazaro ve ark. [10] tarafından verilmiştir. Lazaro ve ark. [10] Strömgren indislerinden ve uygulanan fitlerden yıldızların sıcaklıklarını baş ve yoldaş yıldız için sırasıyla $T_{e1} = 9000\text{-}9600$ K ve $T_{e2} = 5300\text{-}5600$ K bulmuşlardır.

Struve [1] VV UMa' yı A0V tayf türünden tek çizgili tayfsal çift olarak tanımlarken Hill ve ark. [11] baş yıldızı A2V olarak sınıflandırmıştır. Struve [1] elde ettiği dikine hız eğrisinden $q \cong 0.23$, dikine hız eğrisinin yarı genliğini $K_1 = 59$ km/s ve sistemin kütle fonksiyonunu $f(M) = 0.015\ M_\odot$ olarak bulmuştur. Struve, 0.69 gün gibi kısa dönemli bir çift yıldız sistemi için böylesi bir tayfin sıradışı olduğunu söylemiştir.

Rafert [12], Wilson [7] ve Broglia&Conconi [8] deki ışık eğrilerini Wilson-Devinney (1971) programını kullanarak tekrar analiz etmiş, üçüncü cisim içeren ve içermeyen olmak üzere iki sonuca ulaşmıştır. Rafert [12] çözümlerinde Struve [1] tarafından verilen kütle fonksiyonunu $f(M)=0.015\ M_\odot$ alarak kütle oranını $q = 0.298$, $M_1 = 0.97\ M_\odot$, $M_2 = 0.29\ M_\odot$, $T_{e1} = 9550$ K, $T_{e2} = 5000$ K olarak bulmuştur. Bu çözüm sonuçlarına göre üçüncü bir kaynağın küçük bir katkısı gerekmekte ve baş yıldızın ışıtması kütlesine göre büyük çıkmaktadır (Rafert [12]).

VV UMa' nın aşağıdaki parametrelerle ikinci bileşeninin tamamen Roche lobunu doldurmuş yarı ayrık bir çift olduğu sonucu çıkarılmıştır; $M_1 = 1.93\ M_\odot$, $R_1 = 1.58\ R_\odot$, $M_2 = 0.44\ M_\odot$, $R_2 = 1.23\ R_\odot$ (Broglia&Conconi [8]; Lazaro ve ark. [4]).

2. VV UMa'nın Fotometrik ve Tayfsal Çalışmaları

Sistemin ilk fotoelektrik ışık eğrisi Şubat - Nisan 1961' de Kitt Peak Ulusal Gözlemevinde UBV süzgeçlerinde Wilson tarafından elde edilmiştir. Wilson [7]ışık eğrilerini Russell-Merill yöntemiyle çözmüş, omuzlardaki bozulmaları soğuk bileşenin etrafında genişlemiş bir atmosfer olduğu varsayımıyla açıklamıştır. Çözümüne göre soğuk bileşenin yarıçapı (r_s) B süzgecinde U süzgecinden daha büyük çıkmasına rağmen atmosfer opasitesi kısa dalgaboyuna gittikçe artacağına azalmaktadır. Üçüncü cisim hipotezi, çözümlerinde Russell modelinin VV UMa için yetersiz olduğunu belirten Wilson tarafından ihmal edilmiştir (Wilson, [7]).

Broglia&Conconi [8] Wilson'dan sonra VV UMa' nın tam ışık eğrilerini elde eden ilk araştırmacılar olmuştur. Gözlemlerini 1965-1973 yılları arasında Merate Gözlemevinde B ve V süzgeçlerinde yapmışlardır. Işık eğrilerini Russell modeline ve Wilson-Devinney modeline göre çözmüşlerdir. Sonuçta; kısa dönemli VV UMa değişen yıldızının Roche lobunu hemen hemen doldurmuş bir ikinci bileşene sahip yarı-ayrık bir sistem olduğu sonucuna varmışlardır.

Rafert [12] VV UMa' nın Wilson [7]tarafından U, B, V süzgeçlerinde ve Broglia & Conconi [8] tarafından B, V süzgeçlerinde elde edilmiş olan ışık eğrilerini kullanarak Wilson-Devinney yöntemiyle analiz etmiştir. Çözümlerinde üçüncü cismin olduğu ve olmadığı durumları ayrı ayrı ele almıştır. Rafert [12] VV UMa' nın Wilson [7]tarafından U, B, V süzgeçlerinde ve Broglia & Conconi [8] tarafından B, V süzgeçlerinde elde edilmiş olan ışık eğrilerini kullanarak Wilson-Devinney yöntemiyle analiz etmiştir. Çözümlerinde üçüncü cismin olduğu ve olmadığı durumları ayrı ayrı ele almıştır. Rafert'in çözümlerine göre; baş ve yoldaş yıldızın her ikisi de anakola yakın yerde bulunmaktadır. Kısa dönemli algol olarak tanımlanan sistemler, kütle transferinden dolayı parabolik dönem değişimi gösteren oldukça evrimleşmiş ikinci bileşenlere sahip klasik algollerden farklıdır. VV UMa sistemi de kısa dönemli algoller sınıfına girmektedir.

Lazaro ve arkadaşları 1994 yılından beri VV UMa algol sisteminin kızılöte ve görsel fotometrik gözlemlerini yapmışlardır.Lazaro ve arkadaşlarının gözlemlerine göre yan minimum genellikle asimetrik ve fotometrik ölçümler yan minimumda baş minimuma göre daha geni ayrılma göstermektedir. En son olarak Lazaro ve ark. [10]nın da yapmış oldukları Strömgren fotometrik gözlemleri ile kısa dönemli parlaklık değişimleri ve bu değişimlerin olası periyodik doğasının varlığı ileri sürülmektedir. Strömgren uvby ve V süzgeci gözlemlerinin her ikisinde de periyodik değişim olduğunu belirlemişlerdir. Algollerin birçoğunda bilindiği gibi VV UMa' nın baş bileşeninin kapsamlı kütle transferi gerçekleştirmiş olsa bile anakol yıldızlarına çok yakın olması beklenir (Lazaro ve ark., [4]).

VV UMa' nın ilk tayfsal gözlemleri Struve [1] tarafından Aralık 1949 - Ocak 1950 tarihleri arasında yapılmıştır. VV UMa' nın literatürdeki ilk ve tek dikine hız eğrisi (Şekil 1) Struve [1] a aittir.

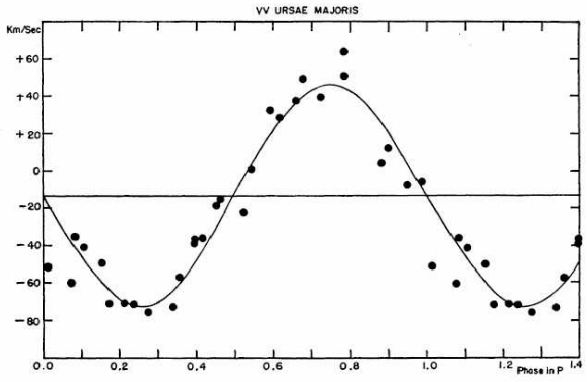


FIG. 5

Şekil 1. VV UMa' nın dikine hız eğrisi (Struve, 1950) [1]

Bu eğrideki saçılma dikine hız ölçümlerinin yaklaşık 15 km s^{-1} lik bir hata içerdiğini ortaya koymaktadır. Dikine hız eğrilerinin yarı genliği (K_1) yaklaşık 75 km s^{-1} kadar ulaşabiliyor. Bu, gözlemsel veriler ile tam olarak uyuşmamaktadır. Ölçülen yarı genlik (K_1) çiftin kütlesine kuvvetli bir şekilde aşağıdaki denklemle bağlıdır;

$$M_1+M_2= 1{,}0359 \times 10^{-7}\, P_d\, (1-e^2)^{3/2}\, \left(\frac{(1+q)K_1}{qSini}\right)^3 \; M_\odot$$

Burada *e* yörünge dışmerkezliği, $q=M_2/M_1$ kütle oranı, P_d gün biriminde yörünge dönemi ve *i* yörünge eğikliğidir. K_1 in gerçek değeri Struve [1] tarafından verilen 59 kms^{-1} den biraz büyük ve Struve' un veya Broglia&Conconi' nin [8] kastettiği gibi $q \cong 0.23$-0.26 kadar küçük ise sistemin toplam kütlesini tayflarından beklenenden daha iyi bir şekilde elde edileceğini ve A0 - A2V tayfından baş yıldız için yaklaşık 2.0 - 3.0 $M_\odot$ ve yoldaş için geç G tayfından yaklaşık 0.7 - 0.9 $M_\odot$ aralığında olması gerektiğini ileri sürmüşlerdir (Lazaro ve ark., [4]). Sistemin bileşenlerinin tayf türleri yıldızların kütlesi ve etkin sıcaklığı hakkında bilgi verir. Bunlar örten çift sistemlerin ışık eğrilerinin analizi için önemli giriş parametreleridir.

3. Gözlemler ve İndirgeme

Kısa dönemli algol türü örten çift yıldız VV UMa sisteminin fotometrik gözlemleri, Ege Üniversitesi Rasathanesinin 35 cm lik Meade LX200 teleskobu ve ona bağlı Apogee Alta U47 Yük Eşleme Cihazı (YEC) ile yapılmıştır. Gözlemlerde, geniş band U,B,V,R Bessel süzgeçleri (band genişlikleri UBVR standart sistemininki ile aynıdır) kullanılmıştır.

Gözlemlerde kullanılan süzgeçlerin geçirgenliklerinin maksimum olduğu dalgaboyları Çizelge 1 de verilmiştir.

Çizelge 1. Süzgeçlerin geçirgenliklerinin maksimum dalgaboyları.

U	B	V	R
λ3750	λ4250	λ5250	λ6500

Sistem, 13 – 24 Aralık 2004, 06 – 08 – 09 – 11 – 12 Ocak 2005 gecelerinde U,B,V ve R süzgeçleriyle toplam 7 gece gözlenmiş ve her bir süzgeç için 1111 er tane gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlemler fark fotometrisi şeklinde yapılmış ve BD $+56^{\circ}1396$ yıldızı mukayese olarak gözlenmiştir. VV UMa ve mukayese yıldızına ilişkin bilgiler Çizelge 2 de verilmiştir (Akçalı [13]). Gözlemlerde üç adet baş minimum ve iki adet yan minimum elde edilmiştir. Elde edilen baş ve yan minimumlar Güneş merkezli zamana indirgenmiş olarak (Heliocentric Julian Date; HJD) aşağıda verilmiştir:

MI (HJD) = 24 53380.5908 ± 0.0004
MI (HJD) = 24 53382.6523 ± 0.0003
MI (HJD) = 24 53383.3398 ± 0.0003
MII (HJD) = 24 53364.4367 ± 0.0004
MII (HJD) = 24 53382.3086 ± 0.0009

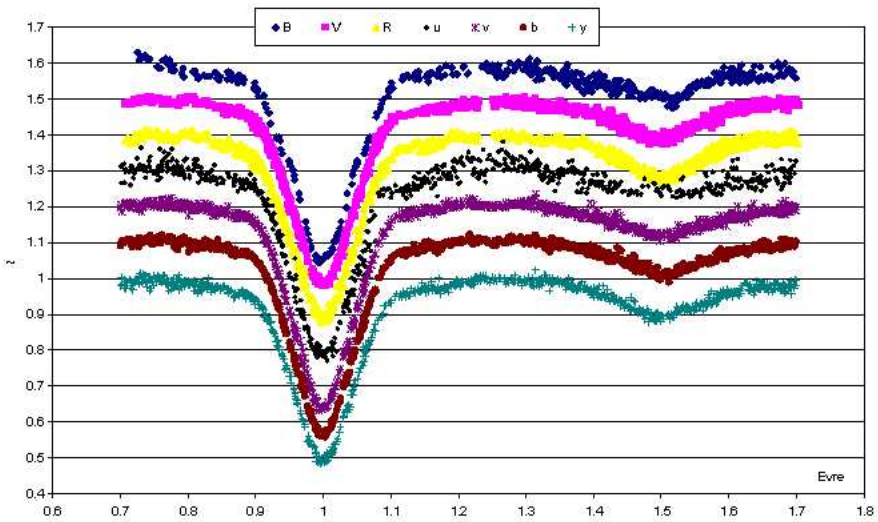
Çizelge 2. Gözlem yıldızlarına ilişkin bilgiler.

Yıldız	BD No	α(2000)	δ(2000)	B-V	V	Tayf türü
VV UMa	$+56^{\circ}1395$	$09^{sa}38^{dk}07^{s}$	$+56^{\circ}01'07''$	$0^{m}.255$	$10^{m}.13$	A2V
Mukayese	$+56^{\circ}1396$	$09^{sa}38^{dk}32^{s}$	$+55^{\circ}52'07''$	$0^{m}.46$	$10^{m}.15$	-

Gözlemler Yük Eşleme Cihazı ile yapılmış olup, Değişen ve Mukayese yıldızı aynı görüntü karesinde yer almaktadır, Şekil 2 de gösterilmiştir. Her iki yıldız da aynı hava kütlesinden etkilenmekte ve eşzamanlı gözlem yapıldığından, gözlemlere atmosfer sönükleştirme düzeltmesi uygulanmamıştır. Gözlem kareleri IRAF (Image Reduction and Analysis Facilities) paket programı ile indirgenmiştir.

Yıldızların parlaklık ölçümleri IRAF paketi içinde yer alan DIGIPHOT-APPHOT paketi ile yapılmıştır. Bütün gözlem noktaları Güneş merkezli zamana (Heliocentric) indirgenmiştir. Gözlem karelerinde yer alan yıldızlardan ikisi denet olarak kullanılmış ve mukayese yıldızının ışık değişimi gösterdiğine ilişkin bir kanıt bulunmamıştır. BVR süzgeçlerinde gözlemlerden elde edilen parlaklık farkları birim ışıtmaya dönüştürülmüş ve Lazaro [2] den alınan orta band uvby gözlemleri de birim ışıtmaya dönüştürülerek evreye göre değişimleri Şekil 3'de gösterilmiştir. Geniş band U gözlemleri çok saçılmalı ve eksik olduğu için çözümlere katılmamıştır. Birim ışıtmalar çakışmaları önlemek için grafik üzerinde y-ekseni boyunca kaydırılmıştır. Elde edilen ışık eğrilerinin tutulmalar dışında hemen hemen düz olmaları nedeni ile sistemde yansıma ve basıklık etkileri oldukça zayıftır.

Şekil 2. Örnek bir gözlem karesi. 1- BD+56 1396, 2- VV Uma



Şekil 3. VV UMa' nın BVRuvby süzgeçlerindeki ışıtma eğrileri.

3.1. Işık Eğrilerinin Çözümü

Örten çift yıldızların ışık eğrilerini çözmek için bir çok yöntem geliştirilmiştir. Bu yöntemlerden, günümüzde en çok kullanılanlardan biri Wilson ve Devinney [15] tarafından tanımlanan Wilson-Devinney bilgisayar programı olup, Wilson tarafından geliştirilmiştir. VV UMa' nın geniş band ve orta band ışık eğrileri Wilson-Devinney'in 1998 versiyonu

kullanılarak çözülmüştür. Çözümlerde normal noktalar kullanıldı. Bu amaçla tüm gözlem noktalarımızdan belli aralıklarda ortalamalar alınarak ortalama noktalar elde edildi.

Program, giriş parametrelerine diferansiyel düzeltmeler uygulamaktadır. Her çalıştırılışta tek bir iterasyon yapmakta ve bu şekilde kullanıcıya her iterasyonda müdahale etme olanağı tanımış olmaktadır. Wilson-Devinney programı dikine hız eğrileri ile ışık eğrilerini ya da birden fazla ışık eğrisini (en fazla 15) ortak çözebilmektedir. Özellikle yörünge parametreleri e, ω, i, a ve bileşenlerin kütle oranı q nun kullanılan süzgeçten bağımsız olması bekleneceğinden, **bu parametreler için en iyi çözüm sonuçları, birden fazla ışık eğrisinin ve en iyisi, mümkünse dikine hız eğrileri ile ışık eğrilerinin ortak çözümü ile elde edilenler olacaktır.**

4. Sonuçlar

VV UMa' nın Yük Eşleme Cihazı ile yapılan gözlemleri sonucu elde edilen geniş band ışık eğrileriyle Lazaro [2] dan alınan orta band ışık eğrilerinden ortalama noktalar elde edildi. Bu noktalardan oluşan ışık eğrileri Wilson-Devinney programıyla ortak çözüm yapılarak sistemi oluşturan bileşenler için fiziksel parametreler elde edildi. Çözüm sonuçları Çizelge 3 te verilmiştir.

Çizelge 3. Wilson-Devinney yöntemi ile elde edilen sonuçlar
(Burada 1 ve 2 indisleri sırasıyla sıcak ve soğuk bileşenler için kullanılmıştır.).

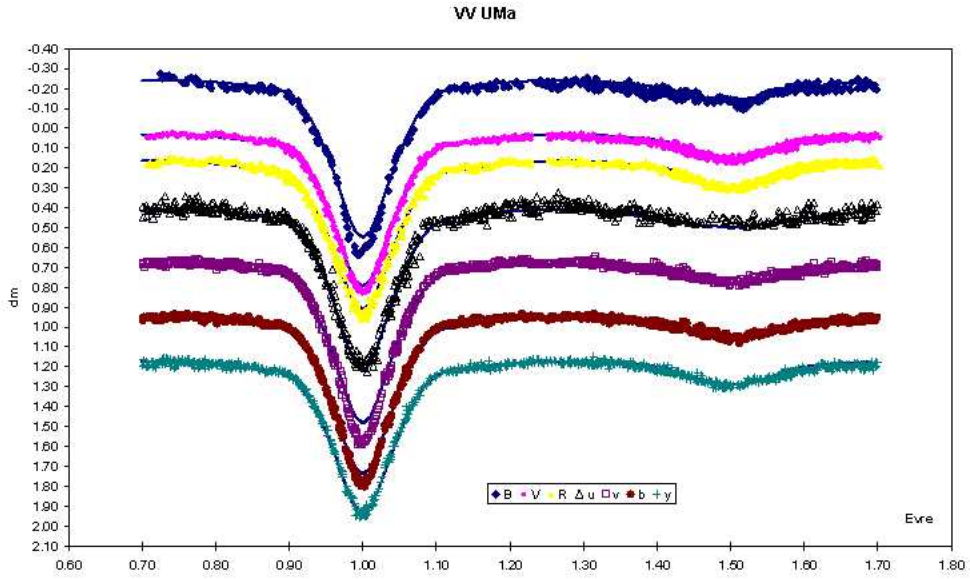
Parametre	BVRuvby
i	$82^{\circ}.385 \pm 0^{\circ}.171$
X_1	0.62, 0.52, 0.48, 0.69, 0.66, 0.60, 0.52
X_2	0.84, 0.71, 0.67, 0.87, 0.86, 0.78, 0.72
A_1	1.0
A_2	0.63
g_1	1.0
g_2	0.32
T_1	9555 K
T_2	5073 ± 73 K
Ω_1	2.9881 ± 0.0138
Ω_2	2.229
q	0.27
	0.9570 ± 0.0034 B
	0.9542 ± 0.0044 V
	0.9252 ± 0.0047 R
$L_1/(L_1+L_2)$	0.9999 ± 0.0025 u
	0.9841 ± 0.0027 v
	0.9713 ± 0.0031 b
	0.9432 ± 0.0035 y
	0.0430 B
	0.0458 V
	0.0748 R
$L_2/(L_1+L_2)$	0.0001 u
	0.0159 v
	0.0287 b
	0.0568 y
r_1(pole)	0.366 ± 0.002
r_1(point)	0.392 ± 0.002
r_1(side)	0.378 ± 0.002
r_1(back)	0.386 ± 0.002
r_2(pole)	0.254
r_2(point)	0.369
r_2(side)	0.264
r_2(back)	0.297
r.m.s	**0.1648**

Wilson-Devinney programının VV UMa' nın bileşenleri için hesapladığı salt öğeler de Çizelge 4 te verilmiştir.

Çizelge 4. VV UMa' nın Wilson-Devinney yöntemi ile elde edilen salt parametreleri.

Parametre	Baş Yıldız	Yoldaş Yıldız
$m/m_{\odot}$	2.04	0.55
$R/R_{\odot}$	1.69	1.23
M_{bol}	1.46	4.91
Log g (cgs)	4.29	4.00

VV UMa' nın gözlemlerden elde edilen gözlem noktalarıyla Wilson-Devinney' in verdiği çözüm sonuçlarını kullanarak, Wilson-Devinney programının LC (Işık Eğrisi) alt programı kullanılarak kuramsal ışık eğrisi elde edildi. Gözlenen ışık eğrileri ve ortak çözümden elde edilen kuramsal ışık eğrileri Şekil 4 de gösterilmiştir. Bu şekilden de görüldüğü gibi kuramsal ışık eğrileri gözlem noktalarını oldukça iyi temsil etmektedir. Ancak sistemde üçüncü bir bileşenin varlığı ile çözümler denenmiş fakat tutarlı bir sonuç elde edilememiştir.

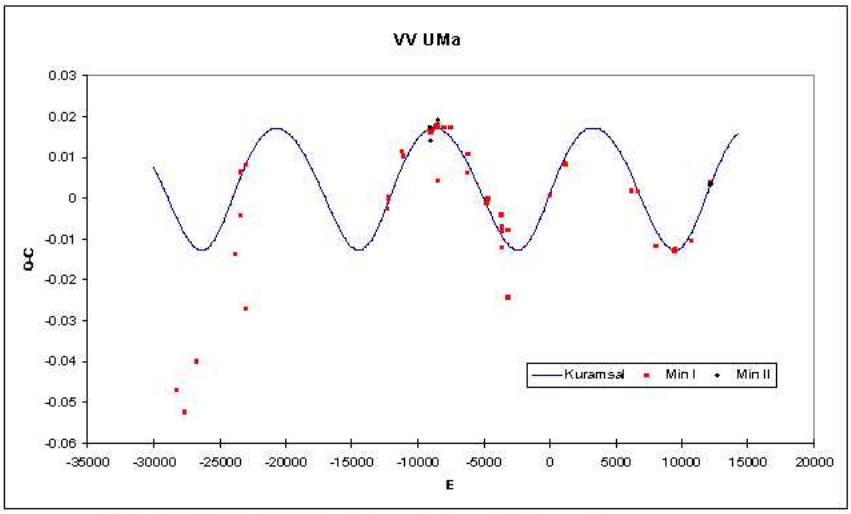


Şekil 4. Wilson-Devinney çözümü. Sürekli eğri: Çözüm sonucu elde edilen kuramsal eğrileri, Noktalar: Gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerini temsil etmektedir.

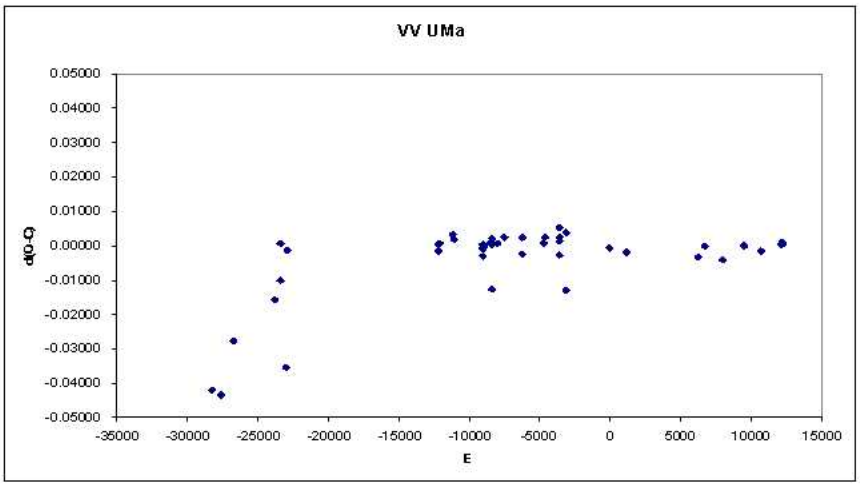
VV UMa sistemi için yapılan O-C analizi için sonuçlar Çizelge 5' te, gözlem ile kuramsal O-C eğrileri Şekil 5 te ve farklar ise Şekil 6 da verilmiştir.

Çizelge 5. VV UMa' nın O-C analiz sonuçları.

Parametre	Çözüm
T_0	24 45006.2868 ± 0.0019 (HJD)
P	$0^g.68737586 \pm 8x10^{-8}$
e	0.164 ± 0.087
w	298° ± 37°
P_3	22.52 ± 0.23 yıl
A	0.0150 ± 0.0149
$a_{12}\sin i$	2.598 ± 0.155 AB
$T_{0(3)}$	242736 ± 901 (HJD)
σ	0.01023498



Şekil 5. VV UMa sisteminin O-C analiz sonucu.



Şekil 6. VV UMa sisteminin O-C analiz sonucu kalan farklar

O-C analiz sonçularından da görüleceği gibi sistemde 22.52 yıl dönemli bir üçüncü cisim ortaya çıkmaktadır (Akçalı [13]). Ancak 3.cisme ait parametrelerin hatalarının çok büyük olması bu olasılığı azaltmaktadır. Dönem değişiminin nedeni yoldaş yıldızdaki olası aktiviteden de kaynaklanabilir. Elde edilen 22 yıllık dönem Güneş'teki leke çevrim dönemine çok yakındır. Applegate, [14] konvektif zarflı yıldızlarda, güneş aktivite çevrimiyle

kıyaslanabilecek, yüzeyaltı manyetik alan değişimlerinin yıldızın çekirdeğiyle dış katmanının dönme hızları arasında fark doğurabileceğini göstermiştir. Sonuçta bu yıldızın açısal momentum dağılımını değiştirecek ve sistem de buna yörünge dönemini değiştirerek cevap verecektir. Bu algol türü çiftlerin çoğunda çevrimli dönem değişimlerini açıklayabilmektedir. VV UMa sistemindeki O-C değişiminin de bu nedenle olması mümkündür. Ayrıca sistemin ışık eğrisi analizlerinde 3.cismin etkisini belirlemek mümkün olmadı. Çözümlerde 3.cismin ışık eğrisine katkısını hesaplamak istediğimiz zaman çözüme ulaşamadık. Sistemde ayrıca baş yıldızın zonklama gösterdiği çeşitli yazarlar tarafından rapor edilmiştir (Lazaro ve ark., [10], [4]; Kim ve ark., [16]). Bu nedenle hızlı ve uzun dönemli fotometrik gözlemlerin yapılmasına ve yoldaş yıldızın aktivitesinin incelenmesi için uzun süreli gözlemlere ihtiyaç vardır. Sonuç olarak dalgaboyuna bağlı olmayan parametrelerin çok band ve çok renk ışık eğrilerinin ortak çözümü ile bulunması daha doğru sonuçlar vermektedir.

Kaynaklar

[1] Struve, O. (1950), *Astrophysical Journal*, 112, 184.
[2] Lazaro, C. (2005), Private cominication
[3] Gitz, H., (1936), *Perem. Zvezdy*, 5, 65
[4] Lazaro, C., Arevalo, M. J., Martinez-Pais, I.G., and Dominguez, R.M. (2002), ""*Astronomical Journal*, 123, 2733.
[5] Kaho, S., (1939), *Tokyo Astron. Obs. Rep.*, 6, 97.
[6] Simon, V., (1996), *Astronomy & Astrophysics* ,311, 915.
[7] Wilson, R. E., (1965), *Astronomical Journal*, Vol.70, No.5, 368.
[8] Broglia, P., Conconi, P., (1977), *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 27, 285.
[9] Hilditch, R. W., & Hill, G., (1975), *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 79, 101.
[10] Lazaro, C., Arevalo, M. J., Claret, A., Rodriguez, E., & Olivares, I., (2001), *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society,* 325, 617.
[11] Hill, G., Hilditch, R.W., Younger, F., & Fisher, W.A., (1975), *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 79, 131p.
[12] Rafert, J. B., (1990), *Astronomical Journal*, 100, 1253.
[13] Akçalı, M.M.,(2005),.*Algol Türü Örten Çiftlerde Yörünge Dönemi Değişimleri, (Yüksek Lisans Tezi, E.Ü.)*
[14] Applegate, J.H., 1992, *Astrophysical Journal*, 385, 621p.
[15] Wilson, R. E., ve Devinney, E. J., 1971, *Astrophysical Journal*, 166, 605p.
[16] Kim, S.L.,Lee, J.W., Lee,C.U.,Kang,Y.B.,Koo,J.,R.,Mkrtichian,D.E., 2005, *IBVS* No:5598, p.1

YEREL AKIMLARIN NEDEN OLDUĞU MANYETİK ALAN GRADYENTİNİN AÇISAL MOMENTUM TAŞINIMINA KATKISI

Ebru DEVLEN[1], E.Rennan PEKÜNLÜ[2]

Özet

Toplanma disklerinin diferansiyel dönme ve zayıf manyetik alan varlığı altında kararsız olduğu ve açısal momentumun dışarıya taşındığı biliniyor. Manyetik-Dönme Kararsızlığı Hall e.m.f. ve manyetik alan içindeki elektronların hareketinden ortaya çıkan akımların varlığında çalkantıya dönüşür. Ancak sınır bölgesindeki parçacıklar tekdüze olmayan bir manyetik alan duyumsayarak, alan ve alan gradyentine dik doğrultuda bir sürüklenmeye (drift) uğrayacaktır. Bu etkiyi de dikkate alarak yerel eksensimetrik modların büyümesini inceledik. Manyetik dönme kararsızlığının maksimum büyüme oranının diskin yerel Oort-A değerinin yaklaşık dört katı olduğunu bulduk. Yerel akımların neden olduğu manyetik alan gradyentinin dikkate alınmadığı durumda, kararsızlık yalnızca manyetik alan ve açısal hızın zıt yönlü ($\mathbf{B}\uparrow\downarrow\boldsymbol{\Omega}$) olması halinde ortaya çıkarken, gradyentin dikkate alınmasıyla kararsızlık hem $\mathbf{B}\uparrow\downarrow\boldsymbol{\Omega}$ hem de $\mathbf{B}\uparrow\uparrow\boldsymbol{\Omega}$ durumlarında ortaya çıkar. Bu sonuç yerel akımların doğurduğu tüm etkileri dikkate aldığımızda kararsızlığın daima varolacağına işaret eder.

Anahtar Sözcükler: *Toplanma diskleri, manyetik-dönme kararsızlığı, diyamanyetizm.*

Abstract

It is well-known that the differentially rotating disks with a weak magnetic field are unstable and show enhanced angular momentum transport in radial direction. Magneto rotational instability (MRI), in the presence of Hall e.m.f. and the magnetization currents produced by electrons grows into turbulence. But the electrons, near the magnetization current circuit, will be, under the influence of the magnetic field gradient, go through a drift motion. Taking into account all these effects we investigated the growth rate of the local axisymmetric unstable modes. We showed that the maximum growth rate of the MRI is four times greater than the local Oort-A value. If the magnetic field gradient produced by the magnetization current is ignored then the MRI is present only when the magnetic field and the angular velocity vectors are anti-parallel ($\mathbf{B}\uparrow\downarrow\Omega$), otherwise the disk is unstable in both cases ($\mathbf{B}\uparrow\downarrow\boldsymbol{\Omega}$), $\mathbf{B}\uparrow\uparrow\Omega$. Our result indicates that the MRI will always be present if we take the currents into account.

Key words: *Accretion discs, magnetorotational instability, diamagnetism.*

1.Giriş

1990'lardan önce toplanma disklerinde moleküler viskozitenin dışarıya doğru açısal momentum taşınımını sağlamak için yeterli olmadığı anlaşılmıştır. Shakura & Sunyaev [1]

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100 İzmir*
Tel: 0232 – 3884000 / 2328, Faks: 2323881036, e-posta: ebru.devlen@ege.edu.tr
[2] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100 İzmir*
Tel:0232 – 3884000 / 1737, Faks: 2323881036, e-posta: rennan.pekunlu@ege.edu.tr

Maxwell streslerinin toplanma disklerinde çalkantının başlamasına neden olabileceğini belirtmişlerdir.

Balbus & Hawley [2] "donmuşluk" koşulu altında zayıf bir manyetik alanın varlığında Kepler hız kesitine sahip toplanma disklerinin kararsız olduğunu göstermişlerdir. Eğer diskin manyetik alanı zayıfsa, yani altısısalsa, ortaya çıkan tedirginlikler kararsız biçemin büyümesine neden olur. "Yavaş biçem", yerel olarak kararsız, yayılmayan (evanescent) ve diskin manyetik alan yapısından bağımsızdır. Manyetik alan yeğinliği birkaç yörünge dönemi içinde 3-4 kat artmaktadır. Doğrusal olmayan yaklaşımlar kararsızlığın giderek çalkantıya dönüştüğünü ve dinamonun kurulduğunu göstermiştir [3][4][5][6]. Fiziksel olarak iyi belirlenmiş olan bu kararsızlığın, toplanma diskine sahip tüm dizgelerde (Kataklizmik Değişenler, Genç Yıldızımsı Nesneler, Etkin Gökada Özekleri, vb.) ortaya çıkacağı savunulmuştur.

Wardle & Ng [7] iletkenlik tensöründe Hall teriminin önemini vurgulamışlardır. Daha sonra Balbus & Terquem (BT) [8] Genç Yıldızımsı Nesnelerin çevresindeki toplanma disklerinde ortaya çıkan durgun yavaş dalgaların kararsızlığını Hall etkisinin varlığında incelediler. Bu etki, hız alanları nasıl olursa olsun, durgun yavaş dalgaların daima kararsız olacağına işaret etmiştir. Soğuk disklerde "donmuşluk" koşulunun diskin tümünde gerçekleşmeyeceği savunulabilir. Ancak, BT, elektronlarla iyonların indüktif eşleşmesi ve iyonlarla nötr parçacıkların da çarpışmalar yoluyla eşleşmeleri sonucunda disk akışkanının tümünün manyetik alanla etkileşim içinde olacağını savunmuşlardır.

"Donmuşluk" koşulu, Kepler hız kesitine sahip diskteki manyetik alan ile elektronların ortalama hızları arasında fark olmadığına işaret eder. Ancak, elektronlar manyetik alan kuvvet çizgileri çevresinde çember veya sarmal yörüngelerde dolanmaktadır. Bu devinim yerel akımların ortaya çıkmasına neden olur. Yerel akımlar ortama diyamanyetizm sunar. Akımlar kapalı devrede dolaşacağından diskte yerel olarak akım bölgeleri ortaya çıkar. Bu akımların doğuracağı manyetik alanın yönünden ötürü, bu bölgelerin içindeki manyetik alan yeğinliği dışındakine göre daha zayıf olacaktır. . Diyamanyetik etki, birim oylum içindeki manyetik moment, $\mu = mv_{\perp}^{2} / 2B$, olarak tanımlanır. Tanımdan da görüleceği gibi, manyetik moment, B^{-1} ile orantılıdır. Manyetik-dönme kararsızlığının başlangıcı için bir ön koşul olan zayıf manyetik alan, diyamanyetik etki ile daha da zayıflatılmaktadır.

Bu çalışmanın 2. bölümünde kararsızlığın doğrusal analizi için gerekli olan fiziksel parametreleri ve temel denklemleri vereceğiz. 3. bölümde yerel akımların neden olduğu manyetik alan gradyentinin kararsızlık üzerindeki etkisini inceleyeceğiz. 4. bölümde ise bu çalışmanın sonuçları tartışılacaktır.

2. Genç Yıldızımsı Nesnelerin Çevresindeki Diskler

2.1. Genel Özellikler

Minumum kütleli güneş bulutsusunu [9] model olarak alırsak yüzey yoğunluğu merkezdeki yıldızdan olan uzaklık (r) cinsinden şöyle verilir:

$$\sigma(r) = 1.7 \times 10^{3} \left(\frac{r}{1\ AB} \right)^{-3/2} \quad gcm^{-3} \qquad (1)$$

Diskin radyal yöndeki büyüklüğü ~100 AB dir. Diskin dış bölgelerinin sıcaklığı ~10 K iken iç bölgeler ~1000 K sıcaklığına sahiptir. Denge sıcaklığı

$$T(r)=\left(\frac{L_*}{16\pi\sigma_{SB}r^2}\right)^{1/4}=280\left(\frac{r}{1\,AB}\right)^{-1/2}\left(\frac{L_*}{L_{Sun}}\right)^{1/4}\quad K \tag{2}$$

ile verilir. Burada L_* yıldız ışıtması, σ_{SB} Stefan-Boltzmann sabitidir. Buna göre ses hızı

$$c_s(r)=\left(\frac{kT}{\mu m_H}\right)^{1/2}=9.9\times10^4\left(\frac{r}{1\,AB}\right)^{-1/2}\left(\frac{L_*}{L_{Sun}}\right)^{1/8}\left(\frac{\mu}{2.34}\right)^{-1/2} \tag{3}$$

ile verilir. Burada μ ortalama molekül ağırlığıdır. Düşey doğrultuda hidrostatik denge varsayılırsa, orta düzlemdeki yoğunluk

$$\rho_c(r)=1.4\times10^{-9}\left(\frac{r}{1\,AB}\right)^{-11/4}\left(\frac{L_*}{L_{Sun}}\right)^{-1/8}\left(\frac{M_*}{M_{Sun}}\right)^{1/2}\left(\frac{\mu}{2.34}\right)^{1/2}\quad gcm^{-3} \tag{4}$$

ile verilir. (3) ve (4) denklemleri kullanılarak plasma beta değeri manyetik alan yeğinliği ve yarıçapın bir fonksiyonu olarak bulunabilir.

$$\beta_c=\frac{2c_s^2}{\gamma v_{Ac}^2}=2.1\times10^4\left(\frac{r}{1\,AB}\right)^{-13/4}\left(\frac{B_z}{0.1\;G}\right)^{-2} \tag{5}$$

Burada B_z tekdüze dik alanın yeğinliğidir. Diferansiyel dönen ince Kepler diskinin hız kesiti

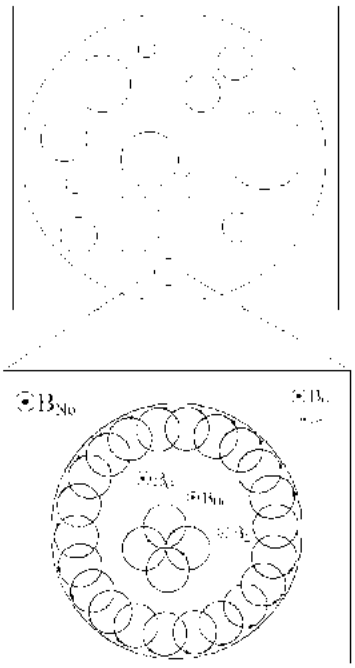
$$v_K^2=\frac{GM}{R}\equiv R^2\Omega^2 \tag{6}$$

ile verilir. Burada M merkezdeki yıldızın kütlesi, R yarıçap, Ω açısal hız ve G evrensel çekim sabitidir.

Disk gazı elektronlar, iyonlar ve nötrleri içerir. Sadece elektronlar donmuşlık koşulunu sağlar. İyon ve elektron hızları arasındaki fark Hall elektromotif kuvveti doğurur, bu da whistler dalgalarını üretir.

2.2. Diyamanyetizm.

T Tauri disklerinin manyetik olarak etkin, etkin olmayan ve geçiş bölgesi olarak yapılandığı biliniyor [10][11][12]. Eğer etkin bölgenin varlığı için zaman ölçeği yeterince uzunsa yerel manyetizasyon akımları etkin ve etkin olmayan bölge arasında olan geçiş bölgesindeki akış üzerinde ortaya çıkar. Eğer akımlar durgunsa iyon veya nötrlerin veya her ikisisnin çarpışmaları elektronların sarmal veya dairesel yörüngelerini ve yerel akımları tedirgin edecektir veya bozacaktır. Yerel akımların oluşumu Şekil 1 de gösterilmiştir. Disk, silindirik koordinatlarda z ye dik düzlemde uzanır. Disk içindeki daireler manyetik olarak etkin bölgeleri göstermektedir. Etkin ve etkin olmayan bölgeleri birleştiren geçiş bölgeleri yerel Larmor yarıçapı genişliğinde olsun. Alttaki şekil geçiş bölgesinde oluşan yerel akımın oluşum fiziğini göstermektedir.



Şekil1. Büyük daire manyetik olarak etkin olan bölgenin (adanın) sınırını göstermektedir. Küçük daireler elektronların yörüngeleridir. Global manyetik alana (B_G) zıt yönde bakan bir gözlemci için elektronların hareketi saat yönünün tersidir. B_L yerel manyetik alanı, B_{Ni} adanın içindeki net manyetik alanı, B_{No} adanın dışındaki net manyetik alanı göstermektedir. Her bir elektron yörüngesi bir akım devresidir. Ada içinde komşu devrelerden gelen katkılar birbirini götüreceğinden net akım boşlanır. Bununla birlikte adanın sınırındaki akımlar birbirini destekler ve aynı gözlemci için yerel akımın yönü saat yönüdür. Böylece ortaya çıkan yerel manyetik alan, ada içinde dışarıya göre daha küçük bir manyetik alan oluşmasına neden olur.

Plazmaya donmuş olan elektronların yörüngeleri küçük daireler olarak gösterilmiştir. Daireler üzerindeki oklar (r, ϕ) düzleminde aşağıya bakan bir gözlemci için elektronların gyration hareketinin doğrultusunu gösterir. Her bir elektronun yörüngesi bir akım devresidir. Etkin bölgede net akım herhangi bir noktada ihmal edilir, çünkü komşu ilmiklerden gelen gelen katkılar birbirini götürür. Ancak geçiş bölgesinde akımlar birbirini destekler ve net bir akım oluşur. Oluşan bu yerel akım aynı gözlemci için saat yönündedir. Bu akımda sayfa düzleminden içe doğru yönelmiş bir manyetik alan üretir. Akım ve alan manyetizasyon ile ifade edilir:

$$\mathbf{J}_{mag} = c\nabla \times \mathbf{M} \tag{7}$$

$$\mathbf{M} = -\frac{2\mathbf{B}}{3B^2} W_k \tag{8}$$

W_k, elektronların kinetik erke yoğunluğunun dik bileşenidir. Etkin bölge içinde net manyetik alan ,

$$\mathbf{B} = \mathbf{H} + 4\pi\mathbf{M} = \mathbf{H} - \frac{8\pi}{3} W_k \frac{\mathbf{B}}{B^2} = \mathbf{H} - \frac{1}{3}\frac{W_k}{W_B}\mathbf{B} = \mathbf{H} - \varepsilon\mathbf{B} \tag{9}$$

B etkin bölgedeki alan, **H** yerel akımın yarattığı manyetik alandan etkilenmemiş alan, W_B manyetik alanın erke yoğunluğudur. (9) denkleminin **B** ile skaler çarparsak elde edilen

denklemin gerçel çözümünün olması için $\frac{4}{3}W_k \le \frac{H^2}{8\pi}$ ve $\frac{H}{2} \le B \le H$ koşulları sağlanmalıdır. Buradan

$$\frac{W_k}{W_B} \le 3 \quad \text{veya} \quad \frac{(n_e/n_H)P}{B^2/8\pi} \le 3 \quad \text{veya} \quad \frac{n_e}{n_H}\beta_c \le 3 \tag{10}$$

elde edilir. (n_e/n_H) iyonlaşma kesri, P basınç, β_c (5) denklemi ile verilen plazma beta değeridir. Bu diskler için, gözlenen ve/veya bulunan (n_e/n_H) ve B değerleri kullanılırsa (10) eşitsizliğinin sağlandığı görülür.

2.3. Temel MHD Denklemleri

MHD denklemleri ve Ampere yasası şöyle verilir:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \tag{11}$$

$$\rho \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\rho \mathbf{v} \cdot \nabla)\mathbf{v} = -\nabla P + \frac{1}{c}\mathbf{J} \times \mathbf{B} \tag{12}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{v} \times \mathbf{B} - \eta \frac{4\pi}{c}\mathbf{J} - \frac{\mathbf{J} \times \mathbf{B}}{e n_e} \right) \tag{13}$$

$$\nabla \times \mathbf{H} = \frac{4\pi}{c}\mathbf{J} \tag{14}$$

$$\begin{aligned} \mathbf{J} = \mathbf{J}_{ext} + \mathbf{J}_{mag} &= \frac{c}{4\pi}\nabla \times \mathbf{B} + c\nabla \times \mathbf{M} = \frac{c}{4\pi}\nabla \times \mathbf{B} - c\nabla \times \frac{2W_k}{3B^2}\mathbf{B} \\ &= \frac{c}{4\pi}\nabla \times \mathbf{B} - \frac{c}{4\pi}\frac{W_k}{3W_B}\nabla \times \mathbf{B} + \frac{c}{4\pi}\frac{2W_k}{3W_B}\frac{\nabla B}{B} \times \mathbf{B} \end{aligned} \tag{15}$$

Eğer geçiş bölgesinde oluşan manyetik alan gradyenti ihmal edilirse (15) denklemindeki ∇B terimi düşer. Zayıf, tekdüze dik alan $\mathbf{B} = B\hat{\mathbf{z}}$ ile sarılmış diferansiyel dönen bir diskin yerel kararlılığını inceleyelim. Bu durumda momentum korunumu ve manyetik indüksiyon denklemleri

$$\rho \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\rho \mathbf{v} \cdot \nabla)\mathbf{v} = -\nabla P - (1-\varepsilon)\frac{\nabla B^2}{8\pi} + (1-\varepsilon)\left(\frac{\mathbf{B}}{4\pi} \cdot \nabla \right)\mathbf{B} \tag{16}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{v} \times \mathbf{B} - (1-\varepsilon)\eta \nabla \times \mathbf{B} - (1-\varepsilon)\frac{c(\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B}}{4\pi e n_e} \right) \tag{17}$$

ile verilir.

Elektriksel direnç ve Hall e.m.f. varlığında incelememizi düzlem dalga ve tedirginliklerin zaman değişiminin $e^{(ik_z\hat{z}+\omega t)}$ biçiminde olduğu varsayımıyla yapalım. Bu varsayım dağılma bağıntısının katsayılarını gerçel yapar. Boussinesq limitinde ve başlangıç noktası diskin özeğinde olan silindirik konsayılarda (R, ϕ, z) çalışalım. Bu durumda basınç, yoğunluk hızın ve manyetik alanın dik yöndeki bileşenlerinin tedirginlikleri sıfır olur. (11), (16) ve (17) eşitlikler dizgesini doğrusallaştırırsak dağılma bağıntısını elde ederiz:

$$\omega^4 + 2k^2\eta(1-\varepsilon)\omega^3 + A_2\omega^2 + 2k^2\eta\left[\kappa^2(1-\varepsilon) + k^2v_A^2(1-\varepsilon)^2\right]\omega + A_0 = 0 \tag{18}$$

A_2 ve A_0 katsayıları:

$$A_2 = \left[\kappa^2 + k^4\eta^2(1-\varepsilon)^2 + 2k^2v_A^2(1-\varepsilon) + \left(\frac{d\Omega^2}{d\ln R} + k^2v_H^2(1-\varepsilon)\right)\frac{k^2v_H^2}{4\Omega^2}(1-\varepsilon)\right] \tag{19}$$

$$A_0 = \left[\kappa^2\frac{k^2v_H^2}{4\Omega^2} + k^2v_A^2\right]\left[\frac{d\Omega^2}{d\ln R}(1-\varepsilon) + k^2v_H^2(1-\varepsilon)^2 + k^2v_A^2(1-\varepsilon)^2\right] + \kappa^2k^4\eta^2(1-\varepsilon)^2 \tag{20}$$

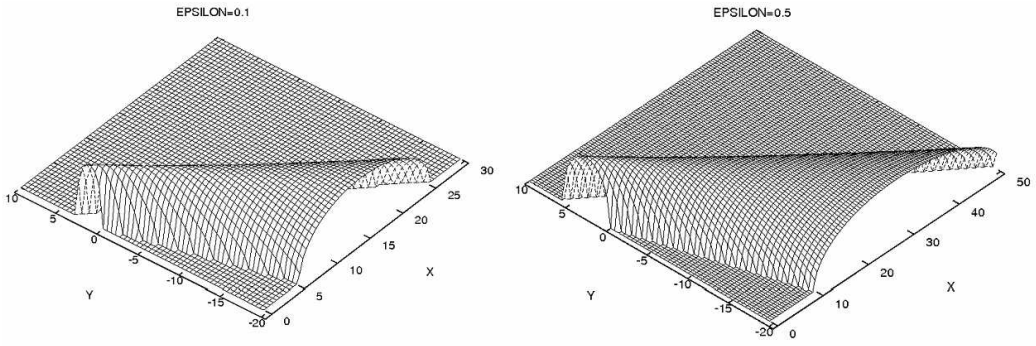
$\kappa^2 = 4\Omega^2 + d\Omega^2/d\ln R$ epicyclic frekans, $v_H^2 = \Omega Bc/2\pi en_e$ Hall parametresidir.

$\eta = 0$ koşulu altında (18) dağılma bağıntısını boyutsuz parametreler cinsinden yazalım.

$$s^4 + \left\{\tilde{\kappa}^2 + 2X(1-\varepsilon)^2 + \left[\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} + Y(1-\varepsilon)\right]\frac{Y}{4}(1-\varepsilon)\right\}s^2 + \left[\tilde{\kappa}^2\frac{Y}{4}(1-\varepsilon) + X(1-\varepsilon)^2\right]\left[\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} + Y(1-\varepsilon) + X(1-\varepsilon)^2\right] = 0 \tag{21}$$

$s = \omega/\Omega$, $X = (kv_A/\Omega)^2$, $Y = (kv_H/\Omega)^2$, $\tilde{\kappa} = \kappa/\Omega$ dır.

(21) numaralı dağılma bağıntısının çözümü Şekil 2 de görülmektedir.



Şekil 2. Elektriksel direncin sıfır olduğu durumda büyüme oranının (X,Y) düzlemindeki görünümü. Yükseltinin maksimum büyüme oranı 0.75Ω dır.

4. Genel Eksensimetrik Tedirginlikler

Geçiş bölgesinde yerel akımların kuvvetli olması halinde (15) denkleminde ∇B terimi de dikkate alınmalıdır. Denge durumunda manyetik alanın R doğrultusunda değiştiğini, yani $\mathbf{B} = B(R)\hat{\mathbf{z}}$ varsayalım. (12) denklemine göre genel denge koşulu

$$\Omega^2 R = \frac{v_\phi^2}{R} = \frac{1}{4\pi\rho} B\nabla B\left(1+\varepsilon\right) \tag{22}$$

ile verilir. Bu durumda dışa doğru olan merkezkaç kuvveti sadece içe doğru olan (yerel akımların neden olduğu manyetik alan gradyentinin yönü dışa doğru olduğu için) manyetik basınç kuvveti dengeler. Eksensimetrik tedirginliklerin uzay ve zaman değişimi $e^{\left(ik_R\hat{\mathbf{R}}+ik_z\hat{\mathbf{z}}+\omega t\right)}$ biçiminde olsun. Bu durumda doğrusallaştırılmış MHD denklemleri:

$$k_R\delta v_R + k_z\delta v_z = 0 \tag{23}$$

$$\omega\delta v_R - 2\Omega\delta v_\phi + ik_R\frac{\delta P}{\rho} - \left(1-\varepsilon\right)\frac{ik_zB_z}{4\pi\rho}\delta B_R + \frac{1}{4\pi\rho}\left[\nabla B\left(4+2\varepsilon\right) + B_z ik_R\left(1+\varepsilon\right)\right]\delta B_z = 0 \tag{24}$$

$$\omega\delta v_\phi + \frac{\kappa^2}{2\Omega}\delta v_R - \frac{ik_zB_z}{4\pi\rho}\delta B_\phi\left(1-\varepsilon\right) = 0 \tag{25}$$

$$\omega\delta v_z + ik_z\frac{\delta P}{\rho} - \left(1+\varepsilon\right)\frac{\nabla B}{4\pi\rho}\delta B_R = 0 \tag{26}$$

$$\left[\omega + \left(1-\varepsilon\right)k^2\eta\right]\delta B_R - ik_zB_z\delta v_R + \left(1-\varepsilon\right)\frac{k_z^2B_zc}{4\pi en_e}\delta B_\phi - \eta\left[2\varepsilon ik_z\frac{\nabla B}{B} + 2\varepsilon k_Rk_z\right]\delta B_z = 0 \tag{27}$$

$$\begin{aligned}&\left[\omega + \left(1-\varepsilon\right)k^2\eta - 4\varepsilon\eta ik_R\frac{\nabla B}{B} + 6\varepsilon\eta\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2 - 2\varepsilon\eta\frac{\nabla^2 B}{B}\right]\delta B_\phi - ik_zB_z\delta v_\phi \\ &\quad - \left[\frac{d\Omega}{d\ln R} + \frac{c}{4\pi en_e}\left[\left(1-\varepsilon\right)k_z^2B_z + \left(1+\varepsilon\right)ik_R\nabla B + \nabla^2 B\left(1+\varepsilon\right) - 2\varepsilon\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2\right]\right]\delta B_R \\ &\quad + \frac{c}{4\pi en_e}\left[-\left(1-\varepsilon\right)ik_z\nabla B + k_Rk_zB_z\left(1+\varepsilon\right)\right]\delta B_z = 0\end{aligned} \tag{28}$$

$$\begin{aligned}&\left[\omega + \left(1-\varepsilon\right)k^2\eta + 4\varepsilon\eta ik_R\frac{\nabla B}{B} + 2\varepsilon\eta\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2 - \left(4+2\varepsilon\right)\eta\frac{\nabla^2 B}{B} + 2\varepsilon\eta k_R^2\right]\delta B_z \\ &\quad - ik_zB_z\delta v_z + \delta v_R\nabla B + 2\varepsilon\eta ik_z\frac{\nabla B}{B}\delta B_R \\ &\quad + \frac{c}{4\pi en_e}\left[\left(1+\varepsilon\right)ik_z\nabla B - k_Rk_zB_z\left(1-\varepsilon\right)\right]\delta B_\phi = 0\end{aligned} \tag{29}$$

(23)-(29) denklemlerinin çözümünden beşinci dereceden imajiner katsayılı dağılma bağıntısı elde edilir:

$$\omega^5 + a_4\omega^4 + a_3\omega^3 + a_2\omega^2 + a_1\omega + a_0 = 0 \tag{30}$$

Katsayılar EK-A da verilmiştir. (30) denklemi Genç Yıldızımsı Nesnelerin etrafindaki diklerde düşük frekanslı beş biçemi tanımlar. (30) denkleminin köklerinden en az birinin pozitif gerçel kısma (kararsız biçem) sahip olma koşulu aşağıdaki eşitsizlikler ile verilir [13][14]:

$$\begin{aligned}
&a_4 < 0,\\
&a_0 < 0,\\
&A_1 \equiv a_4a_3 - a_2 < 0,\\
&A_2 \equiv a_2\left(a_4a_3 - a_2\right) - a_4\left(a_4a_1 - a_0\right) < 0,\\
&A_3 \equiv \left(a_4a_1 - a_0\right)\left[a_2\left(a_4a_3 - a_2\right) - a_4\left(a_4a_1 - a_0\right)\right] - a_0\left(a_4a_3 - a_2\right)^2 < 0
\end{aligned} \tag{31}$$

Bu koşullar gelecek çalışmada incelenecektir.

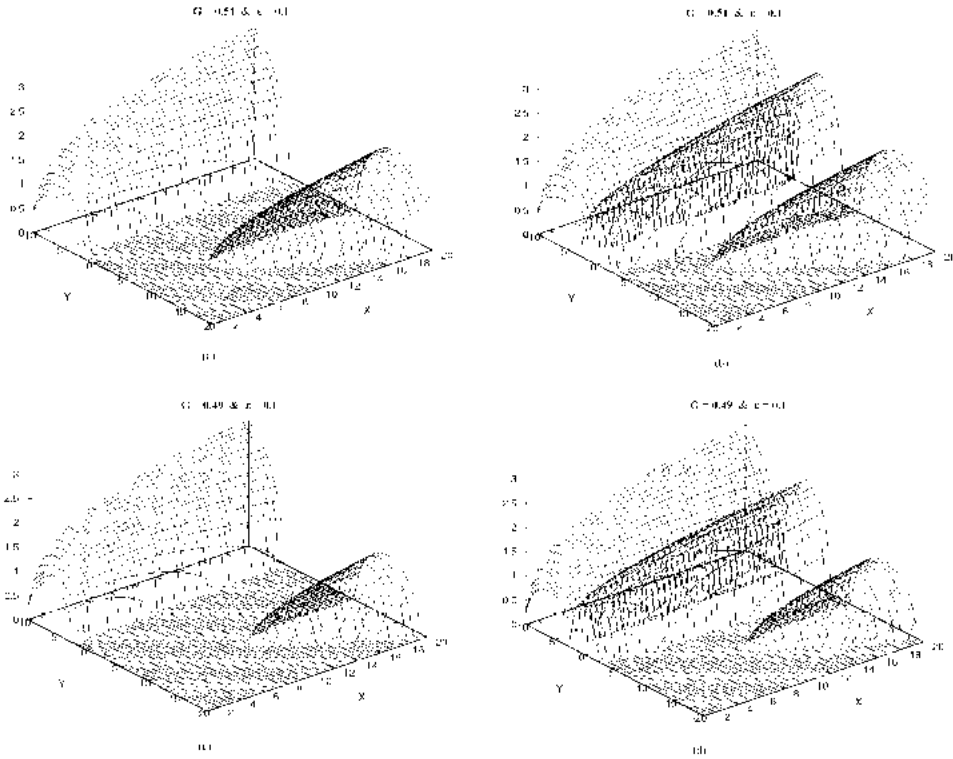
$\eta = 0$ koşulu altında, kararsızlık koşulu $a_1 < 0$ ile verilir. İhmal edilemeyen k_R tedirginliklerinin manyetik basınç tarafından bastırılmasından ötürü k_R – k_z düzleminde maksimum büyüme oranının $k_R = 0$ ekseninde olduğunu varsayarak (30) dağılma bağıntısını boyutsuz parametreler cinsinden yazalım:

$$\begin{aligned}
&s^4 + \left[G^2\left(-\frac{Y^2}{2}\varepsilon(1-\varepsilon) - 2X(2+\varepsilon)\right) + \tilde{\kappa}^2 + 2X(1-\varepsilon)^2 + \left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} + Y(1-\varepsilon)\right)\frac{Y}{4}(1-\varepsilon)\right]s^2\\
&+G^4XY^2\varepsilon(1-\varepsilon)(2+\varepsilon) + G^2\left[\begin{array}{l}\tilde{\kappa}^2\dfrac{Y^2}{2}\varepsilon(1-\varepsilon) - 2X^2(1-\varepsilon)(2+\varepsilon) + XY\dfrac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\varepsilon(2+\varepsilon)\\ +3X\dfrac{Y^2}{2}\left(1-\varepsilon^2\right) - \tilde{\kappa}^2X\dfrac{Y}{2}(1-\varepsilon)(2+\varepsilon)\end{array}\right]\\
&+\left[\tilde{\kappa}^2\frac{Y}{4}(1-\varepsilon) + X(1-\varepsilon)^2\right]\left[\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} + Y(1-\varepsilon) + X(1-\varepsilon)^2\right] = 0
\end{aligned} \tag{32}$$

Burada $s = \omega/\Omega$, $X = \left(kv_A/\Omega\right)^2$, $Y = \left(kv_H/\Omega\right)^2$, $\tilde{\kappa} = \kappa/\Omega$, $G = \left(1/k\right)\left(\nabla B/B\right)$ dir.

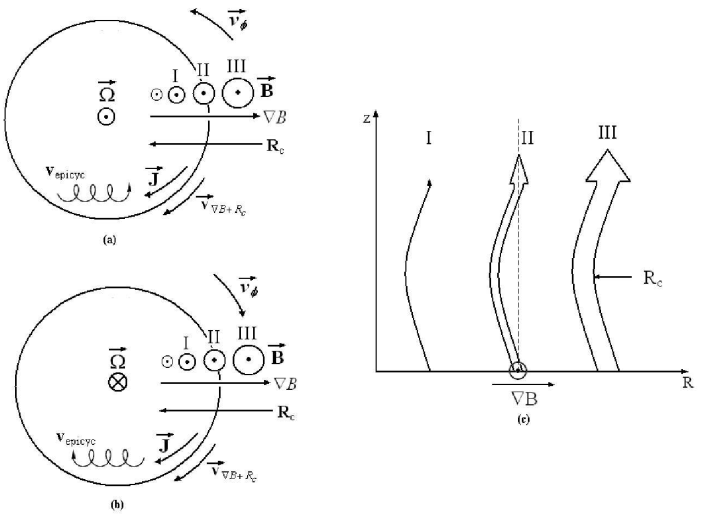
(32) denkleminin grafik çözümleri Şekil 3 de verilmiştir.

Şekil (2) ve (3) ü karşılaştırdığımızda *i*) maksimum büyüme oranının yerel Oort-A değerinin yaklaşık 4 katı olduğu görülür, *ii)* ∇B yokluğunda köklerden biri kararsız ve tek kararsızlık alanı varken, bu terimin eklenmesi ile iki kök kararsız olmakta ve ilk kök için iki kararsızlık alanı varken, ikinci kararsız kök için üç tane kararsızlık alanı vardır, *iii)* hem epsilon hem de alan gradyenti değeri küçüldükçe Y nin negatif değerlerindeki (yani, $\boldsymbol{\Omega} \uparrow\downarrow \mathbf{B}$ durumunda) kararsızlık alanı daralır.



Şekil 3. (a) ve (c) (32) denkleminin birinci kökleri, (b) ve (d) ikinci köklerdir. ∇B nin etkisini görmek için epsilon değeri sabit alınmıştır.

Şimdi bunun altında yatan fiziğe bir göz atalım. Şekil 4a ve 4b de daire yerel kartezyen koordinat sisteminin orijininden R_0 yarıçapı civarında yerel akım devresini (dairesi) göstersin. Manyetik alan sayfa düzleminden dışarı doğru olsun. $\Omega \uparrow\uparrow \mathbf{B}$ durumuna bakalım. Bu yerel akım diyamanyetik etki nedeniyle manyetik alan gradyenti yaratır. Manyetik alanın yeğinliği daire içinde dışarıdaki alandan daha zayıf olacaktır. Bu sınır çizgisi olayı olmasına karşın, uzunluk ölçeği yerel Larmor yarıçapının iki katı denlidir, bu da kararsızlığı başlatmak için gerekli olan tedirginlikleri tetikleyebilir. Manyetik alan gradyenti $-\hat{\mathbf{R}}$ doğrultusunda parçacıkları iten bir manyetik basınç kuvveti ortaya çıkarır. Manyetik alana donmuş olan elektronlar alan çizgilerini bükecektir. Eğrilik yarıçapı doğrultusundaki birim vektör $-\hat{\mathbf{R}}$ doğrultusundadır. Eğer alan gradyenti ve alan çizgilerinin eğriliği yeterince uzun sürüyorsa elektronlar bir kayma (drift) hızı $\mathbf{v}_{\nabla B+R_c} \propto (1/q)\mathbf{R}_c \times \mathbf{B}$ kazanacaktır. Bu, kararlı kılıcı olan Coriolis kuvvetinin neden olduğu harekete ters yöndedir (Şekil 5a). Bu yerel akımların neden olduğu kararsız kılıcı hareketler sağ el kuralına göre alan çizgilerinin whistler dairesel hareketiyle aynı yönlüdür. Whistler dalgalarına benzer manyetik alan gradyenti ve eğriliğinin etkisi altında elektronların kayması hıza tepki olarak bir dairesel uçlaşmış bileşen sunacaktır. Bu tepki, dinamik epicyclic hareketi bastırırken Coriolis kuvveti azalır. Bu durum $\Omega \uparrow\downarrow \mathbf{B}$ durumunda tersine döner (Şekil 4b).



Şekil 4. Yerel akım diyamanyetik etki nedeniyle manyetik alan gradyenti yaratır. Manyetik alan gradyenti $-\hat{\mathbf{R}}$ doğrulsunda parçacıkları iten bir manyetik basınç kuvveti ortaya çıkarır. Manyetik alana donmuş olan elektronlar alan çizgilerini bükecektir. Eğrilik yarıçapı doğrultusundaki birim vektör $-\hat{\mathbf{R}}$ doğrultusundadır. Eğer alan gradyenti ve alan çizgilerinin eğriliği yeterince uzun sürüyorsa elektronlar bir kayma (drift) hızı $\mathbf{v}_{\nabla B+R_c} \propto (1/q)\mathbf{R}_c \times \mathbf{B}$ kazanacaktır.

Burada $\mathbf{v}_{\nabla B+R_c} \propto (1/q)\mathbf{R}_c \times \mathbf{B}$ hızıyla kayan elektronların neden olduğu drift akımını ihmal edebilir miyiz? Bunu bulmak için $\mathbf{J}_{mag}/\mathbf{J}_{drift}$ oranını bulalım. (15) denkleminde tanımlanmış olan $\mathbf{J}_{mag}$ ifadesinin ∇B içeren ikinci terimini $(c/4\pi)(2W_k/3W_B)(\nabla B/B)\times\mathbf{B}$ alalım. Drift akımı $\mathbf{J}_{drift} = (cW_k/B^3)\left[\left(\hat{\mathbf{b}}\times\nabla\right)\left(B^2/2\right)\right]$ ile ifade edilir. $\hat{\mathbf{b}}$ dik B manyetik alanı ile aynı yöndedir. ∇B ve ∇B^2 nin ölçek uzunlukları eşitse, $\mathbf{J}_{mag}/\mathbf{J}_{drift}$ oranı 8/3 bulunur. Bu da $\mathbf{J}_{mag}$ in $\mathbf{J}_{drift}$ den yaklaşık 3 kat denli büyük olduğunu gösterir.

5. Sonuç

Yerel akımlar sonucu zayıflatılmış manyetik alan, kararsız biçem için kritik dalgasayısını daha büyük değerlere götürür. Kararsızlık alanı genişler. Balbus & Hawley [3] zayıf manyetik alan varlığında Kepler disklerinin kararsız olduğunu göstermiştir ve kararsızlığın maksimum büyüme oranını 0.75Ω bulmuşlardır. Bunun bir üst sınır olduğunu ifade etmekle birlikte bu değerin aşılabileceğini belirtmişlerdir. Biz bu çalışmada yerel akımların neden olduğu manyetik alan gradyentini dikkate aldığımızda maksimum büyüme oranının Oort-A değerinden yaklaşık 4 kat daha büyük olduğunu bulduk. Ayrıca alan gradyenti dikkate alınmadığında Hall etkisi ve diyamanyetizm $\mathbf{\Omega}\uparrow\downarrow\mathbf{B}$ durumunda kararsızlığı desteklerken $\mathbf{B}\uparrow\uparrow\mathbf{\Omega}$ için kararsızlığı bastırma eğilimindedir. Ancak alan gradyenti dikkate alındığında her iki durum için, iki biçem de kararsızdır. Gradyent ve manyetizasyon değerinin küçülmesiyle $\mathbf{\Omega}\uparrow\downarrow\mathbf{B}$ durumunda kararsızlık alanı daralır. Tüm bunlar gösteriyor ki, zayıf manyetik alanı daha da zayıflatan yerel akımlar, Genç Yıldızımsı Nesnelerin etrafındaki toplanma disklerini kararsız kılar ve kararsızlığın büyüme oranı da oldukça büyüktür. Bu kararsızlığın çalkantıya dönüşüp dönüşmediğini doğrusal olmayan çözümler söyler.

Kaynaklar

[1] Shakura, N.I. & Sunyaev, R.A. (1973), "*Black holes in binary systems. Observational appearance.*" *Astronomy & Astrophysics*, 24, 337

[2] Balbus, S.A. & Hawley, J.F. (1991), "*A powerful local shear instability in weakly magnetized disks. I - Linear analysis.*" *Astrophysical Journal*, 376, 214

[3] Balbus, S.A. & Hawley, J.F. (1992), "*Is the Oort A-value a universal growth rate limit for accretion disk shear instabilities?*"*Astrophysical Journal*, 392, 662

[4] Balbus, S.A. & Hawley, J.F. (1992), "*A Powerful Local Shear Instability in Weakly Magnetized Disks. IV. Nonaxisymmetric Perturbations*"*Astrophysical Journal* 400, 610

[5] Balbus, S.A., Hawley, J.F. & Stone, J.M. (1996), "*Nonlinear Stability, Hydrodynamical Turbulence, and Transport in Disks*"*Astrophysical Journal* 467, 76

[6] Stone, J.M., Hawley ,J.F., Gammie, C.F. & Balbus, S.A. (1996), "*Three-dimensional Magnetohydrodynamical Simulations of Vertically Stratified Accretion Disks*" *Astrophysical Journal* 463, 656

[7] Wardle, M. & Ng, C. (1999), "*The conductivity of dense molecular gas*" *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 303, 239

[8] Balbus, S.A. & Terquem, C. (2001), "*Linear Analysis of the Hall Effect in Protostellar Disks*" *Astrophysical Journal*, 552, 235

[9] Sano, T. & Miyama, S. M., (1999), "*Magnetorotational Instability In Protoplanetary Disks. I. On The Global Stability of Weakly Ionized Disks with Ohmic Dissipation*" *Astrophysical Journal*, 515,776

[10] Gammie, C. F. (1996), "*Layered Accretion in T Tauri Disks*"*Astrophysical Journal*, 457, 355

[11] Ilgner, M. & Nelson, R. P. (2006), "*On the ionisation fraction in protoplanetary disks. II. The effect of turbulent mixing on gas-phase chemistry*" *Astronomy & Astrophysics* , 445,223

[12] Balbus, S. A. (2003), "*Enhanced Angular Momentum Transport in Accretion Disks*" *Annual Review Astronomy & Astrophysics,* 41, 555

[13] DiStefano III, J. J., Stubberud, A. R., Williams, I. J., (1967), "*Schaum's Outline of Feedback and Control Systems*" McGray-Hill Book Company

[14] Giaretta, D. L. (1979), "*Polynomial dispersion relations*"*Astronomy & Astrophysics*, 75, 273

EK-A

$$a_4 = \left[3k^2\eta(1-\varepsilon) + 2\varepsilon\eta k_R^2 - \left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2 4\eta(1-\varepsilon) \right]$$

$$a_3 = -\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^4 16\varepsilon\eta^2 + i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^3 16\varepsilon\eta^2 k_R(1+\varepsilon) + \left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2 \left[\begin{array}{l} -8k^2\eta^2(1-\varepsilon)^2 - \frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^2 2\varepsilon(1-\varepsilon) \\ +24\varepsilon^2\eta^2k_R^2 - 4\varepsilon^2\eta^2k_z^2 - 2v_A^2\frac{k_z^2}{k^2}(2+\varepsilon) \end{array} \right]$$

$$+ i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)\left[-8\varepsilon^2\eta^2k_R^3 + 4k_Rk_z^2\varepsilon^2\eta^2 - \frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^2k_R(1+\varepsilon^2) - 2v_A^2\frac{k_z^2}{k^2}(2+\varepsilon)k_R \right]$$

$$+ \left[\begin{array}{l} \frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^2\left[k_R^2(1-\varepsilon^2) + k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] + \frac{v_H^2}{4\Omega^2}k_z^2(1-\varepsilon)\frac{d\Omega^2}{d\ln R} + \kappa^2\frac{k_z^2}{k^2} - 2\varepsilon v_A^2\frac{k_z^4}{k^2} + 2k_z^2v_A^2 \\ +3k^4\eta^2(1-\varepsilon)^2 \end{array} \right]$$

$$a_2=\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^4\left[-8\frac{k_z^2}{k^2}v_A^2\eta\varepsilon\left(2+\varepsilon\right)-16k^2\eta^3\varepsilon\left(1-\varepsilon\right)-16k_z^2\varepsilon^3\eta^3+2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^2\eta\left(-2+3\varepsilon-2\varepsilon^2+\varepsilon^3\right)\right]$$

$$+i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^3\left[\begin{array}{l}-2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_Rk_z^2\eta\left(2-\varepsilon+2\varepsilon^2+\varepsilon^3\right)+32k_Rk_z^2\varepsilon^3\eta^3-\eta k_R\frac{k_z^2}{k^2}v_A^2\left(2+\varepsilon\right)\left(1-\varepsilon\right)\\+16\varepsilon k^2\eta^3k_R\left(1-\varepsilon^2\right)\end{array}\right]$$

$$+\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2\left[\begin{array}{l}-\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^4\,2\eta\left(2-3\varepsilon+\varepsilon^3\right)-\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^2k^2\eta\,2\varepsilon\left(1-\varepsilon\right)^2-2\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2\eta\left(4-9\varepsilon-\varepsilon^2\right)\\-4k^4\eta^3\left(1-\varepsilon\right)^3-\frac{v_H^2}{4\Omega^2}k_z^2\left(2-\varepsilon+\varepsilon^2\right)\eta\frac{d\Omega^2}{d\ln R}-k_R^2\frac{k_z^2}{k^2}4v_A^2\eta\left(1+3\varepsilon+2\varepsilon^2\right)\\+24k^2\eta^3\varepsilon^2\left(1-\varepsilon\right)k_R^2-\kappa^2\frac{k_z^2}{k^2}4\eta\left(1-\varepsilon\right)+2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R^2k_z^2\eta\varepsilon\left(1-\varepsilon\right)\left(1+3\varepsilon\right)+16k_R^2k_z^2\varepsilon^3\eta^3\\-4k_z^2k^2\eta^3\varepsilon^2\left(1-\varepsilon\right)+2\frac{k_z^6}{k^2}\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\varepsilon\eta\left(1-\varepsilon\right)\left(1-3\varepsilon\right)-k_z^2\,4v_A^2\eta\left(2+\varepsilon\right)\left(1-\varepsilon\right)\\-4\frac{k_z^4}{k^2}\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R^2\eta\varepsilon\left(1+4\varepsilon-3\varepsilon^2\right)+2\frac{k_z^2}{k^2}\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R^4\eta\varepsilon\left(-3-4\varepsilon+3\varepsilon^2\right)\end{array}\right]$$

$$+i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)\left[\begin{array}{l}\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_Rk_z^4\,4\eta\varepsilon\left(1-\varepsilon\right)\left(2+\varepsilon\right)+\frac{v_H^2}{4\Omega^2}k_z^2k_R\,4\eta\frac{d\Omega^2}{d\ln R}\varepsilon-\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_Rk_z^2k^2\eta\left(1-\varepsilon\right)\left(1+3\varepsilon^2\right)\\-8k_R^3k^2\eta^3\varepsilon^2\left(1-\varepsilon\right)+4k^2\eta^3\varepsilon^2\left(1-\varepsilon\right)k_z^2k_R-\frac{k_z^2}{k^2}k_R^3\,8v_A^2\eta\varepsilon^2-k_z^2k_R\,4v_A^2\eta\left(2+\varepsilon\right)\left(1-\varepsilon\right)\\-\frac{k_z^4}{k^2}k_R\,2v_A^2\eta\varepsilon\left(-3+\varepsilon\right)+2k_R^2k^4\eta^3\varepsilon\left(1-\varepsilon\right)^2\end{array}\right]$$

$$+\left[\begin{array}{l}k^6\eta^3\left(1-\varepsilon\right)^3+\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^2k^2\eta\left(1-\varepsilon\right)\left[k_R^2\left(1-\varepsilon^2\right)+k_z^2\left(1-\varepsilon\right)^2\right]+\frac{v_H^2}{4\Omega^2}k_z^2\left(1-\varepsilon\right)^2k^2\eta\frac{d\Omega}{d\ln R}\\+\kappa^2\frac{k_z^2}{k^2}2\varepsilon\eta k_R^2+3k_z^2k^2\eta\left(1-\varepsilon\right)+2\eta k_z^2v_A^2\left(1-\varepsilon\right)\left(2+\varepsilon\right)k_R^2+4\eta k_z^4v_A^2\left(1-\varepsilon\right)^2\end{array}\right]$$

$$a_1 = -i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^5 \frac{k_z^2}{k^2} v_A^2 k_R 8\varepsilon\eta^2(2+\varepsilon)(1-\varepsilon)$$

$$+\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^4 \left[\begin{array}{l} -16\kappa^2\frac{k_z^2}{k^2}\eta^2\varepsilon - 8\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2\varepsilon\eta^2(2+\varepsilon)(1-3\varepsilon) - 8v_A^2k_z^2 8\varepsilon\eta^2(2+\varepsilon)(1-\varepsilon) \\ +v_A^2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\frac{k_z^4}{k^2}4\varepsilon(2+\varepsilon)(1-\varepsilon) - 8\frac{k_z^2}{k^2}k_R^2v_A^2\varepsilon\eta^2(1+\varepsilon)(2+3\varepsilon) \end{array}\right]$$

$$+i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^3 \left[\begin{array}{l} v_A^2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R\frac{k_z^4}{k^2}4\varepsilon(1+\varepsilon)(2+\varepsilon) + 16\kappa^2\frac{k_z^2}{k^2}k_R\varepsilon\eta^2(1+\varepsilon) - 2\eta^2k_Rk_z^2v_A^2(2+\varepsilon)(1-\varepsilon^2) \\ -16\frac{k_z^4}{k^2}k_Rv_A^2\varepsilon\eta^2(2\varepsilon-1)(1+\varepsilon) + 16\eta^2k_R^3\frac{k_z^2}{k^2}v_A^2\varepsilon^2(1+\varepsilon) \end{array}\right]$$

$$+\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2 \varepsilon \left[\begin{array}{l} -8\eta^2(1-\varepsilon)^2k_z^2\kappa^2 - 2k^2\eta^2k_z^2v_A^2(4-5\varepsilon+\varepsilon^3) + 2\eta^2k_z^4v_A^2(1-\varepsilon)(-2+9\varepsilon+\varepsilon^2) \\ +24\kappa^2\frac{k_z^2}{k^2}k_R^2\varepsilon^2\eta^2 - 2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\kappa^2\frac{k_z^4}{k^2}\varepsilon(1-\varepsilon) + 4\frac{k_z^4}{k^2}k_R^2v_A^2\varepsilon^2\eta^2(5-\varepsilon) - \kappa^2\frac{k_z^4}{k^2}\varepsilon^2\eta^2 \\ +4\frac{v_H^2}{4\Omega^2}\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2\frac{d\Omega^2}{d\ln R}\varepsilon(2+\varepsilon) + 6\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2\varepsilon(1-\varepsilon^2) - 4\frac{k_z^6}{k^2}v_A^2\varepsilon^2\eta^2(1-\varepsilon) \\ -4\varepsilon(1-\varepsilon)(2\varepsilon+3)\eta^2k_R^2k_z^2v_A^2 - 2\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2v_H^2\frac{\kappa^2}{4\Omega^2}(2+\varepsilon)(1+\varepsilon) - 2\frac{k_z^4}{k^2}v_A^4(2+\varepsilon)(1-\varepsilon) \end{array}\right]$$

$$+i\left(\frac{\nabla B}{B}\right) \left[\begin{array}{l} -\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R\kappa^2\frac{k_z^4}{k^2}(1+3\varepsilon^2) + 2\frac{v_H^2}{4\Omega^2}\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2k_R\frac{d\Omega}{d\ln R}\varepsilon(1+\varepsilon) - 4\frac{k_z^4}{k^2}k_Rv_A^2v_H^2\frac{\kappa^2}{4\Omega^2} \\ -6\eta^2k_Rk_z^4(1-\varepsilon)^2\varepsilon v_A^2 - 8\kappa^2k_R^3\frac{k_z^2}{k^2}\varepsilon^2\eta^2 - 8\varepsilon^2(1-\varepsilon)\eta^2k_R^3k_z^2v_A^2 - 4\kappa^2k_R\frac{k_z^4}{k^2}\varepsilon^2\eta \\ -2\frac{k_z^4}{k^2}v_A^4k_R(2+\varepsilon)(1-\varepsilon)^2 - k_R\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2v_H^2(1-\varepsilon)^2 - 2k^2\eta^2k_Rk_z^2v_A^2(2-3\varepsilon+\varepsilon^3) \end{array}\right]$$

$$+\left[\begin{array}{l} 3k^2\eta^2\kappa^2k_z^2(1-\varepsilon)^2 + 4\varepsilon\eta^2(1-\varepsilon)k_R^2k_z^2\kappa^2 + \frac{v_H^4}{4\Omega^2}\kappa^2\frac{k_z^4}{k^2}\left[k_R^2(1-\varepsilon^2) + k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] \\ +\frac{v_H^2}{4\Omega^2}\kappa^2\frac{k_z^4}{k^2}(1-\varepsilon)\frac{d\Omega}{d\ln R} + 2k^2\eta^2k_z^2v_A^2(1-\varepsilon)\left[k_R^2(1-\varepsilon^2) + k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] \\ +\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2v_H^2\left[k_R^2(1-\varepsilon^2) + k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] + \frac{k_z^4}{k^2}(1-\varepsilon)v_A^2\frac{d\Omega^2}{d\ln R} \\ +\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2v_H^2\frac{\kappa^2}{4\Omega^2}\left[k_R^2(1-\varepsilon^2) + k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] \end{array}\right]$$

$$a_0=\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^4\left[\begin{array}{l}-4\eta^3\kappa^2k_z^2\varepsilon(1-\varepsilon)\left(4+3\varepsilon^2\right)-2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\frac{k_z^4}{k^2}\eta\kappa^2\left(2-3\varepsilon+2\varepsilon_2-\varepsilon^3\right)\\-2(1-\varepsilon)^2(2+\varepsilon)v_A^2v_H^2k_z^4\eta-16\frac{k_z^4}{k^2}\eta^3\kappa^2\varepsilon^3\end{array}\right]$$

$$+i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^3\left[\begin{array}{l}-2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R\frac{k_z^4}{k^2}\eta\kappa^2\left(2-\varepsilon+2\varepsilon^2+\varepsilon^3\right)+16\eta^3\kappa^2k_Rk_z^2\varepsilon\left(1-\varepsilon^2\right)+32\frac{k_z^4}{k^2}k_R\eta^3\kappa^2\varepsilon^3\\-2\frac{k_z^4}{k^2}\eta v_A^4k_R\left(1-\varepsilon^2\right)(2+\varepsilon)-2\eta v_A^2v_H^2k_R\frac{k_z^4}{k^2}(1-\varepsilon)\left(2+\varepsilon+3\varepsilon^2\right)\\-2\eta v_A^2v_H^2k_R\frac{k_z^4}{k^2}\frac{\kappa^2}{4\Omega^2}(1+\varepsilon)\left(2-\varepsilon+\varepsilon^2\right)\end{array}\right]$$

$$+\left(\frac{\nabla B}{B}\right)^2\left[\begin{array}{l}-2\eta\frac{v_H^2}{4\Omega^2}\frac{d\Omega^2}{d\ln R}\frac{k_z^4}{k^2}\kappa^2\left(2-\varepsilon+\varepsilon^2\right)-2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^4\varepsilon(1-\varepsilon)^2\kappa^2\eta-2\frac{k_z^4}{k^2}v_A^2\eta\frac{d\Omega}{d\ln R}(1-\varepsilon)(2+\varepsilon)\\+\eta v_A^2v_H^2\frac{k_z^6}{k^2}\frac{\kappa^2}{4\Omega^2}\left(-2+7\varepsilon-4\varepsilon^2-\varepsilon^3\right)-4\eta v_A^2v_H^2\frac{k_z^6}{k^2}(1-\varepsilon)^2-4k^2\eta^3(1-\varepsilon)^3\kappa^2k_z^2\\+4\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\frac{k_z^6}{k^2}\eta\kappa^2\left(-1+2\varepsilon-2\varepsilon^2+\varepsilon^3\right)+2\frac{k_z^6}{k^2}\eta v_A^4\left(-2+7\varepsilon-2\varepsilon^2-3\varepsilon^3\right)\\-4\frac{v_H^4}{4\Omega^2}\frac{k_z^4}{k^2}k_R^2\eta\kappa^2\varepsilon(1+\varepsilon)-4\eta v_A^2v_H^2k_R^2\frac{k_z^4}{k^2}\frac{\kappa^2}{4\Omega^2}\varepsilon(1+\varepsilon)+2\eta k_z^4v_A^4\left(-2+3\varepsilon-\varepsilon^3\right)\\-4\frac{k_z^4}{k^2}\eta v_A^4k_R^2\varepsilon\left(1-\varepsilon^2\right)+16\frac{k_z^4}{k^2}k_R^2\eta^3\kappa^2\varepsilon^3-4\eta v_A^2v_H^2k_R^2\frac{k_z^4}{k^2}\varepsilon\left(1-\varepsilon^2\right)\\-2\frac{v_H^2}{4\Omega^2}v_A^2k_z^4\eta\kappa^2(1-\varepsilon)(2+\varepsilon)-4k^2\eta^3\varepsilon^2(1-\varepsilon)\kappa^2k_z^2+28k_R^2\eta^3\kappa^2k_z^2\varepsilon^2(1-\varepsilon)\end{array}\right]$$

$$+i\left(\frac{\nabla B}{B}\right)\left[\begin{array}{l}2\frac{v_H^2}{4\Omega^2}v_A^2k_R\frac{k_z^6}{k^2}\eta\kappa^2\varepsilon(1-\varepsilon)(3+\varepsilon)+2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_R\frac{k_z^6}{k^2}\eta\kappa^2\varepsilon(1-\varepsilon)(3+\varepsilon)-8\eta^3k_R^3\kappa^2k_z^2\varepsilon^2(1-\varepsilon)\\+\eta\frac{v_H^2}{4\Omega^2}\frac{d\Omega^2}{d\ln R}k_Rk_z^4\kappa^24\varepsilon-2\eta k_Rk_z^4v_A^4\left(-2+3\varepsilon-\varepsilon^3\right)-\eta(1-\varepsilon)^3k_Rk_z^4v_A^2v_H^2\\-\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_Rk_z^4\eta\kappa^2(1-\varepsilon)^3-4\eta\frac{\kappa^2}{4\Omega^2}(1-\varepsilon)v_A^2v_H^2k_Rk_z^4+4\eta^3k_R\kappa^2k_z^4\varepsilon^2(1-\varepsilon)\\-2\frac{v_H^4}{4\Omega^2}k_Rk_z^4\kappa^2\eta\varepsilon\left(1-\varepsilon^2\right)+4\varepsilon\eta v_A^2k_R\frac{k_z^4}{k^2}\frac{d\Omega^2}{d\ln R}(1-\varepsilon)-2\frac{k_z^6}{k^2}\eta v_A^4k_R\varepsilon(1-\varepsilon)(\varepsilon-3)\\-2\eta v_A^2v_H^2k_R\frac{k_z^6}{k^2}\varepsilon(1-\varepsilon)(\varepsilon-3)\end{array}\right]$$

$$+\left[\begin{array}{l} 2\varepsilon k^2\eta^3(1-\varepsilon)^2k_R^2\kappa^2k_z^2+\kappa^2k_z^2k^4\eta^3(1-\varepsilon)^3+\dfrac{v_H^4}{4\Omega^2}k_z^4\eta\kappa^2(1-\varepsilon)\left[k_R^2(1-\varepsilon^2)+k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] \\ +\dfrac{v_H^2}{4\Omega^2}k_z^4(1-\varepsilon)^2\kappa^2\eta\dfrac{d\Omega^2}{d\ln R}+\eta(1-\varepsilon)k_z^4v_A^2v_H^2\left[k_z^2(1-\varepsilon)^2+k_R^2(1-\varepsilon^2)\right]+k_z^4v_A^2\eta\dfrac{d\Omega}{d\ln R}(1-\varepsilon)^2 \\ +\eta k_z^4v_A^4(1-\varepsilon)\left[k_z^2(1-\varepsilon)^2+k_R^2(1-\varepsilon^2)\right]+\eta\dfrac{\kappa^2}{4\Omega^2}(1-\varepsilon)v_A^2v_H^2k_z^4\left[(1-\varepsilon^2)k_R^2+k_z^2(1-\varepsilon)^2\right] \end{array}\right]$$

FG UMA'NIN ÜÇ AYRI YÖNTEMLE IŞIKÖLÇÜM ÇÖZÜMLEMESİ

Tuncay DOĞAN[1], Özgür AKARSU[1], Ahmet DERVİŞOĞLU[1], Serdar EVREN[1]

Özet

Kromosferik aktif bir yıldız olan FG UMa'nın üç farklı yöntemle analizi yapılmıştır. Sadece fenomolojik (görüngübilimsel) olarak değerlendirme yapılmış ve sonuçları verilmiştir. Dolayısıyla elde edilen sonuçlar da birçok belli varsayımları (manyetik alanın çift kutuplu olması, dönem değişiminin sadece leke kaynaklı olması gibi) içermektedir.
Her üç yöntemin birbirine göre olan üstünlükleri değerlendirilmiş ve incelenmek istenen olguya göre, örneğin global ya da yerel bir değişim gibi, yöntemin seçilmesi gerekliliği vurgulanmıştır.

Anahtar kelimeler: *FG UMa; Kromosferik aktivite, leke göçü, dönem değişimi.*

Abstract

Chromospherically active star FG UMa has been analyzed by three different methods. We made only phenomenological evaluation and gave the results. Consequently the results contain some assumptions (dipole magnetic field, period variation is originating from spots). We evaluated the superiority of the three methods to each others. We emphasized which method is good for the phenomenon we want to research.

Keywords: *W UMa, Chromospheric activity, spot migration, period modulation*

Giriş

Yıldızlardaki manyetik aktivitenin anlaşılması ve özellikle de konvektif bölgedeki akış dinamiğinin anlaşılması açısından diferansiyel dönmenin belirlenmesi ve zamanla değişiminin saptanması çok önemlidir. Manyetik aktivite gösteren yıldızlarda ışıkölçümsel olarak yapılan gözlemlerin analizi (fotometrik dönem analizi) ile böylesi değişimler saptanmaya çalışılmaktadır. Gözlemlenen aktif yıldızların ışık eğrilerindeki sinüs benzeri dalgalanmalar, böylesi yıldızların yüzeyinde bir ya da daha fazla leke ya da leke grupları tarafından üretildiği, Güneş benzerliğinden yola çıkarak, artık bilinen bir olgudur. Bu leke ya da leke gruplarının hareketi, ortalama parlaklıklar, leke kaynaklı dönem değişimleri gibi birçok aktivite belirteci, uzun dönemli yapılan gözlemler ile elde edilmiş ışık eğrileri yardımı ile belirlenmeye çalışılır. Böylece yıldızın uzun dönemli global aktivitesinin, manyetik aktivitenin oluşumu için önemli parametreler olan diferansiyel dönme ve konveksiyon hakkında ayrıntılı bilgi elde edilebilir.

Bu amaç doğrultusunda ve ayrıca bu çalışmanın kapsamı içinde, literatürde uzun dönemli gözlem verileri var olan, kromosferik aktif bir yıldız HD 89546 = FG Ursae Majoris'in, sırası ile, leke kaynaklı *O-C* değişimi, leke minimumu ($\theta_{\min}$) ve periodogram

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir, Tel: 0232 3884000, E-Postalar: tdogan@mail.ege.edu.tr, ozgur.akarsu@mail.ege.edu.tr, ahmetdervisoglu@mail.ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr*

analizlerine (dönem analizi) dayanan farklı üç yöntem ile incelenmiştir. Elde edilen sonuçlar değerlendirilmiş ve bu yöntemlerin birbirilerine göre olan üstünlükleri, zayıflıkları yorumlanmıştır.

FG UMa'nın gözlemlenebilmiş en parlak durumundaki mutlak parlaklığının değeri, *Hipparcos* (EAS-1997) paralaks ölçümlerinden elde edilen 175 ± 26 pc uzaklığı dikkate alındığında, görsel bölgede $M_V = 1.05\pm0.33$ mag. olarak saptanmıştır [1]. FG UMa'nın gökada düzleminden 50° kadar yukarıda olduğundan kızıllaşmaya uğramadığı varsayılmış ve T3 fotoelektrik olarak otomatik teleskop kullanılarak renk indeksi $B-V=0.98$ mag. olarak belirlenmiştir [1]. Ayrıca, aynı makalede ışıtma ve yarıçap değerleri $L=42.1\pm12.8L_{\odot}$ ve $R=9.1\pm1.4R_{\odot}$ olarak verilmiştir; baş bileşenin kütlesinin $1.5-1M_{\odot}$ olması gerektiği ve buna bağlı olarak da yoldaşın bir *K* ya da *M* cücesi olması gerektiği belirtilmektedir.

Fekel et al. (2002)'e göre; yıldızın dönme döneminde gözlem mevsimine göre açıkça bir değişim vardır. Ayrıca HJD 2450044.94 tarihindeki bir flare gözlemini ve evrimleşmiş RS CVn yıldızlarında görsel bölge flarelerinin çok ender olmasını dikkate alarak FG UMa'nın en etkin RS CVn yıldızlarından bir olduğunu söylemektedirler [1].

Bölüm 2'de, öncelikle, kısaca bu üç yöntem hakkında bilgi verilmiştir. Bölüm 3'te, yöntemler FG UMa yıldızına uygulanmış ve analiz sonuçlar değerlendirilmiştir. Bölüm 4'te de genel bir değerlendirme ile birlikte bu üç yöntem karşılaştırılmıştır.

1. Analiz Yöntemleri

Burada, 3. bölümde uygulanan yöntemler, sırasıyla, özetlenecektir. Bunlardan ilki *O-C* değişimine dayanmaktadır. Leke kaynaklı dönemsel değişimin incelenmesi, çift yıldızlarda kütle katarımı, manyetik aktivite ya da çoklu cisimlerin varlığının tespiti için kullanılan *O-C* değerleri incelenerek yapılabilir. Burada *O*, gözlemlenen minimum zamanı; *C*, ise hesaplanan minimum zamanıdır. Yıldızın kendi ekseni etrafında dönmesi nedeni ile leke görünüp yok olacağından, ışık eğrisinde minimum ve maksimumları olan sinüs benzeri değişimler oluşacaktır. Bu gözlemlenen minimum ve maksimum zamanları, parlaklık ve JD grafiğinde parabolik ya da altıcı dereceden polinom temsiller ile elde edilebilir. Böylece *O* değerleri elde edilecektir. Ayrıca bir dönem (*P*) de atfedilebilindiği için C değerleri hesaplanabilir. Tabi bu dönem yörünge dönemi değil, yıldızın kendi ekseni etrafında dönmesinden kaynaklanan dönemdir ve diferansiyel dönmenin olduğu durumda, ekvatorun üstünde olan belli bir enlemdeki dönem kullanılır: eş dönmeye sahip enlem ($P_{dön}=P_{yör}$)) T_o dalga minimumun gözlemlendiği ilk an olarak seçilirse; $C=T_o+EP$ olmaktadır. Burada *E* çevrim sayısıdır. Böylece *O-C* grafiği elde edilebilir. Bu yöntem lekeli yıldızlara uygulanarak, lekelerden kaynaklanan dönemsel değişimlerin varlığı tespit edilmeye çalışılmaktadır. Dolayısıyla elde edilen dönemsel değişimler, yıldızın herhangi bir yörünge parametresindeki değişiminden kaynaklı değil, yıldızın dönmesi (özellikle diferansiyel dönmesi) ve yıldızın yüzeyinde bulunan lekelerin eşleğe doğru göç etmesi nedeniyle olacaktır. Bu durumlar göz önüne alınarak elde edilen *O-C* değişimleri değerlendirilir. Örneğin; zamana göre (evre ya da JD gibi) *O-C* değişimi grafiğinde doğrusal temsil ile dönem düzeltmesi (hatalı dönem), parabolik temsil ile leke göç dönemi ya da sinüzoidal temsil ile flip-flop dönemi gibi bünyesel değişimler hakkında bilgiler elde edilebilmektedir.

Uygulan yöntemlerden ikincisi, sezonluk gözlemlerde leke minimumlarının belirlenmesine dayanır ($\theta_{\min}$). Buna göre, tüm sezon boyunca yapılan gözlemlerin parlaklık-zaman grafiği (JD) oluşturulur ve bu grafikte oluşan derin $\theta_{\min I}$ ve sığı $\theta_{\min II}$ minimum zamanları belirlenir. Minimum ışık evreleri ($\theta_{\min}$) doğrudan baskın leke gruplarının ortalama boylamlarını gösterir. Yüzeydeki diferansiyel dönmeden dolayı (öyle ki diferansiyel dönmenin neredeyse tüm yıldızlarda var olduğu düşünülmektedir) farklı enlemlerdeki lekeler

farklı göç hızlarına sahip olacaktır. Böylece, leke gruplarının enlemlerinin belirlenmesi ayrıntılı ışık eğrisi modellemeleri ile bile tam olarak başarılamasa da boylamları hakkında doğrudan ve güvenilir bilgi elde edilebilir. Işık eğrilerinde görülen dalga benzeri bozulmaların sezondan sezona değişmesi, ışıkölçümsel dönemin yörünge döneminden farklı olduğunu gösterir. $\theta_{\min}$ değerlerinin yıllara göre (ya da günlere göre) grafiği elde edilip, doğrusal temsili ile birinci varsa ikinci leke grupları için göç dönemi elde edilebilir. Burada da yıldızın dönme dönemi,

$$\frac{1}{P_{göç}} = \frac{1}{P_{dön}} - \frac{1}{P_{yör}}$$

denkleminden bulunur. Buradaki nicelikler, soldan sağ sırası ile, göç dönemi, dönme dönemi ve yörünge dönemidir (yörünge dönemi sadece bir adlandırmadır, aslında ortalama dönem olarak adlandırılabilir ve tek bir lekeli yıldızda belli bir enlemdeki dönme dönemine karşılık gelir). Daha sonra ise flip-flop gibi Güneş'te de olduğu bilinen olguların varlığı, doğrusal temsilin çıkarılması ile kalan verilerde sinüs benzeri değişimler aranarak yapılır.

Üçüncü yöntem Fourier analizine dayanmaktadır ve Period04 programı ile yapılmaktadır. Bu programda temel olarak üç modül bulunur: zaman dizgi modülü, temsil (fit) modülü ve Fourier modülü. Zaman dizgi modülü verilerin girişi, sıralanışı ve bölümleme için kullanılır. Temsil modülü, verilerin tamamı ya da bir kısmı için en küçük kareler yöntemi ile temsilini sağlamak içindir. Fourier modülü ise farkını alarak verilerde bir ve birden çok frekansları arayabilmektedir. Bu program, genelde kullanılan Hızlı Fourier Dönüşümü (FFT) algoritması yerine Ayrı Fourier dönüşüm algoritmasını (Discrete Fourier transform algorithm) kullanır. Her sezon için elde edilen dönemler incelenir ve ortalama parlaklık ya da genlik arasında bir ilişki olup olmadığı aranır.

Günümüzde en sık kullanılan yöntem Fourier analizine dayanan ışıkölçümsel dönem analizidir. Genelde zonklayan yıldızlar için kullanılsa da, temel olarak dönem değişimi arandığı için, aktif yıldızlar için de elverişli bir yöntemdir.

2. FG UMa Aktif Yıldızı ve Analizleri

2.1. Leke kaynaklı O-C değişimine dayanan yöntem

FG UMa (HD 89546) aktif yıldızının tüm gözlem sezonlarını içeren verilerin grafiği şekil 1'de gösterilmiştir (gözlem verileri [1]'den alınmıştır). Bu grafik zamana göre V parlaklığı grafiğidir ve ayrı ayrı sezonlar farklı renklerde gösterilmiştir. Bu yıldızın tayf türü ve ışıtma sınıfının belirlenmesi ile ilgili bazı problemler olsa da, *K0* tayf türünden ve III. ışıtımsa sınıfından, metalce fakir bir dev yıldız olduğu tahmin edilmektedir [1].

Bu yönteme göre, öncelikle her bir sezon için var olan ışık eğrilerinde minimum ve maksimumlar belirlenir (bkz. Şekil 2). Bunu için parabolik temsiller kullanılır ve daha sonra da her bir minimumun ve maksimumun zamanları belirlenir. Böylece *O* değerleri saptanmış olur. *C* değerlerini de $C = T_o + EP$ bağıntısı yardımı ile bulunur. Burada, *P* için Fekel et al. (2002) tarafından tayfsal olarak belirlenen dönem kullanılmıştır ve değeri 21.35957 gündür. T_o ise 49866.3727 olarak seçilmiştir. Çevrim sayısına göre *O-C* grafiği şekil 3'de verilmiştir. *O-C* grafiğinde iki yerde kesikli artışlar görünmektedir. Bu kesikli durumlar, ilkine 0.5 ve ikincisine 1.0 çevrime ekletilerek giderilmiştir. Bu kesikliliğin olduğu anlar sırası ile JD=50735.5044 ve JD=51662.0443 karşılık gelmektedir ve yıldızda flip-flop olarak bilinin aktif bölgelerin yer değiştirmesinin gerçekleştiği anlar olarak yorumlanmıştır. Flip-flop dönemi de ortalama 3.46 yıl olarak saptanmıştır. Güneş için bu değer, kuzey ve güney yarı küreleri için farklı olmak üzere, sırası ile 3.8 ve 3.65 yıl olarak verilmektedir [2].

Elde edilen yeni *O-C* grafiğinden yararlanarak doğrusal temsil ile dönem düzeltmesi yapılmıştır. Doğru denklemi,

$$(O-C)I = -0.18261E - 1.51127$$

olarak belirlenmiştir. Buna göre yapılması gereken dönem düzeltmesi miktarı $\Delta P = -0.18261$ gündür. Bu düzeltme, fotometrik dönem ile co-rotation enlemine ait dönemin farklılığından kaynaklanmıştır. Öyle ise düzeltilmiş dönem $P' = 21.17696$ olmaktadır. Bu doğrusal temsilden kalan değişim incelenirse (bkz. Şekil 4), bir parabol ile temsil edilebileceğin anlaşılmaktadır. Azalan bir parabol, dönemin her çevrimde azaldığı anlamına gelir. Her bir çevrim başına azalma miktarı:

$$(O-C)II = -0.001794\,E^2 + 0.107962\,E + 0.183678$$

parabolik denkleminden $\frac{dP}{dE} = 2a = 2\times(-0.001794) \Rightarrow \frac{dP}{dE} = 0.003588$ gün bulunur. Bulunan bu dönem değişimi, diferansiyel dönmeden kaynaklanmaktadır; üst enlemlerde oluşan leke grupları, daha hızlı dönen alt enlemlere göç ettikçe, dönemin azaldığı gerçeğine dayanmaktadır.

Parabolik temsilden olan farkları değerlendirildiğinde ise (bkz Şekil 4), hem maksimumlar hem de minimumlarda yaklaşık zıt evreli sinüs benzeri bir değişimin varlığından söz edilebilir. Genliği küçük ve belli belirsiz olsa da eğer sinüs benzeri bir değişimin olduğunu varsayılırsa, bu yıldızda flip-flop olgusuna karşılık gelecektir. Ayrıca, böylesi bir sinüzoidal değişim, flip-flop sırasında, aralarında 180° olan aktif boylamların yer değiştirdiği düşünülürse, leke gruplarının bulunduğu bir önceki boylam ve enleme göre daha üst bir enlemde ortaya çıkması olarak yorumlanabilir. Bu da ancak flip-flop'un manyetik eksen ile 90°'lik bir açı yaparak gerçekleşmesi ve manyetik eksen ile dönme ekseni arasında belli bir açının olduğu durumda olanaklıdır. Böylesi bir açıklamanın gözlemsel olarak testi, lekelerin enlemleri hakkında bilgiye doğrudan sahip olunamadığında, çok zor olacaktır.

2.2. Leke minimumuna dayanan yöntem

Bu yöntemde, her sezon için evreye göre parlaklık grafiği çizilir. Bu ışık eğrilerinde sinüs benzeri değişimler belirlenmeye çalışılır. Eğer aynı sezon içinde bir birinden ayrılabilen sinüs benzeri değişimiler varsa, bunlar ayrı ayrı olarak değerlendirilir ve bu her sezon için uygulanır. Bu ışık eğrilerindeki derin ve sığı minimum evreleri belirlenir. Bunun için altıncı dereceden polinomlar kullanılmıştır (bkz. Şekil 5). Elde edilen bu minimumlar sırası ile θ_I ve θ_{II} değerleridir ve θ-ortalama JD grafiği oluşturulur (bkz. Şekil 6). Bu grafik θ değerlerine bir ya da iki çevrim sayısı (tam evreler) ekletilerek düzenlenmiştir. Daha sonra doğrusal temsiller içi içe geçen θ_I ve θ_{II} değerlerinin her biri, o doğrusal temsilin içinde yer alıyormuş gibi yapılmıştır. Böylesi bir değişim, aralarında 180° olan aktif iki boylamın olduğuna işaret etmektedir. Bu aktif boylamlardaki lekelerin göç dönemleri, sırasıyla, 6.60 yıl ve 7.38 yıl olarak belirlenmiştir.

Doğrusal temsillerde olan farklar, şekil 7'da yer almaktadır. Her ne kadar düzenli bir değişim olduğu görülse de herhangi bir dönem ya da dönem değişimi saptanamamıştır.

2.3. Periodogram analizine dayana yöntem

Yukarıda da belirtildiği üzere, bu yöntemde Period04 adlı program kullanılır. Bu verilerde Fourier analizi ile dönemsellik araştırılır. Öncelikle tüm sezonlarda global değişimler araştırılmıştır ve iki tane dönme belirlenmiştir. Bu dönemler, 6.70 ve 6.54 yıl olarak saptanmıştır. Daha sonra her bir sezon için, bu global değişimlerin farklı alınarak, dönemsellik araştırılmıştır. 8. sezon hariç diğer tüm sezonlarda iki farklı dönme değerleri belirlenmiştir. Bulunan dönme dönemleri gözlemlenen her bir sezon için ortalama JD değerlerine karşı çizdirilmiştir (bkz. Şekil 8 ve Şekil 9). Azalan bir dönme dönemi, leke gruplarının eşleğe doğru hareketi nedeniyledir. Ancak sonuçlar değerlendirildiğinde göç dönemi saptanamamıştır. Verilerin dağılımına bakıldığında, ek gözlem verilerinin gerektiği söylenebilir.

3. Yöntemlerin Karşılaştırılması ve Değerlendirme

Lekelerin göç dönemleri ikinci yöntemde 6.60 yıl ve 7.38 yıl olarak belirlenmiştir. Üçüncü yöntemde ise global değişimlerden yararlanarak 6.70 ve 6.54 yıl olarak saptanmıştır. İlk yöntem ile böylesi bir göç dönemi belirlemek yöntem açısından olanaklıdır ancak bu yıldız için belirlenememiştir. Leke gruplarının daha üst enlemlerde doğup daha alt enlemlere göçü ve diferansiyel dönme nedeniyle ışık eğrilerinde oluşan sinüs-dalga benzeri değişimler değerlendirildiğinde, bu leke gruplarının ortalama boylamlarının takibi en kolay ikinci yöntem olduğunda, daha anlamlı ve güvenilir sonuçların elde edilebildiği söylenebilir. Burada incelenen FG UMa yıldızı için değerlendirildiğinde, birinci yöntemin diğer yöntemlere göre ayrıcalığı ise flip-flop dönemi ve gerçekleştiği zamanların belirlenebilinmiş olmasıdır.

Tabi bu sonuçların sadece fenomolojik bir irdeleme sonucu elde edildiği unutulmamalıdır. Çünkü daha ayrıntılı bir inceleme ve daha anlamlı sonuçların elde edilebilmesi, ancak aktif yıldızlardaki olguları fiziksel bir açıklaması, dinamo kuramı gibi, yapıldığında olanaklı olacaktır. Aksi durumda ise, aşırı varsayımlar yapılarak ancak bilgi türetilebilinmektedir.

Her yöntem için bir değerlendirme yapmak gerekirse, gözlem verilerinin çok daha iyi belirlenmiş olması gerekmektedir. Özellikle de minimumların ve maksimumların çok iyi belirlenmiş olması, verilerin analizinde kritik bir öneme sahiptir. Ayrıca uzun dönemli gözlemlerin var olması da global değişimlerin belirlenebilmesi açısında çok önemlidir. Örneğin flip-flop, diferansiyel dönme gibi olguların iyi bir şeklide saptanması için uzun dönemli gözlemlerin var olması gerekir.

Kaynaklar

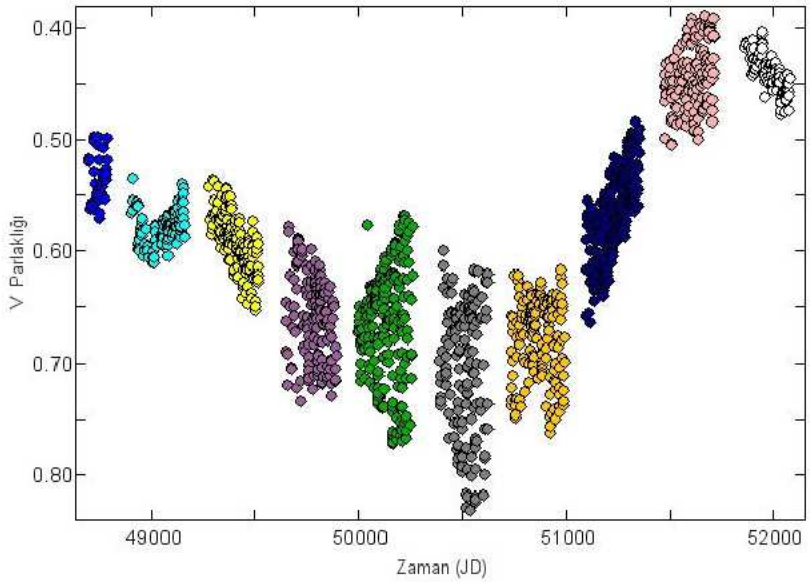
[1] Fekel, F., C. et al., 2002, Chromospherically Active Stars. XXI. The Giant, Single-Lined Binaries HD 89546 and HD 113816, *The Astronomical Journal*, Volume 124, Issue 2, p. 1064–1076,

[2] Elstner, D.; Korhonen, H., 2005, Flip-flop phenomenon: observations and theory, *Astronomische Nachrichten*, Volume.326, Issue 3, p.278-282.

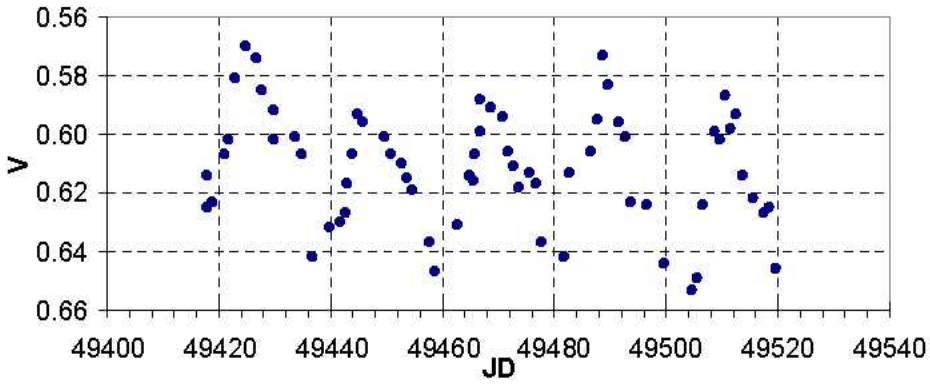
Tablolar ve Şekiller:

Tablo 1 FG UMa aktif yıldızının temel özellikleri (Fekel et al., 2002).

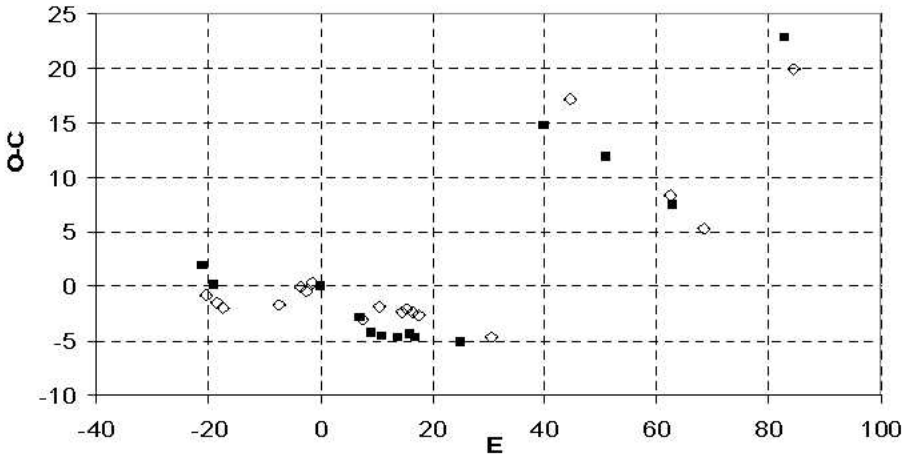
Değişken	Değer	Referans
V (mag)	7.26	Fekel et al. 2002
B-V (mag)	0.98	Fekel et al. 2002
π(arcsec)	0.00573±0.00083	ESA 1997
Tayf türü	G9 III	Fekel et al. 2002
$v\sin i$ (kms^{-1})	18.0±1.0	Fekel 1997
M_V (mag)	1.05±0.33	Fekel et al. 2002
L ($L_\odot$)	42.1±12.8	Fekel et al. 2002
R ($R_\odot$)	9.1±1.4	Fekel et al. 2002



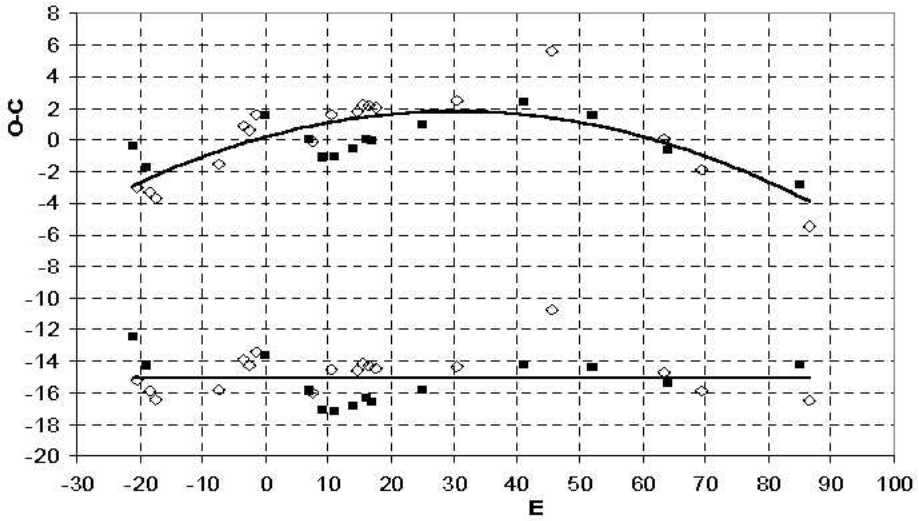
Şekil 1 FG UMa yıldızının 1992 ile 2001 yılları arasında yapılan on sezonluk gözlemlerinin tamamı (Fekel et al., 2002).



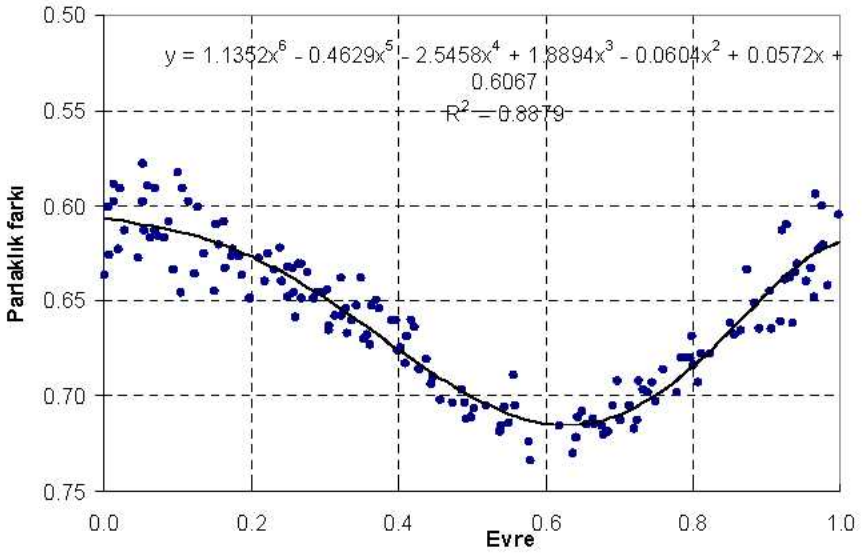
Şekil 2 FG UMa'nın yapılan gözlemlerinden 3. sezonun bir kısmı. Burada minimum ve maksimumlar belirlenir ve daha sonra parabolik temsiller yardımı ile minimum ve maksimum zamanlar belirlenir.



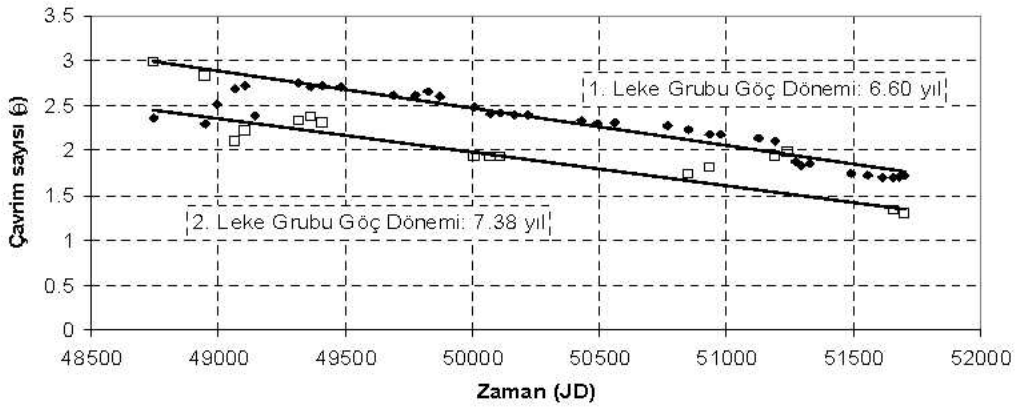
Şekil 3 FG UMa yıldızının O-C grafiği. İçi dolu kareler; minimum zamanlarını, içi boş olanlar ise maksimum zamanlarını göstermektedir.



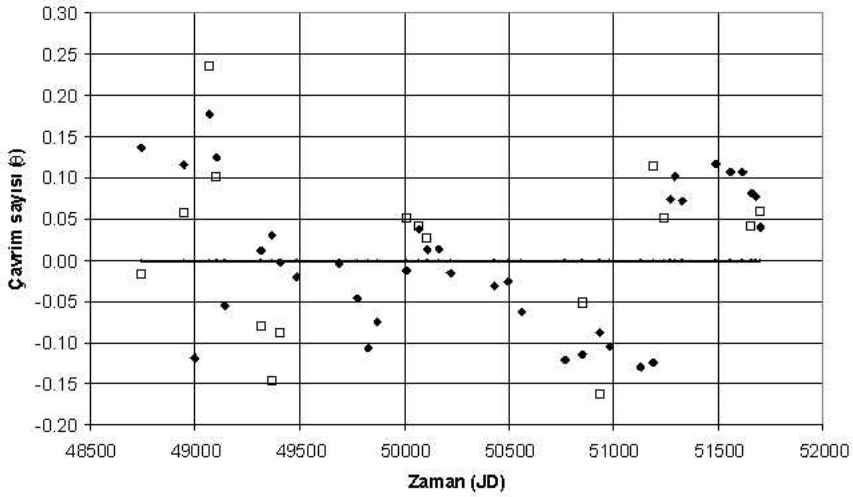
Şekil 4 Şekil 3'teki grafikte doğrusal düzeltme yapıldıktan sonraki kalan değişim (üst kısım). Kalan değişim bir parabol ile temsile edilmiştir. Parabolün çıkarılması ile kalan değişim de grafikte görülmektedir (alt kısım).



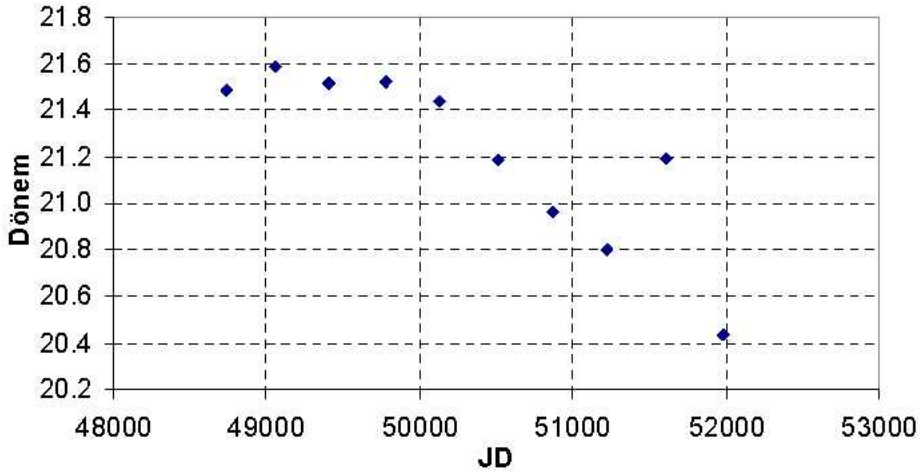
Şekil 5 Sinüs benzeri değişime örnek. Altıncı dereceden bir polinom ile temsil edilmiştir.



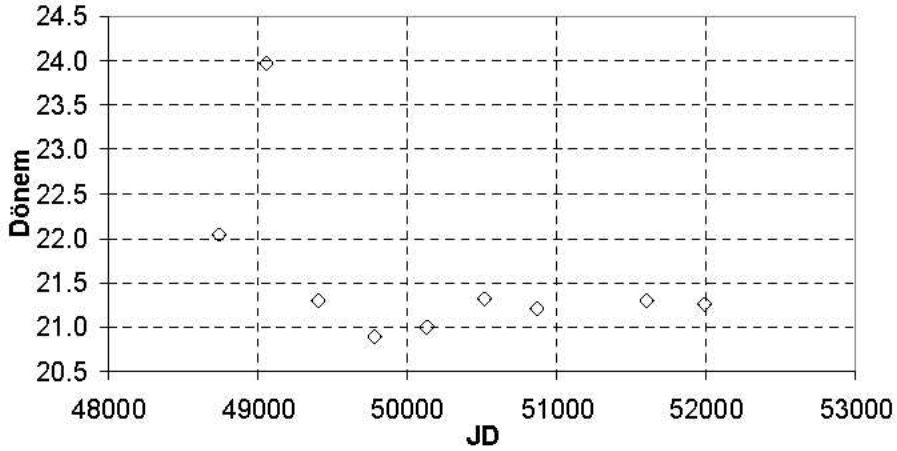
Şekil 6 Zaman göre θ değişimi. Doğru temsillerin arasında 0.5 kadar evre fark olması, birbirinden 180 derece ayrılmış iki aktif boylam olduğunu göstermektedir.



Şekil 7 Şekil 5'teki grafikte doğrusal temsilden olan farklar. Dönemsel bir değişim olduğu görülse de, saçılmalar nedeniyle bir dönem saptanamamıştır.



Şekil 8 Her bir sezonun ortalama JD'lerine göre, bulunan *birinci dönemlerin* grafiği.



Şekil 9 Her bir sezonun ortalama JD'lerine göre, bulunan *ikinci dönemlerin* grafiği.

BİRİ EVRİMLEŞMİŞ YAKIN ÇİFT YILDIZLAR İLE İLGİLİ KURAMSAL BİR ÇALIŞMA

Tuncay DOĞAN[1], Mutlu YILDIZ[2]

Özet

Bu çalışmada, Yakın Çiftlerin doğasını anlamada kritik bir öneme sahip olan Değen Çift dizgelerdeki ikinci bileşenlerin yapısı üzerinde durulmuştur. Bu ikinci bileşenlerin ışıtmalarının kütlelerine göre çok fazla olması, yapısal olarak açıklanması gereken temel problemlerden biridir.
Değen Çift dizgeler üzerine çok fazla araştırma yapılmış olmasına karşın, tüm gözlemsel özellikleri sağlayan değen bir modeli oluşturulamamıştır. Bu problemden hareketle, değen dizgelerin yapısal ve evrimsel olarak daha iyi anlaşılabilmesine katkıda bulunmak amacıyla, ikinci bileşenlerin kütle kaybı/aktarımı nedeniyle özek koşullarının yıldızın başlangıç kütlesine bağlı olduğu yaklaşımına dayanan yıldız içyapı modelleri yapılmıştır. Bu modellerde, bileşenler arası olası enerji aktarımı göz ardı edilmiştir.
Elde edilen model sonuçlarının, Değen dizgelerdeki ikinci bileşenlerin gözlemsel özellikleri ile uyumlu olduğu belirlenmiştir.

Anahtar kelimeler: *Yakın çift yıldızlar, Değen Çift Yıldızlar; W UMa; Kütle aktarımı/kaybı; Yıldız evrimi; Model.*

Abstract

In this study, the structure of the second components of Contact Binaries, which has a critical importance for understanding of the nature of Close Binaries, was studied. These stars have very large luminosity according to their mass and this fundamental problem needs to be explained structural.
Despite the many investigations of Contact systems, there is no constructed contact models of W UMa systems that satisfy all the observational constrains. Along the purpose, to understanding of contact systems structural and evolutionary, we made some models which was constructed on approach that core conditions of the second components are similar like initial mass of star due to mass loss/transfer. The energy transfer between components was not taken into account in the models.
Obtained model results show significantly good agreement with observational properties of the second components of W UMa-type systems.

Keywords: *W UMa-type binary systems, Contact binary stars, Close binary stars, Mass transfer, Mass loss, Model.*

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova/İzmir, 0232 3884000, tdogan@mail.ege.edu.tr*
[2] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova/İzmir, 0232 3884000, mutlu.yildiz@mail.ege.edu.tr*

1. Giriş

Yıldızların açısal momentum evrimi, kütle kaybı ve aktarımı gibi fiziksel olgular Değen çift yıldızlar (ışık eğrisine göre yapılan sınıflamada W UMa türü olarak da adlandırılır), yarı-ayrık çift yıldızlar, aktivite gösteren çift yıldızlar gibi geniş bir aralığı kapsayan yıldızlar için yapısal ve evrimsel sonuçları olan önemli süreçlerdir [1]. Yakın çift yıldızlarda gerçekleşmekte olduğu bilinen kütle kaybı olguları da, yıldızların şu anki gözlemsel özelliklerini, evrimlerini ve açısal momentum evrimini belirleyici niteliktedir. Ancak kütle kaybı miktarının hesaplanması, henüz, belli varsayımlar altında olanaklıdır. Yakın çift dizgelerde ise durum, genelde bir bileşenden diğerine kütle aktarımı olarak değerlendirilmektedir; yani toplam açısal momentumun korunduğu varsayılmaktadır. Bu durumda da, kütle veren ve alan bu yıldızların, kütle kaybettikten ya da kütle aldıktan sonraki evrimlerinin nasıl olacağının belirlenebilmesi önem kazanmaktadır. Buradaki çalışmada da özellikle, Değen çift dizgelerdeki hala kütle aktaran ya da geçmişte aktarmış olan ikinci bileşenler üzerinde durulacaktır.

Çift yıldızların sınıflanması ile ilgili var olan problemlere bu çalışma kapsamında değinilmemiştir. Özellikle yakın çiftlerin sınıflandırılmasında Roche geometrisi ya da ışık eğrisinin kullanılması sonucu meydana gelen karışıklık, temel olarak yakın çiftlerin evrimine açıklık getirme başarısı gösterememiştir. Dolayısıyla burada bu sınıflama farklılıklarına değinilmeden, değen dizgelerin ikinci bileşenleri incelenmiştir.

Değen dizgelerde açısal momentumun korunmadığı durumlar değerlendirildiğinde, açısal momentum kaybının üç farklı yol ile gerçekleşmekte olduğu önerilmektedir [2]:

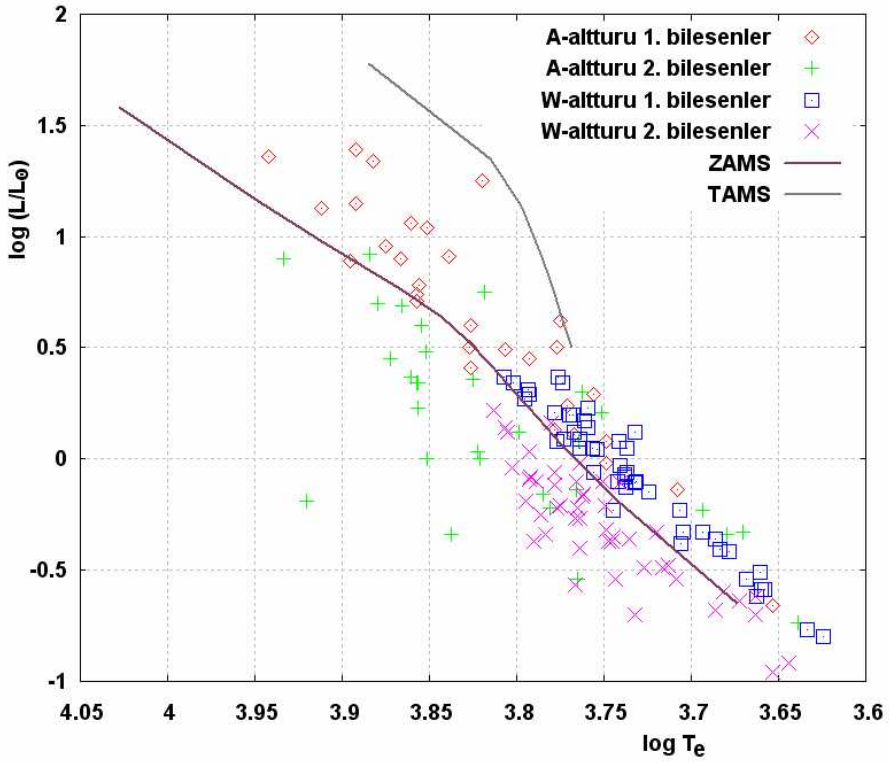
- L_2 (Lagrange 2) noktasından kütle kaybı ile (dış Roche lobunun dolması),
- Manyetik yıldız rüzgârları ile (manyetik frenleme),
- Kütleçekimsel ışıma ile.

Kütle kaybının, baskın olarak manyetik rüzgarlar ile olduğu kabul edilir [2]. Nedeni ise, Değen türü dizgelerin oluşumu ve evrimi için önerilen senaryoların/modellerin genellikle dönemsel salınımlar (periodic oscillation) öngörmesidir. Buna göre; bu tür çift dizgelerin, ömürlerinin bir kısmını değen olarak, bir kısmını da yarı-ayrık olarak ve sonra da bu durumun tekrarlanması ile çevrimsel değişim gösterdikleri önerilir [2].

Bu çalışma kapsamında ilgilenilen yakın çift yıldızlarda ve özelikle Değen-türü dizgelerde kütle aktarımı ve açısal momentum evrimi, bu dizgelerin kendilerine has olan özelliklerinin şekillenmesinde ana etkenlerdir. Çünkü Değen dizgelerde, özellikle kütle veren ikinci bileşenin ışıtması ile ilgili hala çözümlenmemiş problemler söz konusudur; ikinci bileşenlerin kütlelerine göre ışıtmaları oldukça fazladır. Buna göre, burada önerilen olası açıklama kısaca şöyledir: Değen dizgelerinde, ikinci bileşen yıldızdan birinci bileşen yıldıza önceden gerçekleşmiş ya da hala gerçekleşmekte olan kütle aktarımı söz konusu olduğundan, başlangıçta ikinci bileşenin kütlesi daha fazla olmalıydı ki şimdi büyük kütleli olan yıldızdan daha çabuk evrimleşmiş olsun. Bu demektir ki, ikinci bileşenin merkezindeki fiziksel koşullar yıldızın şimdiki kütlesine bağlı olduğu kadar (hatta daha fazlası), başlangıçtaki kütlesinin ne olduğuna da bağlıdır. Demek ki, bu doğrultuda önerilen açıklama, ikinci bileşenin gözlemsel özelliklerinin (ışıtması, sıcaklığı gibi), kimyasal içeriğinin, şu anki özek koşullarının başlangıçta büyük kütleli olan öncül yıldızın (kütle aktarımından önceki) özek koşullarına çok benzediği varsayımına dayanmaktadır. Ancak, yıldızların özek bölgelerini doğrudan gözlemleyemediğimizden, yapılan yıldız modelinin sonuçları, sıcaklık, ışıtma gibi gözlemlenen nicelikleri ile karşılaştırılarak dolaylı olarak test edilmiştir.

2. Değen Çift Dizgeler: Alttürler ve Genel Özellikleri

Net bir şekilde Değen çiftleri A-türü ve W-türü olarak ikiye ayrılır. Sınırlı sayıda araştırmacı tarafından, A ve W alttürlerine ek olarak, H ve B alttürleri de önerilmektedir [3]. A ve W olarak yapılan ayrım gözlemsel HR diyagramı ($\log T_e$ – $\log L/L_\odot$) ve kütle-ışıtma ($\log M/M_\odot$ – $\log L/L_\odot$) diyagramında da çok açık bir şekilde görülmektedir (bkz. Şekil 2.1 ve 2.2). Bu nedenle, daha çok W ve A alttür ayrımı üzerinde durulacaktır. A, W, B ve H alttür ayrımları kısaca şöyledir: **A-alttürü;** dizgedeki büyük kütleli bileşen daha sıcak, **W-alttürü;** dizgedeki küçük kütleli bileşen daha sıcak, **B-alttürü;** dizgedeki bileşenler arasındaki sıcaklık farkı 1000K'den daha fazla ve **H-alttürü;** bileşenleri A, W ve B alttürlerin sahip oldukları etkin sıcaklıklara benzer ancak kütle oranı q'nun 0.72'den büyük olduğu dizgelerdir. Özellikle H-alttür ayrımının yapılmasının nedeni; ışıtma oranları ile kütle oranları arasındaki ilişkinin H-alttürlerinde, diğer alttürlere göre farklı olmasıdır [3]. Burada da, özellikle HR diyagramında ve kütle-ışıtma diyagramında daha belirgin olan W-alttürü ve A-alttürü ayrımları üzerinde durulmuştur.



Şekil 2.1 Değen dizgeleri; A-alltürü, W-alttürü, birinci bileşenler ve ikinci bileşenler olarak ayrı ayrı HR-diyagramında işaretlenmiştir, veriler [4]'ten alınmıştır. Ayrıca, teorik ZAMS ve TAMS eğrileri de şekilde gösterilmiştir, veriler [5]'ten alınmıştır.

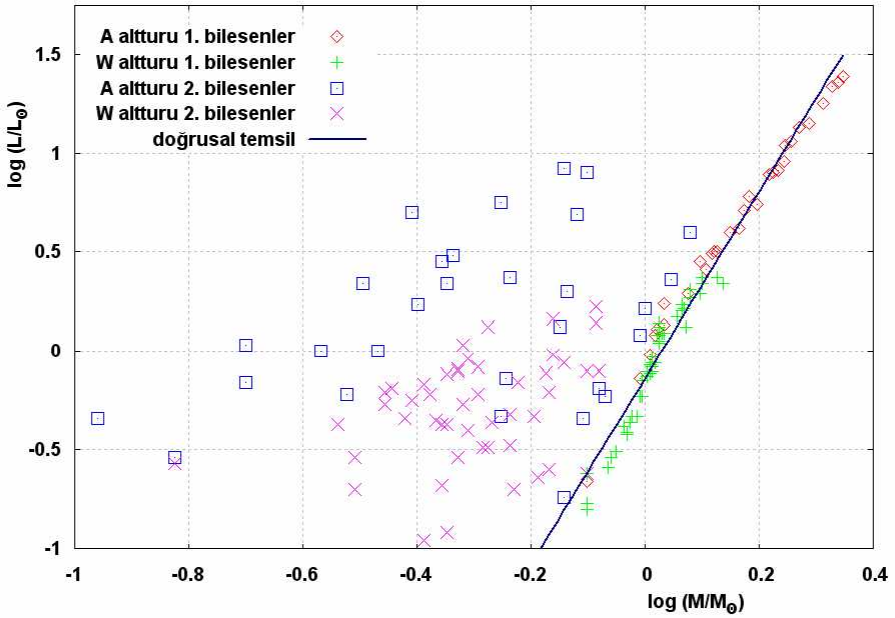
Değen dizgelerin HR diyagramındaki dağılımlarını incelersek (Şekil 2.1), A-alttürü ve W-alttürü ayrımı açık olarak görülebilir. Ayrıca, HR diyagramında birinci ve ikinci bileşenlerin de birbirilerinden ayrıldıkları göze çarpmaktadır. Şekil 2.1'de, baklava dilimi, A-alttürü birinci bileşenleri; artılar, A-alttürü ikinci bileşenleri; kareler, W-alttürü birinci bileşenleri; çarpılar, W-alttürü ikinci bileşenleri; kalın koyu çizgi, ZAMS (Zero Age Main Sequence) çizgisi; gri çizgi ise, TAMS (Terminal-Age Main Sequence) çizgisini işaret etmektedir. Birinci bileşenler anakolda yer alırken, ikinci bileşenler daha çok anakolun alt bölgelerinde toplanmıştır. Dikkat edilirse, artı ile gösterilen A-alttürü ikinci bileşenlerden anakol üzerinde olanları da vardır.

Anakol yıldızları için geçerli olduğunu bildiğimiz kütle-ışıtma ilişkisinin Değen dizgelerdeki bileşenler için ayrı ayrı geçerli olup olmadığına dair daha ayrıntılı inceleme için dizgedeki birinci ve ikinci bileşenlerin Güneşinkilere oranları kullanılarak kütle-ışıtma grafiği oluşturulmuştur (Şekil 2.2). Bu grafikte, incelediğimiz Değen dizgelerdeki ikinciler için bir kütle ışıtma bağıntısından söz etmek olası görülmez iken, birinciler için durum farklıdır. Şekil 2.2'den, birincilerin kütle ışıtma bağıntısı:

$$\log L_1/L_\circ = (4.717 \pm 0.089)\log M_1/M_\circ - (0.138 \pm 0.012) \qquad (1)$$

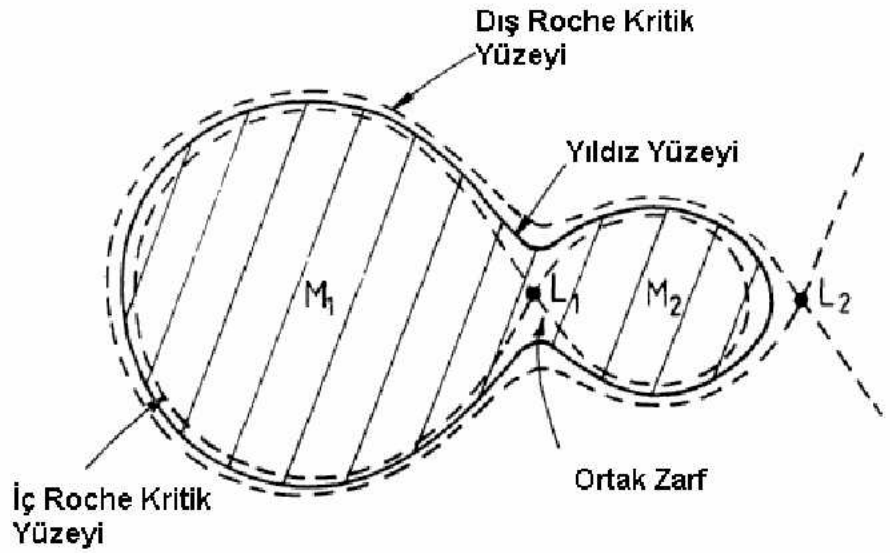
$$\Rightarrow \frac{L}{L_o} \propto \left(\frac{M}{M_o}\right)^{4.717} \qquad (2)$$

olarak bulunmaktadır (sıfır indisli olanlar, Güneşe ait değerleri simgelemektedir). Burada kullanılan Değen dizgelerindeki birinci bileşenler bir doğru ile temsil edilebildiklerine göre (bkz. Şekil 2.2, denklem 1 ve 2), bu yıldızlar için bir kütle ışıtma bağıntısından söz edebiliriz. Oysa dizgelerdeki ikinci bileşenler için böylesi bir kütle-ışıtma bağıntısından söz etmek olanaklı değildir.



Şekil 2.2 Değen dizgelerin A-alltürü, W-alttürü, birinci bileşenler ve ikinci bileşenler ayrı ayrı Güneş kütlesi ve ışıtmasına oranları alınarak kütle-ışıtma diyagramında işaretlenmiştir, veriler [4]'ten alınmıştır. Burada incelenen Değen dizgelerindeki birinci bileşenler, bir doğru ile temsil edilebilmektedir.

HR diyagramında A-alttürü Değen dizgelerinin ikinci bileşenleri, W-alttürü ikinci bileşenlerin, hatta W-alttürü birinci bileşenlerin bulundukları geri tayf türlerine kadar uzandıkları görülmektedir (bkz. Şekil 2.1). Bunun nedeni, A-alttüründeki ikinci bileşenlerin soğuk olması ve bu nedenle de gözlemlerdeki hataların büyük olması olabilir. Kütle-ışıtma diyagramında, her iki alttürdeki birinci bileşenlerin kütle-ışıtma bağıntısına uyduğunu, ancak ikinci bileşenlerin uymadıklarını belirtmiştik. Böylece, tayf türü bakımından bu alttürlerin farklı dağılım gösterdiklerini söyleyebiliriz. A-alttürü W-UMa dizgelerin bileşenleri A-F tayf türü aralığındayken, W-alttürünün bileşenleri G-K tayf türü aralığındadır.

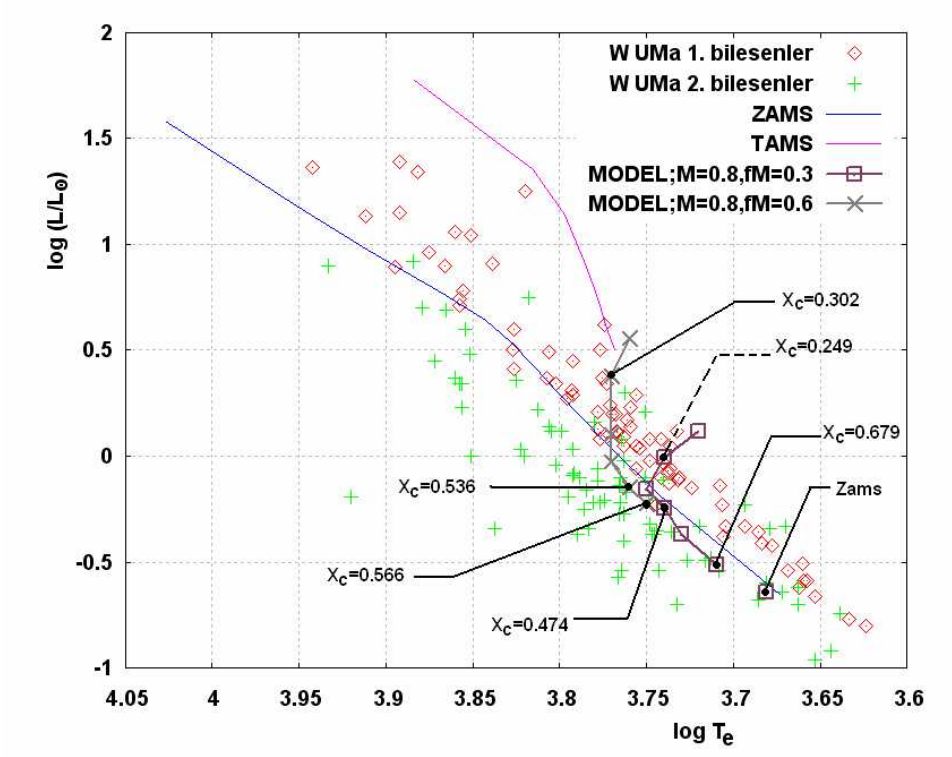


Şekil 2.3 M_1 ve M_2 birinci ve ikinci bileşenlerin kütlelerini göstermek üzere bir değen çift dizgenin Roche geometrisi. Burada $M_1 > M_2$ olmak üzere, L_1 ve L_2 ; sırası ile, iç ve dış Lagrange noktalarıdır.

İki bileşenin birbirine olan yakınlıklarından dolayı kütle aktarımının varlığı aşikârdır. Birinci bileşenin aldığı kütle, ikinci bileşenin en üst katmanından gelir ve Lagrange 1 (L1) noktasından akar (L1 noktasının konumu için bkz. Şekil 2.3). Dolayısıyla, ikinci bileşenin üstteki ince bir katmanı soyulmuş olur ki bu nedenle de alttaki daha sıcak katmanlar ortaya çıkar. Böylece, ikincinin sıcaklığı birinciden daha fazla olur. Bu durum akan madde miktarına da bağlı olacaktır.

3. Model ve Sonuçları

$M_*=0.8M_\odot$ kütlelere sahip, özekteki başlangıç kimyasal kompozisyonun Güneş kompozisyonunda ve özek kütleleri $fM=0.6M_\odot$-$0.3M_\odot$ seçilmiş olan modeller oluşturulmuştur. Şekil 3.1'teki grafikte yıldızın kütlesinin $0.8M_\odot$ olduğu modellerin sonuçları etkin sıcaklık-ışıtma diyagramına işaretlenmiştir. Bu modeller, $fM=0.3M_\odot$ özek kütlesine sahip $M_*=0.8M_\odot$ kütleli ve $fM=0.6M_\odot$ özek kütlesine sahip $M_*=0.8M_\odot$ kütleli yıldız modelleridir. Şekil 3.1'teki $M_*=0.8M_\odot$ ve $fM=0.3M_\odot$ olan model sonuçları, kareli kalın çizgi ile gösterilmiştir. Bu kalın çizgi üzerindeki her bir kare özeğin farklı hidrojen bolluğuna (X_c) (dolayısıyla da farklı özek yoğunluğu (ρ_c) ve sıcaklığına (T_c)) denk gelen ayrı ayrı yıldız modellerini göstermektedir. Şekil 3.1'te, en düşük ışıtmadan büyük ışıtmalara doğru yukarı gidildikçe, çizgi üzerinde yer alan yedi karenin her birinin değerleri Ek A'da verilmiştir. Örneğin, kareli kalın çizgi üzerindeki ilk kare Zams değeridir. İkinci kare için X_c değeri 0.679 iken, üçüncü kare için X_c değeri 0.474, dördüncü kare için X_c değeri ise 0.134'tür. Kareli kalın çizgi üzerindeki X_c değeri 0.679 olan birinci değer ile, X_c değeri 0.134 olan dördüncü değerlerinin sırasıyla özek yoğunluklarının $1.03\times10^{+02}$ g/cm^3 ile $1.97\times10^{+02}$ g/cm^3'tür. Bu özek koşullarına sahip sonuçların, anakolun alt bölgelerinde yer aldıkları görülmektedir. Böylece burada yer alan bir Değen dizgenin ikinci bileşeninin özek koşulları ve özekteki Hidrojen bolluğu saptanmış olur.



Şekil 3.1 Şekildeki veriler ve semboller şekil 2.1 ile aynıdır. Buna ek olara, kareli çizgi, $M_*=0.8M_\odot$ ve $fM=0.3M_\odot$ değerlerine ait model sonuçları; çarpılı çizgi, $M_*=0.8M_\odot$ ve $fM=0.6M_\odot$ değerlerine ait model sonuçları eklenmiştir. Zams olarak adlandırılan nokta, $M_*=0.8M_\odot$ ve $fM=0.3M_\odot$ için zamstaki değeridir (bkz. Ek A ve Ek B).

$M_*=0.8M_\odot$ ve $fM=0.6M_\odot$ olan model sonuçları ise, çarpılı kalın çizgi ile gösterilmiştir (Şekil 3.1). Şekil 3.1'de yine, en düşük ışıtmadan büyük ışıtmalara doğru yukarı gidildikçe, çizgi üzerinde yer alan altı çarpının her birinin değerleri Ek B'de verilmiştir. Bu model sonuçları arasında, X_c değeri 0.566 olan birinci değer ile X_c değeri 0.536 olan ikinci değerlerin sırasıyla özek yoğunlukları; $1.42\times10^{+02}$ g/cm^3 ve $1.52\times10^{+02}$ g/cm^3'tür. Bu özek koşullarındaki sonuçlar, anakolun altında olan $M_*=0.8M_\odot$ ve $fM=0.3M_\odot$ olan model sonuçlarının üçüncü ve dördüncü noktalarının da altında oldukları Şekil 3.1'te görülmektedir. Demek ki, özek yoğunlukları ve özekteki hidrojen bolluklarının fazla olması, gözlem değerleri ile uyumlu bir biçimde, yıldızları anakolun daha da altında bulunmalarına neden olmaktadır.

Grafiklerde aynı zamanda, Maceroni ve van't Veer'den (1996) alınan Değen dizgelerinin bileşenlerinin gözlemsel değerleri ve Claret'in (2004) teorik ZAMS ve TAMS eğrileri de işaretlenmiştir. Genel olarak sonuçlara baktığımızda, yıldızın kütlesinin sabit kalması ile özek kütlesinin $fM=0.3M_\odot$'ten $fM=0.6M_\odot$'e artması, yine anakolun alt bölgelerine denk gelme ile birlikte, özek kütlesi $fM=0.3M_\odot$ olana göre, daha ışıtmalı ve daha sıcak bölgeye doğru uzanma görülmektedir. Gözlem sonuçları ile uyumlu bir şekilde, anakolun alt bölgesine toplanma söz konusudur. Tabi burada kabul edilen özek kütlesi değerleri, daha çok şu anki değen dizgelerin ikinci bileşenleri için özek koşullarının atası olan yıldız ile benzer olması bakımından değerlendirilmelidir. Aksi olan, şu anki kütleleri ile nükleer tepkimelerin gerçekleştiği böylesi bir kütlede bir nükleer özeğe sahip olmaları söz konusu değildir. Bu seçilen özek kütlesi değerleri sadece olası atası olan yıldızın özek koşullarına benzerliği açısından dikkate alınmalıdır.

Değerlendirilen tüm bu model sonuçlarından, Değen dizgelerdeki ikinci bileşenlerin, Değen dizgelerinin açıklanmasında ve anlaşılmasında kritik bir öneme sahip olduğunu söylenebilir. Bu ikinci bileşenlerin de evrimlerinde kütle aktarımı, ömürlerinin büyük bir kısmında etkili olmuş olabilir. Ancak burada, Değen dizgelerdeki bileşenler arası etkileşimlerden kütle aktarımının ikinci bileşenin yapısına etkisi incelenmiştir. Dolaysısıyla olası enerji aktarımı gibi diğer etkiler göz ardı edilmiştir. Böylesi bir varsayıma rağmen, kütlesinin büyük bir kısmını kaybeden yıldızların ışıtma ve yarıçap gibi salt parametrelerinin önceki kütlesine bağımlığı söz konusu olduğu saptanmıştır.

4. Değerlendirme

Değen çift dizgeleri, hem bileşenlerin birbirine olan yakınlıkları nedeni ile olan etkileşimleri açısından hem de fiziksel olarak değen olmaları açısından, astronomide hala çözümlenmemiş problemlerden birisi olarak önemli bir çalışma alanıdır. Bu kadar çok çalışılmasındaki nedenlerden birisi de (belki de en önemlisi), değişim genliklerinin büyük olması buna bağlı olarak küçük teleskoplarla bile gözlenebilir olmalarıdır. Bu tezin konusu ve amacı da, Değen dizgelerinin oluşumunun ve evriminin anlaşılmasında kritik öneme sahip ikinci bileşenleri için olası bir açıklama geliştirmek olmuştur. Bu çerçevede, temel olarak kütle aktarımına dayanan model gerçekleştirilmiş ve irdelenmiştir.

Yıldızların iç katmanlarını, özellikle merkezi bölgelerini doğrudan gözlemleyemediğimizden, yüzeylerinden elde edilen gözlem verilerinden yola çıkarak, alt katmanlar hakkında çıkarımlar yapılır ya da alt katmanlar ile ilgili yapılan varsayımlar ile oluşturulan model sonuçları gözlem verileri ile karşılaştırılarak dolaylı yoldan bilgi edinilmeye çalışılmaktadır. Bu çalışmada da, Değen dizgelerinde kritik bir öneme sahip olan ikinci bileşenlerin, kütle aktarımı nedeni ile merkezi bölgelerinin yoğunluklarının büyük olduğu ve farklı molekül ağırlıklarının olduğu yaklaşımı ile yıldız içyaspı modelleri yapılmıştır. Gözlemler ile yapılan karşılaştırmalar göstermektedir ki, kütlesinin büyük bir kısmını kaybeden/aktaran bir yıldızın temel bazı parametreleri (ışıtma, yarıçap gibi), önceki kütlesine, özellikle özek kütlesine bağlıdır. Bu bağımlılık özellikle özek koşularının kütle kaybı/aktarımı nedeniyle pek de değişmemesi kabulüne dayanmaktadır.

Ek A

$M = 0.8M_{\odot}$, $fM = 0.3M_{\odot}$ için model sonuçlarının verileri. Düşük ışıtmalıdan, büyük ışıtmalıya doğru 1-7 arası sıralanmıştır. Sadece bu çizelge için, ilk değer, zams değeridir.

	$R/R_{\odot}$	T_e (K)	T-özek (K)	$L/L_{\odot}$	X-özek	ρ-özek (g/cm^3)
1	0.71	4871.72	$1.12\times10^{+07}$	0.26	0.70	$8.52\times10^{+01}$
2	0.71	5091.76	$1.25\times10^{+07}$	0.31	0.68	$1.03\times10^{+02}$
3	0.76	5364.65	$1.45\times10^{+07}$	0.43	0.57	$1.40\times10^{+02}$
4	0.83	5509.98	$1.62\times10^{+07}$	0.57	0.47	$1.73\times10^{+02}$
5	0.90	5560.75	$1.76\times10^{+07}$	0.69	0.39	$1.97\times10^{+02}$
6	1.11	5456.04	$1.96\times10^{+07}$	0.99	0.25	$2.17\times10^{+02}$
7	1.37	5278.13	$2.10\times10^{+07}$	1.31	0.13	$2.26\times10^{+02}$

Ek B

$M = 0.8M_{\odot}$, $fM = 0.6M_{\odot}$ için model sonuçlarının verileri. Düşük ışıtmalıdan, büyük ışıtmalıya doğru 1-6 arası sıralanmıştır.

	$R/R_{\odot}$	T_e (K)	T-özek (K)	$L/L_{\odot}$	X-özek	ρ-özek (g/cm^3)
1	0.80	5661.87	$1.54\times10^{+07}$	0.60	0.57	$1.42\times10^{+02}$
2	0.85	5757.61	$1.62\times10^{+07}$	0.71	0.54	$1.52\times10^{+02}$
3	0.94	5868.96	$1.75\times10^{+07}$	0.94	0.48	$1.64\times10^{+02}$
4	1.07	5917.35	$1.87\times10^{+07}$	1.26	0.43	$1.68\times10^{+02}$
5	1.51	5847.70	$2.06\times10^{+07}$	2.38	0.30	$1.57\times10^{+02}$
6	1.92	5736.87	$2.16\times10^{+07}$	3.60	0.23	$1.47\times10^{+02}$

Kaynaklar

[1] Yıldız, M., 2003, Modeling dissimilar components of the eclipsing binary EK Cep: Does the primary star have a rapidly rotating core?, *Astronomy and Astrophysics*, v409, p689–695.

[2] Li, L., Han, Z. and Zhang, F., 2005, Structure and evolution of low-mass W Ursae Majoris type systems - III. The effects of the spins of the stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v360, p272-281.

[3] Csizmadia, Sz. and Klagyivik, P., 2004, On the properties of contact binary stars, *Astronomy and Astrophysics*, v426, p1001-1005.

[4] Maceroni, C. and van't Veer, F., 1996, The properties of W Ursae Majoris contact binaries: new results and old problems, *Astronomy and Astrophysics*, v311, p523-531.

[5] Claret, A., 2004, New grids of stellar models including tidal-evolution constants up to carbon burning. I. From 0.8 to 125 $M_{\⊙}$ at Z=0.02, *Astronomy and Astrophysics*, v424, p919-925.

RS CVn TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR KATALOĞU

Derya DOĞRU[1], Ahmet ERDEM[1], Osman DEMİRCAN[1]

Özet

Örten değişen tayfsal çift yıldızlar, yörünge ve fiziksel öğeleri en duyarlı belirlenebilen yıldız sistemleridir. Bu çalışmada, literatürde RS CVn türü oldukları belirtilen çift yıldızlardan yalnızca örten çift yıldızlar ele alınmış; bunların öğeleri literatürden güncelleştirilmiş ve 6 ayrı çizelge halinde verilmiştir. Çizelgeler sırasıyla yıldız kimlik bilgilerini, fotometrik özelliklerini, ışık eğrisi çözüm öğelerini, tayfsal ölçümlerini, salt öğelerini ve aktivite belirteçlerini içermektedir. Katalogda verilen yıldızların HR diyagramında konumları da tartışılmıştır.

Anahtar kelimeler: *çift yıldızlar: örten – katalog – yıldızlar: temel öğeler*

Abstract

Eclipsing spectroscopic binary stars are the stellar systems, whose orbital and physical parameters are the most reliably obtainable. In the present work, we considered only the RS CVn type eclipsing binary stars whose current parameters are collected from the literature and presented them in six separate tables. These tables summarize information on the photometric, spectroscopic, orbital, and physical properties (especially absolute parameters and indicators of activity, i.e. light-curve asymmetries, CaII H and K emission, Hα behavior, x-ray luminosity, and radio flux density) of the systems. Positions of the components of RS CVn type eclipsing binaries in the HR diagram are also discussed.

Key words: *binary stars: eclipsing – catalogue – stars: fundamental parameters*

1. Giriş

Yıldızların mutlak parametrelerini doğrudan ölçmeye yarayan yegane yol, örten çift yıldız sistemlerinin ışık ve dikine hız eğrilerinin birlikte analizidir. Bu özelliği yada üstünlüğü, örten çift yıldızlar üzerine çalışmayı, Astrofiziğin en önemli araştırma alanlarından birisi haline getirir. Bu sistemler, Astrofizikte karşılaşılan birçok olayın incelenmesi için de en iyi laboratuarlardır. Yıldız oluşumu mekanizması, yıldız gelişimi, manyetik etkinlik, gel-git etkileşimi, kütle aktarımı veya kaybı, açısal momentum aktarımı veya kaybı gibi konuların araştırılmasına olanak sağlarlar. Açıkçası, onların yıldız astrofiziğindeki rolleri, yıldız kütle ve yarıçaplarının belirlenmesindeki yararlarının da ötesine uzanmaktadır. Bu olanaklar, duyarlı ölçümlerin yapılabilmesi ve yeni teorilerin geliştirilmesiyle orantılı olarak artmaktadır. Özellikle, çift sistemlerin bazı özel sınıflarını çalışmak astrofizikçiler için ilgi çekici olmaktadır. Örneğin bu çalışmada RS CVn türü örten çift yıldızlar ele alınacaktır.

RS CVn türünden çift yıldızlar sınıflaması, kromosfer kökenli aktivite gösteren yıldızları bir grupta toplamak üzere ilk kez [1] tarafından yapılmış ve bu sınıfa tayf türü F

[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale. Tel.: 0286 2180019/1942, Faks: 0286 2180533.*
e-posta adresleri: dsurgit@comu.edu.tr, aerdem@physics.comu.edu.tr

ve/veya G tayf türünden olan, ışıtma sınıfı IV ve/veya V olan ve tayflarında CaII H ve K güçlü salma çizgisi gösteren çift yıldızlar alınmıştır. Daha sonraları, bu sınıflamada 100'e yakın üye [2] tarafından listelenmiş ve bu türe ait iki önemli özellik daha ortaya konmuştur: (i) CaII H ve K salma çizgileri ya soğuk yıldızdan ya da her iki bileşenden kaynaklanmaktadır ve (ii) ışık eğrisinde tutulma dışında da değişimler gözlenmektedir. İkinci özellik, çoğu yazar tarafından Güneş'tekine benzer olarak aktif yıldızın manyetik kökenli aktivitesi sonucu yüzey üzerine çıkan soğuk lekelerin varlığı ile açıklanmaktadır.

Örten çift yıldızlar üzerine yapılan duyarlı ve güvenilir gözlemler ve modern analizleri çoğaldıkça; RS CVn türü aktif çift yıldız özellikleri yada kapsamı genişlemiş ve bazı özel sınıfların daha tanımlanması zorunluğu ortaya çıkmıştır: örneğin, BY Dra grubu [3]. BY Dra türü değişenler, ilk olarak UV Ceti flare yıldızlarının bir alt grubu olarak tanımlanmış ve grup belirteci olarak birkaç gün yada birkaç ay dönemli küçük genlikli fotometrik değişmeler göstermeleri, K yada M tayf türü anakol cücelerinden olmaları ve tayflarında CaII H & K ve Hα salma çizgileri vermeleri saptanmıştır. BY Dra türü değişenler, benzerlikleri nedeniyle, çoğu zaman RS CVnlerle birlikte ele alınmışlardır. Bu nedenle, kavram karmaşıklığını önlemek amacıyla; bu türden yıldızların tümü, "aktif kromosferli çift yıldızlar (Chromospherically Active Binaries, CAB)" tanımı altına alınmıştır [4]. CAB'ler, kromosfer, geçiş bölgesi ve korona aktivitesi güçlü olmasıyla tanınan F tayf türü veya daha geç türde ayrık çift yıldız sistemleridir. CaII H ve K çizgi merkezinde ve bazen Hα dalgaboyunda belirgin olan salma, kromosferik aktivitenin en temel belirtecidir ve yıldız lekelerinden kaynaklanan fotometrik değişimleri de beraberinde getirir. CAB'ler bir veya iki bileşeni birlikte dev, alt dev veya anakol yıldızı olabilen heterojen bir gruptur.

Son yıllarda iyice ilgi odağı haline gelen CAB'ler üzerine şimdiye kadar dört katalog yayınlanmıştır: [5], [4, 6] ve [7]. Bunlardan Eker'in çalışması, preprint olarak Wisconsin Astrophysics, No: 212'de basılmıştır. Strassmeier ve ark., 168 sistemi içeren ilk CAB Katalogunu 1988 yılında yayınlarken, beş yıl sonra 1993 de yayınladıkları ikinci katalogda CAB sayısını 206 ya yükseltmişlerdir. Strassmeier grubundan farklı olarak, Dryomova ve ark., seçtikleri 31 kısa dönemli RS CVn türü örten çift yıldızın yörünge öğelerini, kütle ve ışıtmalarını içeren bir katalog yayınlamışlardır.

CAB'ler üzerine, özellikle Strassmeier grubunun 1993'te yayınladıkları CAB Katalogundan bu yana yaklaşık 13 yıl boyunca artan ve/veya değişen yeni veriyi değerlendirmek üzere, yeni bir CAB Katalogu çalışması, Eker grubu tarafından bir TÜBİTAK projesi kapsamında yapılmaktadır. Bu çalışmada ise Eker grubunca yürütülen CAB katalogu çalışmasının bir kısmı, yalnızca RS CVn türü örten çift yıldızlar, ayrı kataloglanmıştır. Çalışmamızın kapsamı, örten çift yıldız gözlemlerinin en güvenilir yıldız salt parametrelerini vermesi nedeniyle, RS CVn'lerin yalnızca örten çift yıldız olanlarına sınırlandırılmıştır. Amaç, RS CVn çift yıldızları yada daha genel olarak CAB'ler üzerine yapılacak olan duyarlı ve güvenilir bir istatistik veri tabanı sağlamaktır.

2. Katalogun Tanıtımı

Çizelge 1: Yıldız kimlik bilgileri

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı (Değişen Yıldızlar Genel Katalogu GCVS'den).
3. Genel Yıldız Katalogu (General Star Catalogue) numarası.
4. Henry Drapper (HD) Katalog numarası.
5. Hipparcos ve/veya Tycho Katalog (ESA SP-1200, 1997) numarası.
6. Sağaçıklık (2000).
7. Dikaçıklık (2000).
8. Tutulma türü (parçalı, tam, olası, evet: tutulma türü tam olarak belirlenemeyenler)

9. Işık eğrisi türü (EA: Algol türü, EB: Elipsoidal değişim gösteren β Lyr türü sistemler, DW: W UMa sistemlerine benzer fiziksel özellikler taşıyan ancak değen çift olmayan sistemler, D: Ayrık değişenler, DM: Her iki bileşeni iç Roche loblarını doldurmamış ayrık anakol sistemleri, DS: Bileşenlerinden biri alt dev olan ayrık değişenler, SD: Küçük kütleli bileşenin iç Roche lobunu doldurmaya yakın yarı ayrık sistemler, AR: Her iki bileşeni de alt dev olan ancak iç Roche loblarını doldurmamış sistemler, GS: Bileşenlerinden biri anakol yıldızı olabilen yada biri yada her ikisi dev yada süper dev olan sistemler, R: Yakın çift olma özelliği gösteren sistemler.)
10. Kaynak.

Çizelge 2: Temel fotometrik veri

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı.
3. Yıldızın gözlenen V maksimum parlaklığı. Literatürde verilen değerlerden ayrıca Hipparcos yada Tycho veri tabanı kullanılarak aşağıdaki formüllere göre hesaplanan parlaklık ve olası yanılgı değerleri de verilmektedir:

$$V = V_T - 0.09\,(B_T - V_T)$$

$$\sigma V = [(1.09\,\sigma V_T)^2 + (0.09\,\sigma B_T)^2]^{1/2}$$

Burada, V: Johnson V band parlaklığı, V_T: Tyco uydusunun ölçtüğü V bandı parlaklığı, B_T: Tyco uydusunun ölçtüğü B bandı parlaklığı, σV: Johnson V band parlaklık yanılgısı, σV_T: Tyco uydusunun ölçtüğü V bandı parlaklık yanılgısı, σB_T: Tyco uydusunun ölçtüğü B bandı parlaklık yanılgısı [8].

4. B – V renk ölçeği. Literatürde verilen değerlerden ayrıca Hipparcos yada Tycho veri tabanı kullanılarak

$$B - V = 0.850\,(B_T - V_T)$$

formülüne göre hesaplanan renk ölçeği verilmektedir.
5. T_0: Işık eğrisinde referans alınan baş minimum zamanı.
6. P: Çiftin yörünge dönemi.
7. dP/dt: Sistemin yörünge dönemi değişim parametresi.
8. Kaynak

Çizelge 3: Işık Eğrisi Çözümü Parametreleri

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı.
3. l_1: Baş yıldızın kesirsel ışıtması.
4. l_2: Yoldaş yıldızın kesirsel ışıtması.
5. r_1: Baş bileşenin yörünge ayrıklığı cinsinden (göreli) yarıçapı.
6. r_2: Yoldaş bileşenin yörünge ayrıklığı cinsinden (göreli) yarıçapı.
7. i: Yörünge eğikliği.
8. q_{LC}: Işık eğrisi çözümünden elde edilen kütle oranı (yoldaş bileşenin kütlesinin baş bileşenin kütlesine oranı).
9. Çözümü yapılan ışık eğrisinin elde edildiği dalgaboyu.
10. Kaynak

Çizelge 4: Dikine Hız Eğrisi Çözümleri

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı
3. SB1: Tek çizgili tayfsal çift, SB2 çift çizgili tayfsal çift.
4. K_1: Baş bileşenin radyal hız eğrisindeki yarı – genliği (km/s)
5. K_2: Yoldaş bileşenin radyal hız eğrisindeki yarı – genliği (km/s)
6. γ: Çiftin ortak kütle merkezinin radyal hızı (km/s)
7. *f(m)*: Çiftin aşağıdaki denklemle hesaplanan kütle fonksiyonu değeri

$$f(m) = \frac{m_2{}^3 \sin^3 i}{(m_1 + m_2)^2} = 1.0385 \times 10^{-7} (1 - e^2)^{3/2} K_1{}^3 P.$$

Ayrıca aşağıdaki denklemden hesaplanabilen değerler de verilmektedir:

$$m_{1,2} \sin^3 i = 1.0385 \times 10^{-7} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_{1,2} P$$

8. *asini*: çiftin yörüngesinin, yörünge eğikliğinin sinüsü cinsinden, 10^6 km biriminde yarı-büyük eksen uzunluğu. Eğer varsa bileşenler için ayrı değerler verilmektedir.
9. *e*: Çiftin yörünge dış merkezliği.
10. *w*: Enberi noktasının boylamı. Çiftin yörüngesinin yarı-büyük ekseninin gözlem doğrultusuna göre yönelimini belirtir. Dış merkezliği sıfır olan sistemler için bir anlam ifade etmezler.
11. Kaynak

Çizelge 5: Salt parametreler

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı.
3. $M_1(M_\odot)$: Baş bileşenin kütlesi.
4. $M_2(M_\odot)$: Yoldaşın kütlesi.
5. R_1 $(R_\odot)$: Baş bileşenin yarıçapı.
6. $R_2(R_\odot)$: Yoldaşın yarıçapı.
7. T_1: Baş bileşenin etkin sıcaklığı
8. T_2: Yoldaşın etkin sıcaklığı
9. L_1 $(L_\odot)$: Baş bileşenin ışıtması.
10. $L_2(L_\odot)$: Yoldaşın ışıtması.
11. *d* (pc): Sistemin pc biriminden uzaklığı.
12. Kaynak

Çizelge 6a: Fotometrik aktivite belirteçleri

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı.
3. ASYM: Işık eğrisindeki asimetriler. Genel olarak, değişken, güçlü, orta ve zayıf olarak belirtilmektedir.
4. Genlik: Yıldızın tutulmalar dışındaki V bandı parlaklık değişimi.Bu parametre, lekelerin ışık değişimine katkısını ifade etmektedir. Farklı zamanlarda ölçülmüş farklı ΔV değerleri olabilir. Literatürde verilen değerler çok farklı ise olası en büyük değer kaydedilir. Bu parametrenin sıfırdan farklı olması sistemdeki leke aktivitesinin belirtecidir.
5. Göç dönemi (migration period): Eğer fotometrik dönem dikine hız eğrilerinden elde edilen yörünge döneminden farklı ise; tutulma dışı parlaklık değişimlerinin minimumu, yörünge döneminin evrelerine göre kayar. Bu minimum kaymasının yeniden aynı evreye gelmesine

kadar geçecek süreye "göç dönemi" denir. Bu parametre, fotometrik dönem gibi, yıldızda eş-dönme-dolanma (senkronizasyon) olup olmadığını verir. Bu tür sistemlerde tutulma dışı (lekelerden kaynaklanan) minimum, aynı yörünge dönemi içinde bir kaç kez görülebilir. Eş-dönme-dolanma olan sistemlerde tutulma dışı minimum evreye göre kayma göstermez. Yarı-senkronize sistemlerde minimum kayar. Küçülen ya da büyüyen evrelere doğru kayması yıldızın yörüngedeki dolanımına göre daha hızlı veya daha yavaş döndüğünü ifade eder.

6. Manyetik aktivite (yada leke) çevrimi dönemi: Güneş, kromosferik aktivite gösteren bir yıldızdır. Aktif çift olmaları ve çekim etkileşmeleri nedeni ile aktif kromosferli çift yıldızlar, Güneş'ten çok daha hızlı dönerler. Hızlı dönmeleri ve konveksiyon katmanlarının Güneş'e göre daha derin olması nedeniyle, CAB yıldızları Güneş'e göre daha aktiftirler. Güneş'in, leke sayımlarından elde edilen, 11 yıllık bir aktivite çevrimi vardır. Dolayısıyla CAB yıldızlarının Güneş'te gözlenene benzer aktivite çevrimlerine sahip olmaları beklenir.
7. Leke modelleri: Kromosferik aktivite gösteren bu yıldızlarda Güneşte olduğu gibi lekeler vardır. Bu şekilde bu sistemlerde ΔV değeri (tutulma dışı değişimler) ölçülebilmektedir. Herhangi bir sistem hakkında leke modeli yapılmış ise referansı buraya kaydedilir. Modelin türü önemlidir: LC, ışık eğrisi ile yapılan model ve DI, Doppler görüntülemesi (Doppler Imaging) demektir ve tayf çizgilerinden yapılan leke modelini gösterir.
8. Kaynak

Çizelge 6b: Tayfsal aktivite belirteçleri

1. Yıldız sıra numarası.
2. Yıldız adı.
3. MK sınıflamasına gore tayf türleri.
4. CaII H & K çizgi salması. Bu parametre en temel kromosferik aktivite belirtecidir. Güçlü, orta ve zayıf olarak belirtilmektedir. Bu şekilde belirlenmiş olmasa da tayfta bu çizgilerin salma olarak görülmüş olması yeterlidir. Bu satıra konu ile ilgili kısa açıklama ve parantez içinde referansı verilir. Eğer açıklama yok yalnızca referans varsa, yıldız hakkında yorum yapılmamış ancak belirtilen kaynakta ölçüm sonuçları var demektir.
5. Hα çizgisi profili ile ilgili literatür yorumu. Değişen, güçlü, orta ve zayıf salma yada soğurma olarak belirtilmektedir.
6. Sistemin 10^{31} erg/s biriminde x – ışını ışıtması.
7. Sistemin Milijenski (mJy) biriminde radyo akı yoğunluğu.
8. Kaynak.

3. Katalog

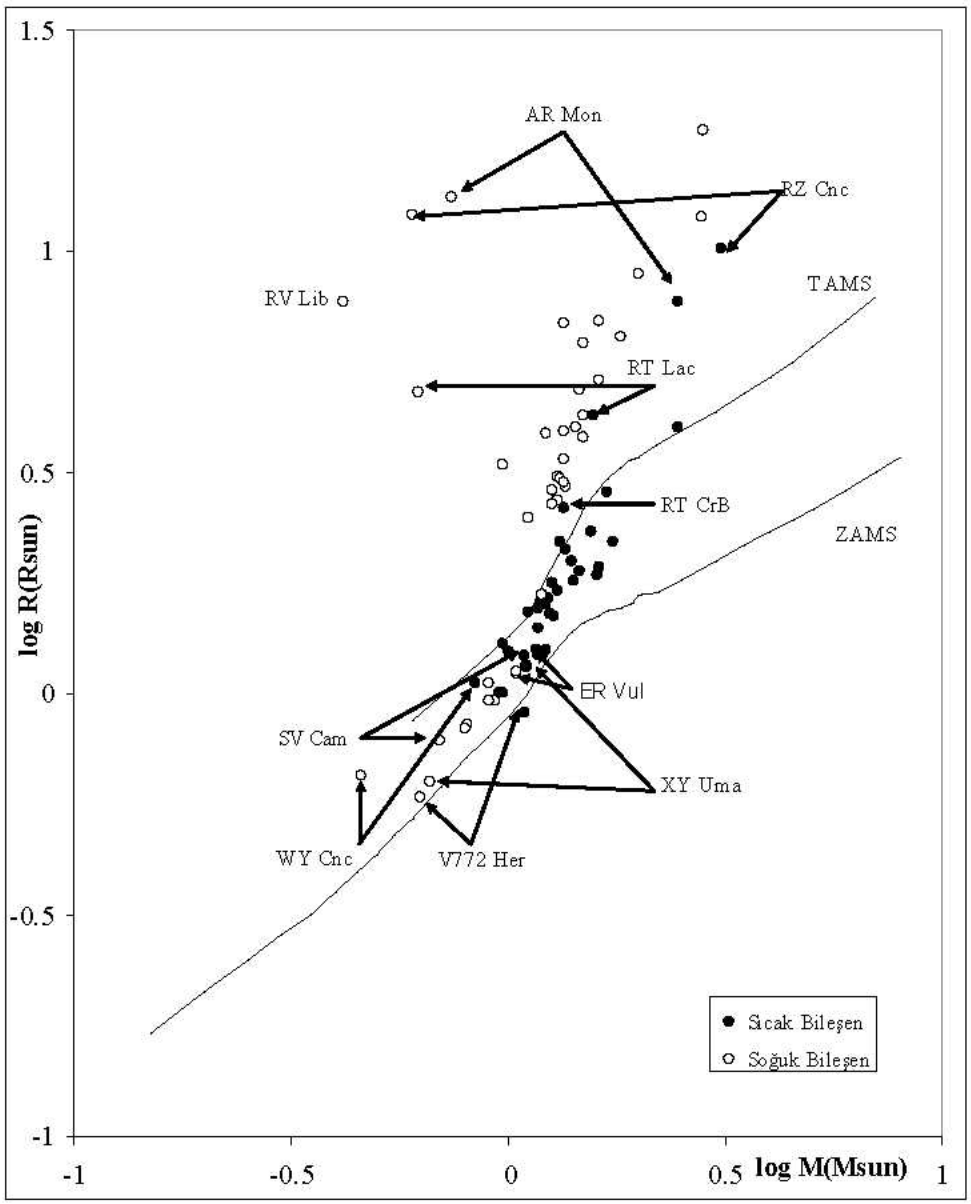
Bildiride sayfa sınırlaması nedeniyle yalnızca örnek çizelgeler, metin kısmının sonunda, sunulmaktadır.

4. Katalog yıldızlarının HR diyagramındaki konumları ve sonuçlar

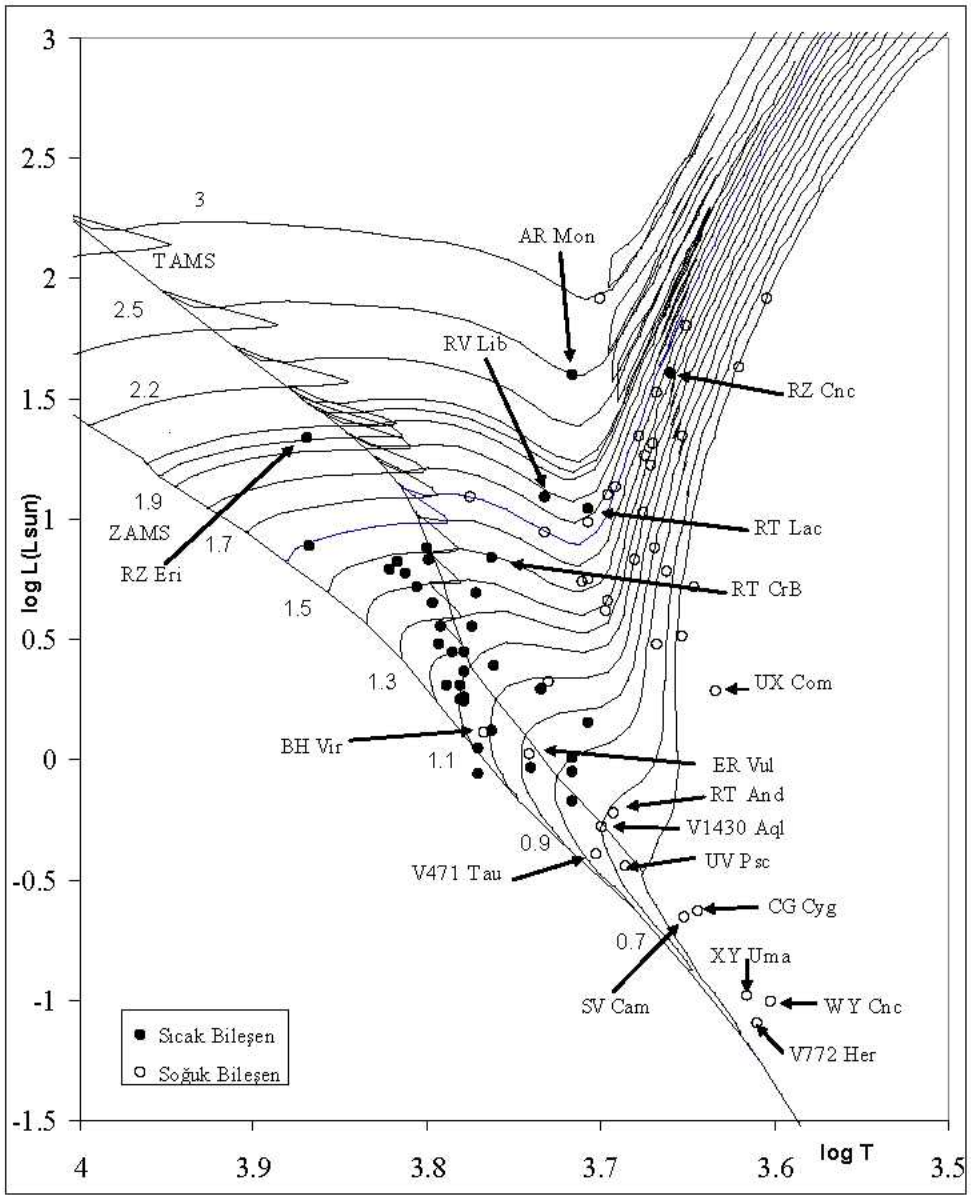
Katalogda yer alan 45 RS CVn türü örten çift yıldızdan kütle, yarıçap, ışıtma ve sıcaklıkları güvenilir olan 43 sistemin bileşenlerinin yer aldığı kütle – yarıçap diyagramı, Şekil 4.1'de; HR diyagramındaki konumları ise Şekil 4.2'de gösterilmektedir. HR diyagramını kullanmaktaki amaç, gözönüne alınan yıldızların kütlelerine göre hangi evrim yoluna karşılık geldiklerini denetlemek değil, yalnızca evrimin hangi aşamalarında olduklarını kabaca görmektir. Sözkonusu diyagramlardaki bileşenlerinin konumlarına göre katalog yıldızlarını dört gruba ayırabiliriz:

1) Her iki bileşeni anakolda olan RS CVn türü örten çift yıldızlar:

V1430 Aql, RT And, SV Cam, CG Cyg, WY Cnc, V772 Her, UV Psc, BH Vir, ER Vul ve XY UMa. Bu 10 sistemin bir diğer ortak özelliği yörünge dönemlerinin 1 günden kısa olmasıdır ($\mathbf{P_{orb}}$**<1 gün**).



Şekil 4.1 RS CVn türü örten çift sistemlerinin bileşenleri için kütle – yarıçap diyagramı. ZAMS ve TAMS, Girardi ve ark. (2000)'ndan alınan değerlere göre çizilmiştir.



Şekil 4.2 RS CVn türü örten çift sistemlerinin bileşenleri için HR diyagramı. Güneş metal bolluğu için evrim yolları, ZAMS ve TAMS, Girardi ve ark. (2000)'ndan alınan değerlere göre çizilmiştir.

2) Sıcak bileşeni anakolda, soğuk bileşeni dev ve/veya alt dev olan RS CVn türü örten çift yıldızlar:

CQ Aur, SS Boo, SS Cam, UX Com, RS CVn, RU Cnc, RZ Eri, Z Her, AW Her, MM Her, PW Her, GK Hya, VV Mon, LX Per, SZ Psc, CF Tuc, RW UMa ve Epsilon UMi. Bu 18 sistem, 3 günden büyük yörünge dönemlerine sahiptirler (**P_{orb}>3 gün**).

3) Her iki bileşeni evrimleşmiş olup alt dev ve/veya dev olan RS CVn türü örten çift yıldızlar:

RZ Cnc, RT CrB, WW Dra, AR Lac, RV Lib, AR Mon, TY Pyx, RT Lac ve RS UMi. Bu 9 sistemin de yörünge dönemleri, 3 günden büyüktür (**P_{orb}>3 gün**).

4) Baş bileşeni beyaz cüce yada nötron yıldızı olan RS CVn türü örten çift yıldızlar:

V1379 Aql, FF Aqr ve V471 Tau.

Yörünge dönemi küçük olan sistemler, daha küçük kütleli anakol yıldızlarını barındırırken; uzun dönemli sistemler, evrimleşmiş daha büyük kütleli alt dev hatta dev bileşenleri içermektedir. Katalog genellikle ayrık sistemlerden oluştuğu halde çok az sayıda Algol türüne geçmiş yarı—ayrık sistem de içermektedir. Örneğin; Epsilon UMi, RV Lib, BH CVn, RZ Cnc, AP Psc, AR Mon ve RT Lac sistemleri, yarı—ayrık veya bu duruma çok yakın sistemlerdir. 4. grupta yer alan V1379 Aql, FF Aqr ve V471 Tau sistemlerinde ise birinci kütle transferi evresi çoktan geçmiş, evrimde önde olan bileşen gezegenimsi bulutsu evresini de geçirerek beyaz cüce bileşen oluşturmuştur. Evrim sonucu 1.gruptaki sistemlerin genelde W UMa türü değen çift sistemlere, 2. ve 3.gruptaki sistemlerin de genellikle Algol türü yarı—ayrık sistemlere dönüşmesi beklenmektedir.

Sonuç olarak, yörünge döneminin katalogda ele alınan çift yıldızların gelişimleri üzerine bir etkin parametre olduğu söylenebilir. Özellikle yörünge dönemi büyük olan sistemlerin soğuk bileşenleri, yörünge boyutlarına göre, Roche loblarını doldurmadan önce bile, evrimin geri safhalarında dev yada alt dev olarak gözükmektedirler. Dolayısıyla, yukarıda verilen, özellikle, 2. ve 3.grup yıldızlar, farklı evrim senaryolarını kurmak ve test etmek için kullanılabilirler.

Teşekkür: Bu çalışma, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Bilimsel Araştırma Fonu tarafından 2006/12 nolu "RS CVn Türü Çift Yıldızlar Katalogu" başlıklı proje olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

[1] Hall, D. S. (1972), "A T Tauri-Like Star in the Eclipsing Binary RS Canum Venaticorum", *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 84, 323

[2] Hall, D. S. (1981), "The RS Canum Venaticorum binaries", *In: Solar phenomena in stars and stellar systems*, (Proceedings of the Advanced Study Institute, Bonas, France, August 25-September 5, 1980), Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., s. 431-447

[3] Bopp, B. W., Fekel, F. Jr. (1977), "Binary incidence among the BY Draconis variables", *Astronomical Journal*, 82, 490-494

[4] Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., Fekel, F. C. (1988), "A catalog of chromospherically active binary stars", *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 72, 291-345

[5] Eker, Z. (1984), "Reference catalogue of RS CVn stars", *Wisconsin Astrophysics*, No: 212

[6] Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C., Scheck, M. (1993), "A catalog of chromospherically active binary stars (second edition)", *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100, 173-225

[7] Dryomova, G., Perevozkina, E., Svechnikov, M. (2005), "Catalogue of the orbital elements, masses, and luminosities for short-periodic RS CVn-type eclipsing systems", *Astronomy and Astrophysics*, 437, 375-381

[8] http://www.aerith.net/astro/color_conversion.html

Çizelge 1: Yıldız kimlik bilgileri

Sıra No	Yıldız Adı	GSC	HD	HIP/TYC	α(2000)	δ (2000)	Tutulma Türü	Işık Eğrisi Türü	Kaynak
1	**RT And**	03989-02167		114484	23 11 10.11	+53 01 33.2	Tam	EA/DW	HIP
2	**V1379 Aql**	05157-02450	185510	96714	19 39 38.80	-06 03 49.2	Evet	RS	HIP
3	**V1430 Aql**	00472-02839			19 21 48.49	04 32 57	Parçalı	EA	HIP
4	**FF Aqr**	05227-00134		108644	22 00 36.42	-02 44 26.86	Tam	RS	HIP
5	**CQ Aur**	02419-00765	250810	28715	06 03 53.65	+31 19 41.2	Tam	EA/GS	HIP
6	**SS Boo**	03045-01097		74509	15 13 32.57	+38 34 05.7	Tam	EA/DM	HIP
7	**SS Cam**	04372-00937		35197	07 16 24.74	+73 19 57.1	Tam	EA/SD	HIP
8	**SV Cam**	04538-00458	44982	32015	06 41 18.89	+82 16 03.8	Tam	EA/DM	HIP
9	**AD Cap**	06362-00327	206046	106961	21 39 48.89	-16 00 21.0	Olası	EB	HIP
10	**RU Cnc**	01942-01989		42303	08 37 30.14	+23 33 41.6	Tam	EA/DS	HIP

Çizelge 2: Temel fotometrik veri

Sıra No	Yıldız Adı	Vmaks	B-V	T_0 (HJD)	P (gün)	dP/dt	Kaynak
1	**RT And**	8.998	0.546(18) 0.5	48500.3671 32443.77	0.628939 0.6289292	-1.17×10^{-7}	HIP 1
2	**V1379 Aql**	8.37	1.271(15)	48511.416 46583.183	20.66187		HIP 2
3	**V1430 Aql**	10.6(7)	0.84(10)	53205.5008	0.8737224		3
4	**FF Aqr**	9.33(7)	0.822	52844.8186	9.207763		4 5
5	**CQ Aur**	9.161	0.873(28) 0.41/1.04	43814.05	10.62251		HIP 6
6	**SS Boo**	10.23	0.810(49) 0.61/0.96	48500.27 20707.3519	7.60613 7.6061412		HIP 6
7	**SS Cam**	10.14	0.850(45) 0.48/1.04	48504.1 42855.637	4.82415	2.07×10^{-7}	HIP 6 7
8	**SV Cam**	9.352	0.703(23) 0.640/1.287	48500.432 49350.3037	0.59307 0.593071	7.2×10^{6}	HIP 8 9 10
9	**AD Cap**	9.805(5)	0.883(66)	48501.6 52502.9	2.96 2.95841(2)		HIP 11
10	**RU Cnc**	10.197(6)	0.601(67) 0.44/1.02	48500.2 41775.857	10.17289		HIP 6

Çizelge 3: Işık Eğrisi Çözümü Parametreleri

Sıra No	Yıldız Adı	l_1	l_2	r_1	r_2	i	q_{LC}	λ	Kaynak
1	**RT And**	0.8593(1)	0.1407	0.3159(2)	0.2303(4)	87.57(11)	0.7374(27)	V	1
2	**V1379 Aql**					70	0.13		12
				9.01(77)	0.052(10)		0.13		13
3	**V1430 Aql**	0.690	0.31	0.255(5)	0.198(6)	86.1(8)	0.91	V	3
4	**FF Aqr**					82.54			5
5	**CQ Aur**			0.06	0.28	90	0.8		14
6	**SS Boo**	0.3841(35)	0.5958	0.0684(19)	0.1648	88.02(36)	0.753		15
7	**SS Cam**			0.12(1)	0.35(2)	83(3)	1.05		16
8	**SV Cam**	0.917	0.083	0.327	0.213	89.4(1.0)	0.641	V	17
		0.9634(35)	0.0366(34)	0.3276(15)	0.2107	90.0(5)	0.60(2)	V	18
9	**AD Cap**					90	0.526		19
10	**RU Cnc**			0.068	0.174	90(1.8)		V	6

Çizelge 4: Dikine Hız Eğrisi Çözümleri

Sıra No	Yıldız Adı	SB1 / SB2	K_1	K_2	γ	$f(m); m_1\sin^3 i; m_2\sin^3 i$	a/asini	e	w	Kaynak
1	**RT And**	**SB2**	132.6(7)	176.2(1.1)	1.2(5)	1.094(21) ; 0.823(15)	a=2.69	0.011	73	1
2	**V1379 Aql**	**SB1**	93.7(2.5)	12.56(13)	-21.869(95)	2.266(167) ; 0.304(15)	asini=30.056	0.094	11.9	2 13
3	**V1430 Aql**	**SB2**	130.3	143.8	-20			0		20
4	**FF Aqr**	**SB1**		25	25.67(4)		a=15.42	0		4 21
5	**CQ Aur**	**SB2**	81.7(1)	66.4(8)	28.5(1.0)	1.6 ; 2.0	asini=21.63			6 22
6	**SS Boo**	**SB2**	65.7	64.9	-48.3	1 ; 1	asini=15.03			23 24 22
7	**SS Cam**	**SB2**	98.1(1.6)	93.6(2.8)	-19.6(1.5) ; -19.8(2.6)		a=12.816	0		6
8	**SV Cam**	**SB2**	123.1(1.2) 120.5(2) 118.5(2)	207.6(1.8) 187(4) 211.5(5.5)	8.1(1.9) -13.9(2) -13.7(1.5)	f(m)=0.0013 1.42(9) ; 0.79(4)	asini=3.87			25 26 9
9	**AD Cap**	**SB2**	60(3)	114(2)	9(3) , 9(3)	0.5: ; 1.1:	asini=6.6			19 27
10	**RU Cnc**	**SB2**	67.5	70.46	1.72(4)		a=19.3	0		28

Çizelge 5: Salt parametreler

Sıra No	Yıldız Adı	$m_1(m_\odot)$	$m_2(m_\odot)$	$R_1(R_\odot)$	$R_2(R_\odot)$	T_1 (K)	T_2 (K)	$L_1(L_\odot)$	$L_2(L_\odot)$	d(pc)	Kaynak
1	RT And	1.128(18) 1.24	0.832(14) 0.91	 1.26	 0.9	5900 6095	4650 4732	Mbol1=4.26 1.95(6)	Mbol2=5.98 0.37(4)	83(2)	1 29
2	V1379 Aql	0.37(1)	2.82(16)	0.094(2)	18.79(31) 10	25000	4000	3.14(26)	82.1(45)	 190	12 30
3	V1430 Aql	1.00	0.91	1.24	0.96	5200	5000	1.00	0.52	161 279	3 HIP
4	FF Aqr	0.35	1.34	0.159	6.9	42000	4758			 126	21 HIP
5	CQ Aur	1.63	2.00	1.93	8.91	6165	4168	4.57	20.89	 242	31 HIP
6	SS Boo	1.0 0.97	1.0 0.97	1.31 1.3 1.31	3.28 3.3 3.28	6038	5948			 133	24 32 33
7	SS Cam	1.75(12)	1.83(12)	2.2(2) 2.2	6.4(4) 6.4	6400	4700	6.76	18.2	 255	6 32 34
8	SV Cam	1.09(5)	0.70(2)	1.22(3)	0.78(3)	6030	4478	0.59	0.21	 85	17 HIP
9	AD Cap	1.06(9)	0.56(6)	 3.2	3.3 3.2					 230 192	19 30 HIP
10	RU Cnc	1.46(7)	1.47(7)	1.89	4.83			6.2	10.5	300 331	6 HIP

Çizelge 6a: Fotometrik aktivite belirteçleri

Sıra No	Yıldız Adı	ASYM	Dalga Genliği	Göç Dönemi	Çevrim Dönemi	Leke Modeli	Kaynak
1	**RT And**	Var	$0^{m}.06$	6.8 yıl		LC ILOT	35 1 36
2	**V1379Aql**	Güçlü	0.19				37
3	**V1430 Aql**	Orta				ILOT LC,ILOT	3 38
4	**FF Aqr**						
5	**CQ Aur**	Güçlü	0.12		4-5 yıl		39 40
6	**SS Boo**	Güçlü	0.2	4.0 yıl	15.5 yıl	LC	15 41 42
7	**SS Cam**	Var	0.06	78 yıl			7
8	**SV Cam**					WD	43
9	**AD Cap**	Var	0.015				44
10	**RU Cnc**				4-5 yıl		45

Çizelge 6b: Tayfsal aktivite belirteçleri

Sıra No	Yıldız Adı	Tayf Türü	CaII H & K salması	Hα	X-ışını ışıtması (10^{31} erg/s)	Radyo akı yoğunluğu (mJy)	Kaynak
1	**RT And**	F8V+K0V G0V+K2V	Her iki bileşenden salma	Sıcak bileşenden salma Soğurma	0.2	<0.40	46 47 32 48 49 1
2	**V1379Aql**	KOIII+IV sdB +KOIV-III	Güçlü	Zayıf soğurma	<0.018	0.50(5); 3.59(7)	50 51 52
3	**V1430 Aql**	G5V+K0III-IV K0+K1	Güçlü	Her iki bileşenden güçlü salma	2		38 3 53
4	**FF Aqr**	G8-K0 III + sdOB		Salma	16.087	4.67	21 52 54
5	**CQ Aur**	G2 + KO F5V+K1IV	Orta	Zayıf soğurma	0.132	0.26(5) 0.61	51 55 47 32 56
6	**SS Boo**				1.05	<0.18	54

Çizelge 6b: Devam ediyor

Sıra No	Yıldız Adı	Tayf Türü	CaII H & K salması	Hα	X-ışını ışıtması (10^{31} erg/s)	Radyo akı yoğunluğu (mJy)	Kaynak
6	**SS Boo**	G0V + K1IV	Orta	Her iki bileşenden salma			33 57
7	**SS Cam**	F5V-IV + KOIV-III F6IV+KOIV	Var	Sıcak b.den zayıf, soğuk b.den güçlü soğurma	0.31	<0.40	47 58 46
8	**SV Cam**	F5V + K0V G0V+K6V	Zayıf	Soğuk b.den salma	0.26; 0.39; 0.24	<0.40	59 9 26 47 58
9	**AD Cap**	G8IV +K4V	Her iki bileşenden, güçlü	Güçlü salma	<13.0 2.50	4.8(1.3)	23 19 60 46 61
10	**RU Cnc**	F5IV+K1IV	Orta	Güçlü soğurma+zayıf salma	0.437	0.56	62 47 63

Örnek verilen çizelgedeki kaynaklar:

1: Pribulla, T., Chochol, D., Milano, L., Errico, L., Vittone, A. A., Barone, F., Parimuche, S. 2000, A&A 362, 169
2: Fekel, F. C. 1993, AJ 106, 2370
3: Erdem, A., Sürgit, D. 2006, AN 327, 335
4: Marilli, E. ,Frasca, A., Bellina Terra, M., Catalano, S. 1995, A&A 295, 393.
5: Sipahi, E. et al. 2005, MmSAI 76, 627
6: Popper, D. M. 1990, AJ 100, 247
7: Hall, D. S. & Kreiner, J. M. 1980, AcA 30, 387
8: Lanza, A. F. & Rodono, M. 1999, A&A 349, 887
9: Pojmanski, G. 1998, AcA 48, 711
10: Sarma, C. V. S. R., Sarma, M. B. K., Sanwal, N. B. 1989, JApA 10, 307
11: Kreiner, J. M., Kim, C.-H., Nha, I.-S. 2000, *an Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars*, printed by Wydawnictwo Naukowe AP, Poland
12: Jeffery, C. S., Simon, T., Evans, T. L. 1992, MNRAS 258, 64
13: Jeffrey, C. S. & Simon, T. 1997, MNRAS 286, 487
14: M. Cerruti - Sola et al 1980, A&AS 42, 245
15: Heckert, P. A. & Ordway, J, I. 1995, AJ 109, 2169
16: Arnold, C. N., Hall, D. S., Montle, R. E., Stuhlinger, T. W. 1979, AcA 29, 243
17: Zboril, M., Djurasevic, G. 2004, CosKA 34, 128
18: Patkos, L., Hempelmann, A. 1994, A&A 292, 119
19: Popper, D.M. 1991, AJ 101, 220
20: Popper, D. M. 2000, AJ 119, 2391
21: Vaccaro, T. R., Wilson, R. E. 2003, MNRAS 342, 564
22: Popper, D. M. 1980 ARA&A 18, 115
23: Hall, J. C., Ramsey, L. W. 1992, AJ 104, 1942
24: Hall, J. C. et al 1990, ApJ 358, 610
25: Kjurkchieva, D. P. et al. 2002, A&A 386, 548
26: Lehmann, H. et al. 2002, A&A 392, 963
27: Popper, D. M., Ulrich, R. K. 1977, ApJ 212, 131
28: Imbert, M. 2002, A&A 387, 850
29: Popper, D. M. 1994, AJ 108, 1091
30: Slee, O. B., Nelson, G. J., Stewart, R. T., Wright, A. E., Innis, J. L., Ryan, S. G.,Vaughan, A.E. 1987, MNRAS 229, 659
31: Young W. K. 1993, Ap&SS 201, 35
32: Barrado, D. et al. 1994, A&A 290, 137
33: Frasca, A., Catalano, S. 1994, A&A 284, 883
34: Montes, D. et al. 1995, A&A 294, 165
35: Ekmekçi, F., Özeren, F. F., Ak, H. 2002, AN 323, 31
36: Heckert, P. A., Beaver, M. R., Phillips, K. 1996, IBVS No:4384
37: Hooten, J. T. et al. 1989, IAPPP comm.. 38, 19
39: Hall, D. S. 1980, in Solar Phenomena in Stars and Stellar Systems, ed. R. M. Bonnet and A. K. Dupree (Dordrecht:Reidel), p.431
40: Maceroni, C. et al. 1990, A&A 237, 395
41: Henry, G. W., Eaton, J. A., Hammer, J., Hall, D. S. 1995, ApJS 97, 513
42: Wilson, J. W. et al. 1983, AJ 88, 1257
43: Kjurkchieva, D., Marchev, D., Ogloza, W. 1997, AcA 50, 517
44: Hooten, J. T., Hall, D. S. 1990, ApJS 74, 225
45: Saar, S. H., Branderburg, A. 1999, ApJ 524, 295
46: Singh, K. P. et al. 1996, AJ 111, 2415
47: Morris, D. H., Mutel, R. L. 1988, AJ 95, 204
48: Arevalo, M. J., Lazaro, C. 1999, AJ 118, 1015
49: Xuefu, L., Huisong, T. 1987, China AA 10, 221
50: Fekel, F. C. et al. 1986, ApJS 60, 551
51: Drake, S. A. et al. 1989, ApJS 71, 905
52: Dempsey, R. C. et al. 1997, ApJ 478, 358
53: Takalo, L. O., Nousek, J. A. 1988, ApJ 326, 779
54: Drake, S. A. et al. 1992, ApJS 82, 311

55: Fernandez -Figueroa, M. J. et al. 1994, ApJS 90, 433
56: Welty, A. D., Ramsey, L. W. 1995, AJ 109, 2187
57: Montesinos, B. et al. 1988, MNRAS 232, 361
58: Montes, D. et al. 1995, A&AS 109, 135
59: Sanz-Forcada, J., Favata, F., Micela, G. 2006, A&A 445, 673
60: Walter, F. M. et al. 1980, ApJ 236, 212
61: Umana, G. Catalano, S., Rodono, M. 1991, MNRAS 253, 79
62: Liu, X., He, H., Wenbai, Z. 1997, Ap&SS 246, 39
63: Dempsey, R. C. et al. 1993, ApJS 86, 599

BAZI RS CVn TÜRÜ ÇİFT YILDIZLARIN IŞIKÖLÇÜMÜ

Serkan DOĞRU[1], Ahmet ERDEM[1], Mehmet TÜYSÜZ[1], Derya DOĞRU[1], Hicran BAKIŞ[1], Faruk SOYDUGAN[1], Esin SOYDUGAN[1] ve Osman DEMİRCAN[1]

Özet

Manyetik etkinlik gösteren çift yıldızlar FG UMa, Sigma Gem, FI Cnc ve SAO 62042'nin *BVRI* ışıkölçümleri sunulmaktadır. Fotometrik gözlemler, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde, 2004, 2005 ve 2006 yıllarında, yapılmıştır. Gözlenen yıldızların ışık eğrileri analiz edilerek; fotometrik değişimlerin genlikleri ve dönemleri belirlenmiştir.

Anahtar kelimeler: *Çift yıldızlar: fotometrik aktivite*

Abstract

New photometric observations in *BVRI* of four magnetically active stars FG UMa, Sigma Gem, FI Cnc and SAO 62042 are presented. Photometric observations were made at the Çanakkale Onsekiz Mart University Observatory in 2004, 2005 and 2006. Analyzing the light curves, we found the semi-amplitudes and periods of photometric variations.

Key words: *Stars: binaries – photometric activity*

1. Giriş

Geri tayf türünden yıldızlarda, diferansiyel dönme ve konveksiyon bölgesi, yıldız manyetik aktivitesinin iki temel belirteci olarak ortaya çıkar. Özellikle, diferansiyel dönme, yıldız manyetik aktivitesini başlatan anahtar rolü oynar. Manyetik aktivite üretimi üzerine yapılan modeller, diferansiyel dönmenin yıldızın tayf türü ve dönme dönemi gibi temel parametrelerine nasıl bağlı olduğunu ortaya koyabilmektedir [1]. Öte yandan, geri tayf türünden yıldızlarda, dönme ile konveksiyonun etkileşmesi, diferansiyel dönme rejimini belirleyen temel faktördür.

Manyetik aktivite için böylesi önemli görünen parametreleri gözlemek yada belirleyebilmek, aktivite için yapılan modellerin test edilebilmesi açısından oldukça önemlidir. Gerçekte, eğer yıldızın yüzey diferansiyel dönmesi yıldızın enlemine bağlı ise diferansiyel dönme gözlemlerden ölçülebilmekte; ancak, tersine eğer diferansiyel dönme radyal yönde ise ölçümde bazı sınırlamalar işin içine girmektedir.

Yüzeyde diferansiyel dönme, Doppler görüntüleme teknikleri [2], çizgi kesiti analizleri [3] ve dönme dönemi değişimleri yöntemleriyle gözlemlerden ölçülebilmektedir. Sunulan bildiri, sözü edilen son yöntemle diferansiyel dönmesi belirlenen örnek yıldızları içermektedir. Gözlenen RS CVn sisteminde yalnızca aktif (soğuk ve büyük) bileşenin sistemin toplam parlaklığına katkısının olduğu varsayılarak (ki ışık eğrisinde tutulmaların

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale. Tel.: 0286 2180019/1942, Faks: 0286 2180533.*
e-posta adresleri: dogru@comu.edu.tr, aerdem@physics.comu.edu.tr

gözlenmeyişi bu varsayımı verir) yıldızın fotometrik parlaklığındaki değişimlerden fotometrik dönemi belirlenir ve bu dönem, dönme dönemi olarak ele alınır; dönemdeki modülasyon biçimindeki değişmeler de diferansiyel dönme olarak kullanılır [4].

2. Gözlemler

Çalışmamızda, fotometrik dönme dönemlerindeki modülasyanları belirlemek ve böylece diferansiyel dönmelerini gözlemsel olarak tahmin edebilmek için, gözlem kriterlerine göre, 4 uzun dönemli RS CVn çift yıldızı (FG UMa, Sigma Gem, FI Cnc ve SAO 62042) ele alınmıştır ki bu yıldızların tümü tek çizgili tayfsal çift yıldızlardır [5, 6, 7].

FG UMa, Sigma Gem ve FI Cnc çift yıldızları, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde, 2004 ve 2005 gözlem sezonlarında; SAO 62042 çift yıldızı ise 2006 gözlem sezonunda gözlenmiş olup FI Cnc sisteminin gözlemlerine 2006 gözlem sezonunda da devam edilmiştir. Fotometrik dönme dönemi ve dönemdeki değişimlerin duyarlı biçimde belirlenmesi, uzun gözlem aralıklarına bağlı olduğundan dolayı seçilen yıldızların gözlemlerine halen devam edilmektedir. FG UMa, Sigma Gem ve FI Cnc çift yıldızlarının 2004 ve 2005 gözlemlerinde, 40 cm Cassegrain-Schmidt türü teleskop ve buna bağlı SSP5-A fotometresi kullanılmıştır. Gözlemler, Johnson standart fotometre sisteminin *B*, *V* ve *R* filtrelerinde yapılmıştır. Gözlenen değişen yıldızlara ve parlaklık ölçümü için kullanılan mukayase ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler, Çizelge 2.1'de verilmektedir. SAO 62042 ve FI Cnc çift yıldızlarının 2006 gözlemlerinde ise 30 cm Cassegrain-Schmidt türü teleskop ve buna bağlı SBIG ST 10X-M CCD kamera kullanılmıştır. Gözlemler, *B*, *V*, R_C ve *I* filtrelerinde yapılmıştır. Gözlenen değişen yıldızlara ve parlaklık ölçümü için kullanılan mukayase ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler, Çizelge 2.1'de verilmektedir.

Çizelge 2.1 2004 ve 2005 yıllarında gözlenen aktif yıldızlar, mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler.

Yıldız	HD No	GSC No	α (2000)	δ (2000)	*V*	*B-V*	Tayf Türü
FG UMa	89546	4144 1153	10^{sa} 21^{dk} 47^{s}	+60° 54' 46'	7.41	0.995	K0
Mukayese	90400	3822 292	10 27 46	+59 35 50	6.859	0.978	K0
Denet	90745	4147 1483	10 30 27	+64 15 28	6.087	0.158	A7III
Sigma Gem	62044		07 43 19	+28 53 01	4.28	1.12	K1III
Mukayese	60318	2453 1917	07 35 09	+30 57 39	5.348	1.005	K0III
Denet	58207	1918 2339	07 25 44	+27 47 53	3.793	1.02	G9IIIb
FI Cnc	72146	1947 489	08 32 17	+29 19 10	7.37	0.94	G5
Mukayese	71008	1947 1287	08 26 06	+28 37 43	7.55	1.12	K1III
Denet	71093	1947 1495	08 26 28	+27 53 37	5.595	1.43	K5III

Çizelge 2.2 2006'da gözlenen aktif yıldızlar, mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler.

Yıldız	HD No	GSC No	α (2000)	δ (2000)	*V*	*B-V*	Tayf Türü
SAO 62042		3001 1282	10^{sa} 26^{dk} 23^{s}	+37° 45' 13"	9.61	1.007	K2
Mukayese		3001 1138	10 26 03	37 53 07	9.35	0.43	F5
Denet		3001 1385	10 26 25	37 44 05	10.53	1.055	
FI Cnc	72146	1947 489	08 32 17	+29 19 10	7.37	0.94	G5
Mukayese		1947 1287	08 26 06	+28 37 43	7.55	1.12	K1III
Denet	71093	1947 1495	08 26 28	+27 53 37	5.595	1.43	K5III

Gözlemler süresince, denet yıldızları kullanılarak, mukayese yıldızlarının parlaklıklarının değişmediği saptanmıştır. Böylece, mukayese yıldızlarının gözlemlerinden her bir gözlem gecesi için *B*, *V*, *R*, R_C ve *I* renklerinde ayrı sönükleştirme katsayıları

hesaplanarak tüm gözlemlere yer atmosferi sönükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve tüm gözlemler, güneş merkezine indirgenmiştir. Gözlemlerden elde edilen ışık eğrileri, Şekil 4.1, 4.2, 4.3, 4.4 ve 4.5'te sunulmaktadır.

3. Fotometrik analiz

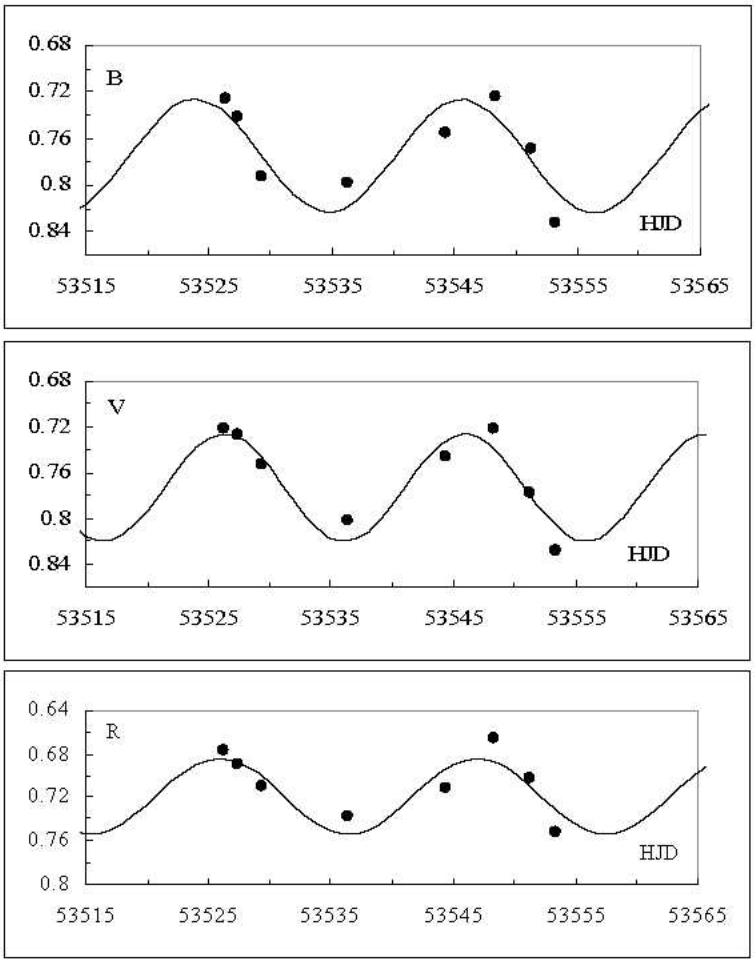
Dört aktif yıldızın ışık eğrileri çevrimli bir yapı göstermektedir. Dönme modülasyonlarıyla oluştuğu sanılan çevrimli ışık değişimlerini açıklamak için aşağıdaki sinüs denklemi fit edilmiştir:

$$\Delta m = \Delta m_0 + A_S \times \sin\left\{\frac{2\pi}{P_S}(T_{obs} - T_S)\right\},$$

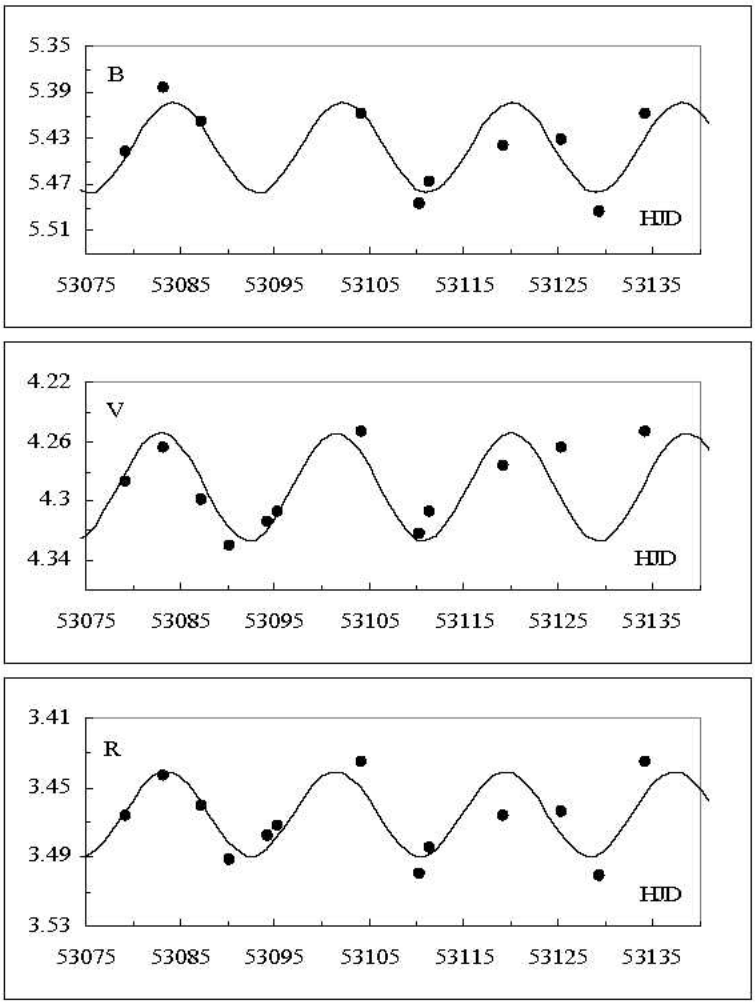
Burada Δm_0 değişen – mukayese parlaklık farklarının fit aralığındaki ortalamasını, A_S ışık değişimin genliğini, P_S ışık değişiminin dönemini ve T_S değişimin minimum zamanını göstermektedir.

Diferansiyel düzeltme yöntemiyle gözlemlere en iyi fit edilen teorik eğriler ve gözlem noktaları, Şekil 4.1, 4.2, 4.3, 4.4 ve 4.5'te verilmekte; fit sonuçları Çizelge 4.1 ve 4.2'de sunulmaktadır.

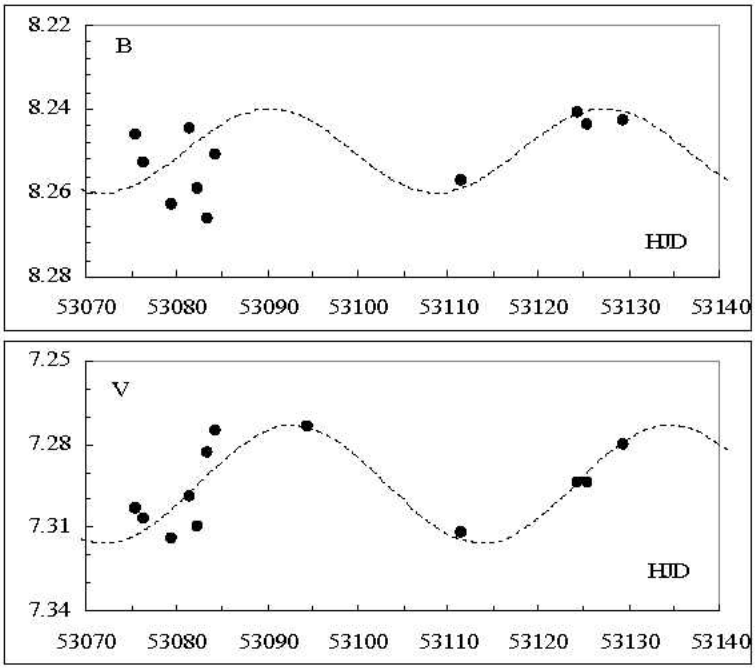
4. Sonuç ve tartışma



Şekil 4.1 FG UMa'nın 2005 yılı *BVR* ışık değişimleri ve bu değişimlere fit edilen kuramsal eğriler (Şekil 4.1 Devam ediyor.)



Şekil 4.2 Sigma Gem'in 2004 yılı *BVR* ışık değişimleri ve bu değişimlere fit edilen kuramsal eğriler.



Şekil 4.3 FI Cnc'nin 2004 yılı *BV* ışık değişimleri ve bu değişimlere fit edilen kuramsal eğriler.

Çizelge 4.1 FG UMa, Sigma Gem ve FI Cnc yıldızlarının 2004 ve 2005 gözlemlerinden elde edilen fotometrik verilerinin analiz sonuçları

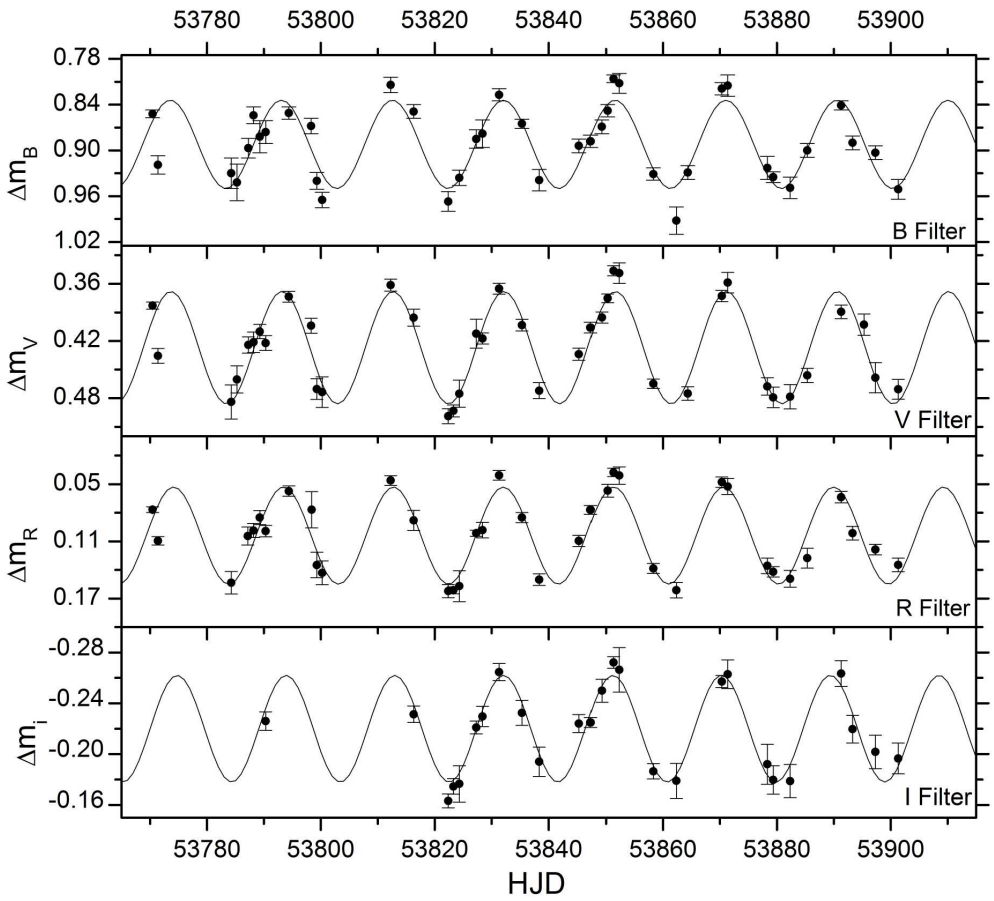
Yıl	Filtre	Nokta Sayısı	Δm_0 (kadir)	A_S (kadir)	P_S (gün)	T_S (HJD) 2400000+
FG UMa						
2005	*B*	8	0.775(13)	0.049(16)	21.7(1.8)	53540(1)
2005	*V*	8	0.773(9)	0.047(10)	19.7(1.6)	53541(1)
2005	*R*	8	0.719(10)	0.035(12)	21.0(2.4)	53542(1)
Sigma Gem						
2004	*B*	10	5.438(7)	0.039(9)	17.9(6)	53116(1)
2004	*V*	13	4.291(7)	0.036(10)	18.5(8)	53115(1)
2004	*R*	13	3.465(4)	0.025(6)	17.9(7)	53115(1)
FI Cnc						
2004	*B*	14	0.719(10)	0.035(12)	21.0(2.4)	53542(1)
2004	*V*	13	7.294(4)	0.021(5)	41.7(2.3)	53082(2)

FG UMa aktif yıldızının ortalama dönme dönemi, literatürde 21.3 gün olarak verilmektedir [8]. Bu çalışmada yapılan fotometrik analiz sonucu, bu yıldız için fotometrik dönme dönemi, P_{foto}=20.8±1.9 gün (bkz. Çizelge 4.1) olarak bulunmuştur. Dolayısıyla bulunan sonuç, literatürle uyuşum içersindedir. Sigma Gem aktif yıldızının ortalama fotometrik dönme dönemi, [9] tarafından 19.4 gün olarak belirlenmiştir. Bu çalışmadaki fotometrik analizde, bu yıldız için, P_{foto}=18.1±0.7 gün (bkz. Çizelge 4.1) sonucu elde edilmiştir. Manyetik aktivite, yıldızın ışık değişiminde modülasyonlara yol açar ve fotometrik dönme dönemi, aktivite çevrimleri süreçlerinde küçük salınımlar altında değişir. Dolayısıyla bu çalışmada bulunan dönemlerin literatürdekinden az farklı çıkmasının olası nedeni, manyetik aktivite çevrimidir. Bu çevrimi izlemek için bu yıldızın gözlemlerine devam edilecektir.

FI Cnc yıldızının 2004 fotometrik gözlem verisine yapılan fitler, veri azlığı ve sürekli değişimler yüzünden, her bir renkteki veri için birbirinden oldukça farklı genlikler ve farklı dönemler göstermektedir (R rengindeki gözlemlere eksik veri nedeniyle fit yapılamamıştır.). Fotometrik dönemin, ki yıldızın dönme dönemine doğrudan bağlılığı yüzünden, çok farklı çıkması beklenmez. Literatürde, FI Cnc'nin fotometrik dönme dönemi 28.5±0.1 gün olarak verilmiştir [10]. Proje öncesinde yapılan gözlemlerdeki veri eksikliği, böylesi bir uyuşumsuzluğu ortaya çıkarmıştır. Bu yıldızın 2006'daki gözlemleri, literatürle uyuşum içersindedir. Dolayısıyla aktif yıldızların gözlemlerinin çokluğu yada sıklığı, analizin duyarlığını güvenilir düzeye çıkarmaktadır. Bu yüzden bu yıldızın gözlemlerine gelecek sezonda sıklıkla devam edilecektir.

Çizelge 4.2 SAO 62042 ve FI Cnc yıldızlarının 2006'da elde edilen fotometrik verilerinin analiz sonuçları

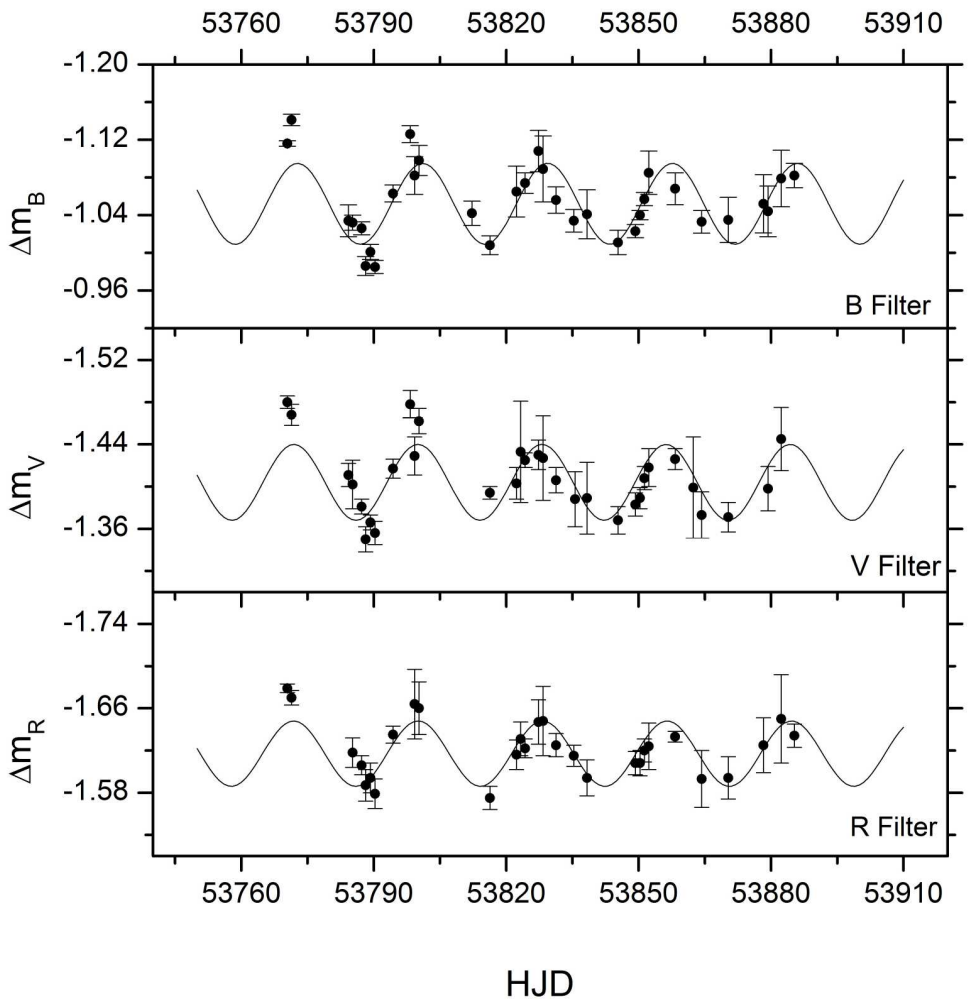
Yıl	Filtre	Nokta Sayısı	Δm_0 (kadir)	A_S (kadir)	P_S (gün)	T_S (HJD) 2400000+
SAO 62042						
2006	*B*	40	0.892(4)	0.058(5)	19.5(1)	53827.2(3)
2006	*V*	40	0.427(3)	0.059(4)	19.5(1)	53827.3(2)
2006	*R*	40	0.104(3)	0.051(4)	19.3(1)	53827.2(2)
2006	*I*	26	-0.220(2)	0.042(3)	19.1(1)	53827.3(3)
FI Cnc						
2006	*B*	33	-1.052(4)	0.043(5)	28.3(6)	53794(1)
2006	*V*	32	-1.404(4)	0.036(5)	28.1(8)	53793(1)
2006	*R*	29	-1.617(3)	0.031(4)	28.2(7)	53793(1)



Şekil 4.4 SAO 62042'nin 2006 yılı *BVRI* ışık değişimleri ve bu değişimlere fit edilen kuramsal eğriler.

Aktif olduğu yeni belirlenen SAO 62042 yıldızının fotometrik dönme dönemi, ilk kez bu çalışmada, P_{foto}=19.4±0.1 gün, olarak bulunmuştur. Tek çizgili tayfsal çift olan bu sistemin yörünge dolanma dönemi, dikine hız eğrisi kullanılarak, 15.465 gün civarında bulunmuştur [7]. Yörünge dolanma dönemi ile aktif yıldızın fotometrik dönme dönemlerinin farklı çıkmasının olası nedenleri, leke aktivitesi (lekelerin oluşması, büyümesi, enlemsel ve boylamsal yer değiştirmeleri, yok olması vb. gibi) ve az da olsa bu çift yıldızın diğer bileşeninin sistemin toplam ışığına katkıda bulunarak tutulmaları meydana getirmesi ve ışığın tutulmalardan dolayı da azalarak sistemin fotometrik değişimlerine ek değişimlerle katkıda bulunması gösterilebilir.

FI Cnc yıldızının 2006 fotometrik gözlem verisine yapılan fitler, literatürde verilen fotometrik dönme dönemi 28.5±0.1 güne [10] çok yakın değer olarak P_{foto}=28.2±0.7 gün değerini vermektedir. Oysa, bu yıldızın 2004'de yapılan gözlemlerdeki veri eksikliği, fotometrik dönme döneminde literatürle bir uyuşumsuzluk ortaya çıkarmıştır. Dolayısıyla aktif yıldızların gözlemlerinin çokluğu yada sıklığı, analizin duyarlığını güvenilir düzeye çıkarmaktadır. Bu yüzden bu yıldızın gözlemlerine gelecek sezonda sıklıkla devam edilecektir.



Şekil 4.5 FI Cnc'nin 2006 yılı *BVR* ışık değişimleri ve bu değişimlere fit edilen kuramsal eğriler.

Sonuç olarak, aktif yıldızların fotometrik dönme dönemlerini ve bu dönemlerin değişimlerini duyarlı biçimde bulmak için uzun zamana yayılmış geniş band fotometrik gözlemlere gerek duyulduğunu söyleyebiliriz. Bu amaçla bu çalışmada seçilen yıldızların fotometrik gözlemlerine önümüzdeki gözlem sezonlarında da devam edilecektir. Çalışmanın ileriki aşamasında, tayfsal ve fotometrik gözlemlerle, gözlenen aktif yıldızların dönme dönemlerindeki değişimler ile yıldız leke çevrimleri arasındaki ilişkilerin ortaya konmasına çalışılacaktır.

Teşekkür: *Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG 105T083 nolu "Uzun Dönemli RS CVn Çift Yıldızlarında Işıkkürenin ve Renkkürenin Aktivitesi" konulu araştırma projesinden üretilmiştir.*

Kaynaklar:

[1] Kitchatinov, L.L., Rudiger, G. (1999), "Differential rotation models for late-type dwarfs and giants", *Astronomy and Astrophysics*, 344, 911-917

[2] Donati, J.-F., Collier Cameron, A. (1997), "Differential rotation and magnetic polarity patterns on AB Doradus", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 291, 1-19

[3] Reiners, A., Schmidt, J.H.M.M., Kurster, M. (2001), "Detection of differential rotation in psi Cap with profile analysis", *Astronomy and Astrophysics*, 376, L13-L16

[4] Messina, S., Guinan, E. F. (2003), "Starspots Cycle Phase and Rotational Photometric Period Variations of Young Solar-type Stars: Different Patterns of Correlation", *The Future of Cool-Star Astrophysics: 12th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun (2001 July 30 - August 3)*, eds. A. Brown, G.M. Harper, and T.R. Ayres, (University of Colorado), 941-945

[5] Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., Fekel, F. C. (1988), "A catalog of chromospherically active binary stars", *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 72, 291-345

[6] Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C., Scheck, M. (1993), "A catalog of chromospherically active binary stars (second edition)", *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100, 173-225

[7] Frasca, A., Guillout, P., Marilli, E., Freire Ferrero, R., Biazzo, K., Klutsch, A. (2006), "Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries", *Astronomy and Astrophysics*, 454, 301-309

[8] Fekel, F. C., Henry, G. W., Eaton, J. A., Sperauskas, J., Hall, D. S. (2002), "Chromospherically Active Stars. XXI. The Giant, Single-lined Binaries HD 89546 And HD 113816", *The Astronomical Journal*, 124, 1064-1076

[9] Fried, R. E., Vaucher, C. A., Hopkins, J. L., Sabia, J. D., Krisciunas, K., Chambliss, C. R., Landis, H. J., Eaton, J. A., Hall, D. S., Henry, G. W. (1983), "Five years of photometry of Sigma Geminorum", *Astrophysics and Space Science*, 93, 305-311

[10] Henry, G. W., Fekel, F. C., Hall, D. S. (1995), "An Automated Search for Variability in Chromospherically Active Stars", *Astronomical Journal*, 110, 2926

AYRIK AKTİF YILDIZLARIN YÖRÜNGE EVRİMLERİ VE W UMa YILDIZLARININ OLUŞUMU

Zeki EKER[1], Osman DEMİRCAN[1], Selçuk BİLİR[2], Yüksel KARATAŞ[2]

Özet

237 tane Aktif Kromosferli Çift Yıldızın (CAB) ve 129 tane W UMa yıldızının kinematikleri çalışılmış, çift yıldız yörüngelerinin dinamik evrimi ile ilgili kanıtlar araştırılmıştır. Yörüngelerin, açısal momentum kaybı nedeni ile küçüldüğünün kanıtları, toplam kütle ($M = M_1+M_2$) ve yörünge periyodu (P) histogramları ile ortaya konmuştur. Bir başka kanıt da küçük periyotlu sistemlerin daha yaşlı olmalarıdır. W UMa sistemleri, CAB sistemlerinden ortalama olarak 1.62 Gyr daha yaşlı bulunmuş ve bu yaş farkı değme döneminin ortalama ömrü olarak yorumlanmıştır. Kütle transferinden etkilenmeyen 62 ayrık alan CAB sistemi seçilmiş ve bunlardan yörünge açısal momentum kaybı (OAM), kütle kaybı ve periyot azalması katsayıları $d\dot{J}/J = -3.48x10^{-10}$ y^{-1}, $d\dot{M}/M = -1.30x10^{-10}$y^{-1}, $d\dot{P}/P = -3.96x10^{-10}$y^{-1}, bir ilk yaklaşım sonucu ortalama değerler olarak belirlenmiştir. $d\ log\ J / d\ log\ M$ oranının 2.68 olması, örnek içindeki yıldızlarda ortalama olarak açısal momentum kaybının, izotropik kütle kaybının sebep olduğu J kaybına göre 2.68 katı oranında amplifiye edildiğini gösterir. Dinamik evrim parametresi olarak adlandırdığımız (δ=2.68) bu birimsiz parametrenin farklı değerleri yörüngelerin dinamik evriminin farklı modlarını ve farklı hızlarını ortaya koyar. δ=2.68 e karşılık gelen dinamik evrim, $log\ J$ - $log\ P$, $log\ M$ - $log\ P$ ve $log\ J$ - $log\ M$ diyagramlarında incelenmiş ve mevcut CAB sistemlerinin %10, %22 ve %39 kadarının gelecek 2, 4 ve 6 Gyr içinde W UMa türü kontak sisteme dönüşecekleri belirlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Kinematik, Aktif Çift yıldızlar, çift yıldız evrimi, dinamik evrim, manyetik aktivite.*

Abstract

Kinematics of 237 Chromospherically Active Binary (CAB) and 129 W UMa stars were studied and evidence of orbital dynamical evolution investigated. Proofs of shrinking orbits due to orbital angular momentum (OAM) loss associated with mass loss have been presented using systemic mass and period histograms. Another verification revealed by the older ages of shorter period systems. W UMa systems had been found 1.62 Gyr older than the CAB systems. This age difference was interpreted as mean lifetime of the contact stage. 62 field CAB, which are free from mass transfer, were selected and sub groups were formed according to OAM ranges. Using the kinematical ages of these sub groups, mean OAM loss, mass loss and orbital period decrease $d\dot{J}/J = -3.48x10^{-10}$ y^{-1}, $d\dot{M}/M = -1.30x10^{-10}$ y^{-1}, $d\dot{P}/P = -3.96x10^{-10}$y^{-1}, have been determined in the first approximation. The ratio of $d\ log\ J / d\ log\ M = 2.68$ implies that either there are external causes which increase the systemic AM loss or there is

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale*
Tel: 286-218 00 18, Faks: 286-218 05 33, e-posta: {eker, demircan @comu.edu.tr}
[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt-İstanbul*
Tel: 212-440 00 00, Faks: 212-440 03 70, e-posta: {sbilir, karatas @istanbul.edu.tr}

amplification mechanism which amplifies AM loss due to stellar winds. The different values of the dynamical parameter $\delta = d \log J / d \log M$ determines the direction and the speed of the dynamical evolution. The dynamical evolution with $\delta = 2.68$ have been studied on the *log J - log P*, *log M - log P*, *log J - log M* diagrams and it has been found that 11%, 23% and 39% of the current CAB stars would be transformed to contact binaries within the next 2, 4, and 6 Gyrs.

Key word: *Kinematics, chromospheric activity, binaries, binary evolution, dynamical evolution.*

1.Giriş

Değen yıldızların gözlemsel verileri ve teorileri detaylı olarak Mohnachi [1], Vilhu [2] ve Rucinski [3] tarafından gözden geçirilip özetlenmiştir. Değen çift yıldız oluşumunu öngören en gözde modellere göre bu oluşum, ayrık ama yakın, senkron dönmeli olan yakın çift yıldızlarındaki açısal momentum kaybı (AML) ve bu kaybın sebep olduğu yörüngenin küçülmesi ile ilgilidir [4]. Manyetik frenleme [5-7] sebebi ile açısal momentum kaybı, tek yıldızların, dönmelerinin yavaşladığı belgeleyen Skumanich [8] den sonra, konuya ilgi katlanarak artmıştır. Manyetik frenleme ve çekimsel kilitlenme başlangıçta ayrık olan çift yıldızlardan W UMa oluşumunun en temel nedenlerinden sayılmaktadır [9-17].

Yörünge evrimi, ayrık çift yıldızlardan W UMa oluşumu farklı farklı öngörülmüş, farklı farklı anlatılmıştır. Ancak, çekim kilitlenmesi kısa periyotlu sistemlerde çok daha etkili olduğu için, seküler yörünge periyodu azalması başlangıçta yavaş sonradan birden hızlandığı tarzında anlatılmaktadır. Sadece yörünge periyodu birkaç gün mertebesinde olan ayrık çift yıldızların $\sim 10^9$ yıl kadar bir zamanda W UMa gibi değen sistemlere dönüşeceği tahmin edilmektedir.

Küçülen yörüngeler ve ilgili periyot azalmalarının etkilerini maalesef alışa gelmiş tutulma minimum zamanlarından elde edilen standart O-C diyagramlarında görmek mümkün değildir. Çünkü 1) O-C verilerinin seküler periyot azalma skalasına göre çok kısa (yaklaşık 100 yıl) bir zaman aralığını kapsar, 2) düzgün dağılmamış O-C verilerinde büyük saçılmalar vardır, 3) kütle transferi, üçüncü cisim, manyetik çevrim gibi daha karışık daha büyük genlikte değişim oluşturan etkileri vardır [18-20]. Bu nedenle O-C diyagramlarındaki yörünge periyodu azalmaları seküler periyot azalmalarına bir delil olamaz.

Bir parçalanma işlemi (fission process) neticesinde anakol öncesi evrimin sonlarında değen sistemlerin oluşumuna imkan tanıyan W UMa yıldızlarının ayrık çift yıldızlardan oluştuğu teorisine ters düşen bir başka teori daha vardır [21]. Guinan ve Bradstreet [14] in tahminlerine göre oldukça kısa ($0.1 < t_{değme} < 1$ Gyr) olarak öngörülmüş değme dönemi zaman skalası göz önünde tutulursa, Roxburgh [21] nın öngördüğü bu teori yaşlı (~7-8 Gyr) W UMa yıldızlarının varlığını açıklamaktan çok uzaktır. Ancak, sistem açısal momentumunun korunumu durumunda, yaşlı sistemlerin varlığı anlaşılabilir. Açısal momentumun korunumu ise, değen sistemlerin ayrık sistemlerden açısal momentum kaybı sonucunda oluştuğu teorisine ters düşer.

W UMa yıldızlarının oluşumu ile ilgili tartışmalar günümüzde de devam etmektedir. W UMa yıldızlarının çok küçük olan uzay yoğunluğu (Güneş civarındaki yıldızların %0.2 W UMa türündendir [22, 23]) bu sistemlerin ayrık çift yıldızlardan oluştuğu teorisine sanki daha uygun düşmektedir. Çünkü, sınırlı sayıda ayrık çift yıldızlardan açısal momentum kaybı sebebi ile oluşan W UMa ların diğer yıldızlar içindeki oranı küçük olması beklenir. Ancak, çekimsel kilitlenme sadece yörünge periyotları W UMa periyotlarına yakın (~ 1 gün)

sistemlerde etkili olduğu için ve bu sistemlerin sayısının da çok az olması nedeni ile %0.2 lük oran bile oluşuma kaynak yıldızlar göz önüne alındığında, olması gerektiğinden çok fazla olduğunu düşünenler vardır. Bu yüzden Paczynski "değen sistemler sanki yoktan ortaya çıkmış gibidir" (conctact binaries appear out of nowhere) demektedir [24]. Bu nedenle, sadece çekim kilitlemesi ve açısal momentum kaybı mekanizması değil, daha başka işleyen mekanizmaların W UMa yıldızlarının bugünkü oranlarında etkili olduğu düşünülmektedir. Aksi takdirde, sadece ~1 günlük periyotlu ayrık sistemlerin bugünkü W UMa sayısını oluşturmaya yeterli görülememektedir.

Bu çalışma Aktif Kromosferli Çift Yıldızların (CAB) ve W UMa yıldızların kinematiği ile ilgili çalışmalarımız [25, 26] sırasında farkına vardığımız ayrık çift yıldız yörüngelerinin dinamik evrimi ile ilgili seküler periyot ve kütle azalmasının delillerini bir bütün halinde sunmayı hedeflemektedir. Yörünge dinamiği ile ilgili kısa bir hatırlatmadan sonra üçüncü çalışmamızda [27] belirlediğimiz ortalama dinamik evrim en son çalışmamızda [28] ele aldığımız şekilde $\log J - \log P$, $\log M - \log P$ ve $\log J - \log M$ diyagramları üstünde tasvir edilecektir.

2. Seküler Periyot ve Kütle Azalmasının Gözlemsel Delilleri

Önce, Guinan ve Bradstreet [14] W UMa yıldızlarının Galaktik uzay hızı dispersiyonlarından kinematik yaşlarının 8 – 10 Gyr olduğunu buldular. W UMa ların bu düzeydeki yaşları, muhtemel ön popülasyonu olan RS CVn ve benzeri aktif kromosferli yıldızların kinematik yaşları (~ 5 Gyr) [29] ile karşılaştırılınca, değen yıldızların ayrık yıldızlardan oluştuğu teorisinin tutarlı olduğu söylenebilir. W UMa değen çift yıldızlarının nükleer zaman ölçeği düzeyindeki 8 – 10 Gyr lık yaşları, ya bu yıldızların Roxburgh [21] teorisine göre anakol öncesi değen yıldızlar olarak oluştuğu ve oluşumu sırasındaki orijinal açısal momentumlarını hala korumaları ile ya da açısal momentum kaybı karşısında kararsız olmaları durumunda, ayrık sistemlerden oluşmaları durumunda da açıklanabilir. Aslan ve ark. [30] Hipparcos verilerinden hesapladıkları uzay hız dispersiyonlarından W UMa ların yaşlarını RS CVn yıldızlarından daha küçük bulmuşlar ve W UMa ların RS CVn lerden oluştuğu tezini sorgulamışlardır.

W UMa ve RS CVn türü yıldızların artan sayıları ve gelişmiş duyarlı astrometrik verilerin (paralaks ve öz hareketler) Hipparcos [31] tarafından ölçülmesi, bizleri problemi bir kere daha gözden geçirmemiz için motive etmiştir. Önce, 237 tane uzay hızı hesaplanabilen CAB yıldızı arasından, genç hareketli küme gruplara muhtemel üye CAB yıldızları kinematik kriterlerle tespit edildi, sonra ana örnek genç (95 tane yaşı 0.65 Gyr den küçük) ve yaşlı (142 tane ortalama yaşı 3.86 Gyr) diye iki gruba ayrıldı. Birincisine MG, ikincisine de alan yıldızları adını verildi.

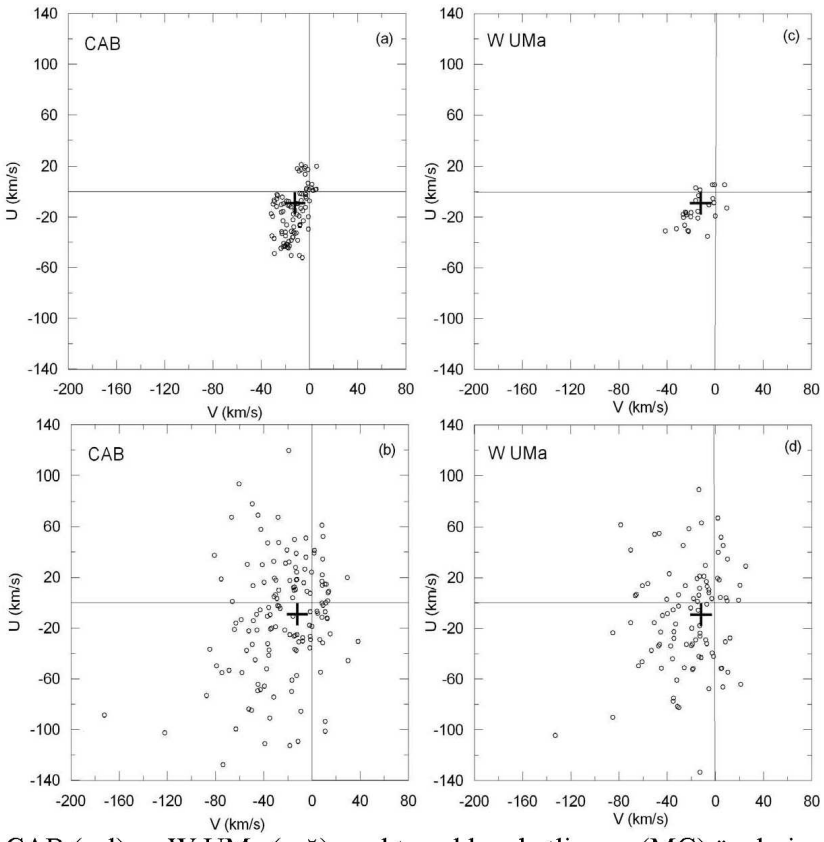
Hareketli gruplar (MG) olarak nitelenen yıldızlar, aynı orijine sahip yıldızlardan oluşur. Eggen [32] Galaksimiz içinde, Güneş civarında, ama kinematik özellikleri bakımından benzerlik gösteren bir süperküme tanımlamıştır. Hareketli gruba üye yıldızlar, küme yıldızları gibi ortak bir uzay hızı vektörüne sahiptir. Yani her bir yıldızın uzay hızları hemen hemen paralel ve aynı büyüklüktedir. Küme yıldızlarından farklı olarak, hareketli grup yıldızları gökyüzünün her tarafında olabilirler. Oysa küme Güneşe göre belli bir doğrultuda, gökyüzünün belli bölgesini işgal eder. Hareketli gruplara üye yıldızları belirlemekte kullanılan kinematik kriterler Eggen [33-36] tarafından belirlenmiş ve Montes ve ark. [37, 38] tarafından özetlenmiştir.

Kriterlerin özü şudur: test edilen yıldızların uzay hızı MG grubunu simgeleyen uzay hız vektörüne hem büyüklük hem de yön bakımından aynı olmalıdır. Belli sınırlar içindeki farklılıklar sorun olmaz. MG yıldızlarının yaşları, küme yıldızları gibi anakol dönüm noktalarından hesaplanmaktadır. Bu çalışmada dikkate aldığımız MG gruplarının listesi, bu grupları karakterize eden kinematik özelliklerle birlikte Tablo 1 de verilmiştir.

Tablo 1: En iyi bilinen hareketli grupların parametreleri

İsim	Yaş (Myr)	(U, V, W) (km/sn)	V_T (km/sn)	Kavuşum noktası (α^h δ^o)
Local Association (Pleiades, α Per, M 34, δ Lyr, NGC 2516, IC 2602)	20 - 150	(-11.6, -21.0, -11.4)	26.5	(5.98, -35.15)
IC 2391 Süperküme	35 – 55	(-20.6, -15.7, -9.1)	27.4	(5.82, -12.44)
Castor MG	200	(-10.7, -8.0, -9.7)	16.5	(4.75, -18.44)
Ursa Major Grup	300	(+14.9, +1.0, -10.7)	18.4	(20.55, -38.10)
Hyades Süperküme	600	(-39.7, -17.7, -2.4)	43.5	(6.40, 6.50)

CAB ve W UMa yıldızlarının U-V diyagramı üstündeki uzay hızı dağılımları Şekil 1 de karşılaştırılmıştır. Daha yaşlı alan yıldızlarının MG yıldızlarına göre çok daha fazla dağıldığına dikkat ediniz. U ve V yıldızların Galaksi içindeki Güneşe göre ölçülmüş, Galaksi merkezine ve Galaksinin döndüğü yöndeki hızlarıdır. Yer darlığı nedeni ile Galaksi düzlemine dik hızlar gösterilmemiştir. Ancak, hesaplarda vardır. Uzay hız dispersiyonlarından alan CAB yıldızlarının 3.86 Gyr, alan W UMa yıldızlarının 5.47 Gyr ortalama kinematik yaşı bulunmuştur. Daha önceki [14, 28] yaşlara göre daha küçük olmasına rağmen, bu yaşlarda W UMa ların ayrık sistemlerden oluştuğu teorisine ters düşmez Hatta CAB ve W UMa lar arasındaki yaş farkı (1.61 Gyr) değme döneminin ortalama ömrü olarak yorumlanmıştır [26].



Şekil 1: CAB (sol) ve W UMa (sağ), muhtemel hareketli grup (MG) üyeleri (üst) örnek içinden seçilmiş, geriye kalanlara alan yıldızları (alt) adı verilmiştir.

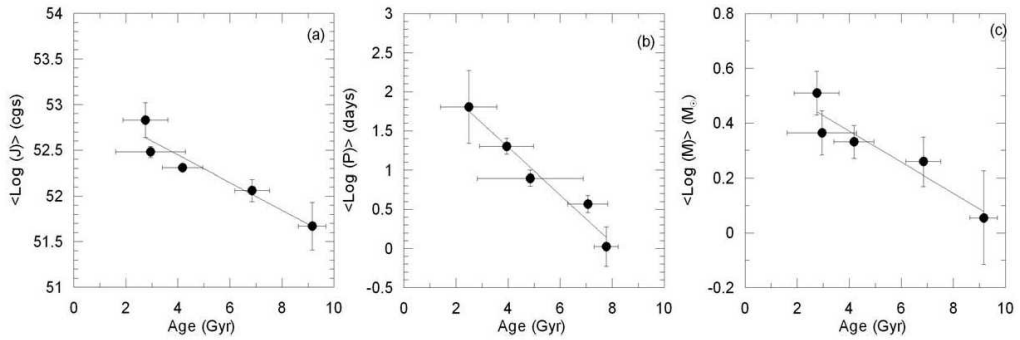
Kinematik kriterlerle oluşturulan alt grupların olması, genç ve yaşlı olan grupların periyot, toplam kütle ve bazı fiziksel parametrelerin histogramlarını karşılaştırma, böylece seküler yörünge açısal momentumu kaybının etkilerini araştırma imkanı sağlamıştır. Ancak, MG gruplarındaki yıldızlar kinematik kriterlerle seçildiği için bu gerçekten herhangi bir MG nin uzay hızına denk düşmesiyle yanlış tanımlamalar olabilir. Bizler bu türden yanlış tanımlanmış yıldızların sayısının istatikleri bozmayacak kadar az olduğunu düşünüyoruz çünkü açısal momentum kaybı kaynaklı seküler değişimlerin izleri istatistik verilerde rahatça görünmektedir.

Alan CAB sistemlerinden çok genç olan MG CAB sistemlerinin histogramları (dağılım fonksiyonları) ilk orijinal dağılımlarını temsil ettiğini düşünebiliriz. Bu varsayımdan sonra hemen görülmektedir ki, MG lerde düzgün olan periyot dağılımı alan yıldızları dağılımında 10 gün civarında bir tepe, daha uzun ve daha kısa periyotlu sistemlerde azalma şeklinde bir dağılıma dönüşmüştür (birinci makalemizdeki [25] Şekil 6) CAB yıldızlarının, genç ve yaşlı kümelerinin periyot dağılımlarını karşılaştıran iki histogram arasındaki bu farkın seküler periyot değişimine delil teşkil ettiğini düşünüyoruz. Çünkü seküler açısal momentum kaybı yörünge periyotlarını azaltır. Bu durumda, 10 günden daha uzun periyotlu sistemlerin rölatif sayısındaki düşme açıkça görülmektedir. Küçülen periyotlar sanki küçük periyotlu sistemlerin sayısında yığılma oluşturacağı kanısını oluşturur. Ancak, dinamik evrime göre periyot azalması, nükleer evrime göre yarıçap büyümesi sebebi ile 10 günden daha kısa periyotlu sistemlerin çoğu değen ve yarı-değen haline getirmiştir ki, bu tür sistemler listemizde yoktur, bu nedenle alan CAB yıldızlarının periyot dağılımları 10 gün civarında tepesi olan bir dağılım şeklini almıştır.

Birinci makalemizin 8 inci şeklinde gösterildiği [25] hali ile periyot dağılımları kadar açık olmasa da, seküler açısal momentum kaybına sebep olan kütle kaybının izleri de göze çarpmaktadır. Bu sefer hem MG, hem alan CAB leri tek tepeli dağılımlar göstermektedir. Tepe noktalarından çok, dağılımların kanatları seküler kütle azalmasını desteklemektedir. Genç gruptaki büyük kütlelere doğru yavaş yavaş olan azalma, alan CAB lerinin histogramında daha hızlı bir azalmaya yani büyük kütleli yıldızların rölatif sayısında azalmaya işaret etmektedir. Tepelerin azalan kütlere doğru olan tarafında ise durum tam tersidir, küçük kütleli sistemlere doğru hızlı azalma, alan CAB lerinde yavaş bir azalmaya değişmiştir. Dev, alt-dev ve anakol yıldızlarından oluşan CAB grubunun heterojen olması, tam değme yarı-değme durumuna gelme, tepe noktalarının ve dağılımın küçük periyotlara doğru olan kanadının yorumunu karmaşık hale getirmektedir. Sadece dev, alt-dev ve anakol yıldızlarından olan karşılaştırmaları ve ilgili yorumları merak edenler birinci makalemize [25] bakabilirler.

Yine birinci [25] makalemizin 5. Tablosunda listelendiği hali ile kinematik yaşların küçük periyotlu sistemlere doğru artması, açısal momentum kaybı nedeni ile yörünge periyotunun seküler azalmasının en açık delilidir. Daha sonraki makalemizde [27], yörünge açısal momentumu, toplam kütle ve yörünge periyotundaki seküler azalmalar zamana karşı azalmalar şeklinde kantitatif hale getirilmiş ve yıllık ortalama azalma oranları belirlenmiştir. 62 tane ayrık olduğu bilinen alan CAB'lerinin yörünge açısal momentumuna göre gruplanmasından sonra bulunan grup yaşları ve grupların ortalama açısal momentum, toplam kütle ve yörünge periyodu değerleri Şekil 2 de gösterilmiştir. J, P ve M nin zamanla azaldığı açıkça görülmektedir. İlk yaklaşım olarak logaritmik skalada değişimler lineer düz çizgilerle temsil edilmiştir. En küçük kareler metodu ile elde edilmiş fit sonuçlarına göre değişimlerin eğimleri sırasıyla $-1.51\text{x}10^{-10}$ y^{-1}, $-1.72\text{x}10^{-10}$ y^{-1} ve $-5.65\text{x}10^{-11}$ y^{-1} dır. Logaritmik skaladaki lineer sabit bir rölatif değişimi ifade eder. Bu durumda ortalama sabit değişim oranları da

sırasıyla $d\dot{J}/J = -3.48x10^{-10}\,\mathrm{y}^{-1}$, $d\dot{M}/M = -1.30x10^{-10}\,\mathrm{y}^{-1}$ ve $d\dot{P}/P = -3.96x10^{-10}\,\mathrm{y}^{-1}$ dır. Bu değişim oranları Galaksi içinde Güneş civarındaki aktif kromosferli ayrık çift yıldızların dinamik evrimlerini temsil eder.



Şekil 2: Yörünge açısal momentum (J), periyot (P) ve kütle (M) lerin yaşa bağımlı olarak değişimleri.

İkinci makalemizde [26] aynı histogramlar, tablolar ve grafikler W UMa yıldızları için de üretilmiştir. Ancak, CAB ler için yaptığımız yorum ve açıklamaları, benzer hatta daha belirgin değişimlerin göze çarptığı, W UMa verileri hakkında söylemek, değme dönemi ömrünün (<1 Gyr [14], 1.61 Gyr [26]) ortalama bulunan yaşlardan (3 Gyr dan 9 Gyr kadar) çok çok kısa olması sebebi ile mümkün değildir. MG grup W UMa yıldızları (<0.6 Gyr) daha ilk genç grubun yaşına gelmeden tek yıldıza dönüşeceği sinyalini vermektedir. Alan W UMa yıldızları yörünge periyotlarına göre dört alt sınıfa ayrılmış her grubun ortalama yaşı 3.21, 3.51, 7.14 ve 8.89 Gyr olarak bulunmuştur. MG üyesi W UMa ların sayısı azdır (~ %20). Bu durumda, değme öncesi, ayrık dinamik evrim W UMa lar arasında etkin bir şekilde süregeldiğini söyleyebiliriz. Ancak, bu baskın eğilime ters düşen (~%20) oranında az sayıda MG üyesi W UMa vardır ki, bu W UMa yıldızlarının yaşları, değme öncesi ayrık dönemlerinin olmadığını, oluşurken daha başta değen sistemler olarak oluştuğuna işaret etmektedir. Mademki değme öncesi, ayrık dönem, W UMa yıldızlarının bugünkü yaşlarını belirlemede baskın olarak etkilidir, değme öncesi dönemin etkileri arındırılmadan, W UMa yıldızlarının açısal momentum, kütle ve periyot histogramları, CAB lerin histogramları gibi yorumlanamaz. Bu nedenle, W UMa ların bu histogram ve tablolarından çıkarabildiğimiz en önemli sonuç dinamik evrimin kontaklık evresinde hızlanarak devam ettiği ve W UMa yıldızlarının ayrık çift yıldızlardan oluştuğu genel görüşün doğruluğu yanından az sayıda (~%20) W UMa nın anakol öncesi evrim sonunda doğrudan değen yıldızlar olarak oluşmuş W UMa ların da var olduğu gerçeğini bulmamızdır.

3. Çift Yıldız Yörüngelerinin Dinamiği

Çift yıldız yörüngelerinin açısal momentumunu veren en temel bağıntı

$$J = \left(\frac{M_1 M_2}{M_1 + M_2}\right) a^2 \Omega = \left(\frac{q}{(1+q)^2}\right) M a^2 \Omega, \qquad (1)$$

dır. Bağıntıdaki $I = \left(\frac{M_1 M_2}{M_1 + M_2}\right) a^2 = \left(\frac{q}{(1+q)^2}\right) M a^2$ sistemin dönme momenti ve $\Omega = 2\pi/P$ yörünge dolanım periyodunun sebep olduğu açısal hızdır. Böylece $J = I\Omega$ yörünge açısal momentumu en basit şekliyle ifade edilmiş olur.

Yörünge açısal momentumu (J), yörünge hareketinin devamı için dinamik oluşturur Bu nedenle, J ve M yörüngenin periyotu (P) ve büyüklüğünü (a) belirleyen iki temel fiziksel büyüklüklerdir. J ve M nin P ve a yı veren bağıntıları

$$P = \frac{(1+q)^6}{q^3}\frac{2\pi}{G^2}\frac{J^3}{M^5}, \quad a = \frac{(1+q)^4}{q^2}\frac{J^2}{M^3} \tag{2}$$

dir. Bu bağıntılardaki q bileşenlerin kütle oranıdır ve $q = m_2/m_1 < 1$ olarak tarif edilir. Kütle oranı bir fiziksel büyüklük değil, J nin tarifi içinde birimsiz yardımcı bir parametredir. Yörüngenin büyüklüğü $a = a_1 + a_2$ ise, bir bileşenin diğeri etrafindaki yörüngesinin yarı büyük ekseni anlamındadır. M de aynı şekilde sistemin toplam kütlesini $M = M_1 + M_2$ yi ifade eder. Yörüngenin kararlılığı (yani $dP = 0$, $da = 0$ olması) yörünge açısal momentumu ve toplam kütlenin, kütle transferi olmaması şartına bağlı ($dq = 0$) olarak değişmemelerine ($dJ = 0$, $dM = 0$) bağlıdır. Eğer kütle transferi yoksa ayrık sistemlerde zaten kütle transferi beklentisi yoktur, açıkça görülmektedir ki yörüngeden açısal momentum kaybı, hem periyodu, hem de yörüngenin büyüklüğünü azaltır. Buna karşı sistemin kütlesindeki herhangi bir azalma hem P de, hem de a da büyümeye neden olur. Yukarıdaki bağıntının logaritmik türevleri alındığında

$$\frac{dP}{P} = -3\frac{1-q}{1+q}\frac{dq}{q} + 3\frac{dJ}{J} - 5\frac{dM}{M}, \quad \frac{da}{a} = -2\frac{1-q}{1+q}\frac{dq}{q} + 2\frac{dJ}{J} - 3\frac{dM}{M}, \tag{3}$$

bulunur. Kütlenin üstel kuvveti, J Nil üstel kuvvetinden büyük olduğu için, herhangi bir değişme durumunda kütledeki değişme daha baskın olmaktadır. Örnek olarak, izotropik kütle kaybını düşünelim. (1) e göre $dJ/J=dM/M$, yani kaybolan kütle beraberinde sistemden açısal momentum götürür. İzotropik olma şartı, kütledeki rölatif azalmanın, açısal momentumdaki rölatif azalma ile aynı olduğunu işaret eder. Bu durumda, (3) denklemi

$$\frac{dP}{P} = -2\frac{dJ}{J} = -2\frac{dM}{M}, \quad \frac{da}{a} = -\frac{dJ}{J} = -\frac{dM}{M}, \tag{4}$$

haline gelir ki, sistemden kütle kaybı (ki bu açısal momentum kaybı demektir), hem yörüngeyi büyütür hem de periyodu uzatır.

Ancak sistemden açısal momentum kaybını arttırabilecek başka etkiler olabilir. Örneğin, gravitasyon dalgalarıyla açısal momentum (AM) kaybı; Galaktik uzayda yakın yıldız geçişleri; Eksentrik yörüngede üçüncü cisim veya yakın çekimsel kilitli sistemlerde olduğu gibi, AM kaybının katlanmasına sebep olan, manyetik alan çizgileri sebebi ile Alfen yarıçapından kaybolan madde olmasıdır. Bütün bu ihtimal ve katkıları göz önüne aldıktan sonra toplam yörünge AM kaybının, kütle kaybına oranına bakmak durumundayız.

$$\delta = \left(\frac{dJ}{J}\right) / \left(\frac{dM}{M}\right), \tag{5}$$

rölatif yörünge AM kaybını, rölatif kütle kaybına oranlayan parametredir ve adına dinamik parametre diyebiliriz; çünkü yörüngenin J ve M deki değişimlere vereceği dinamik tepki, δ nın değerine bağlıdır. (5) bağıntısını (3) bağıntısı içinde kullanırsak,

$$\frac{dP}{P}=\left(3-\frac{5}{\delta}\right)\frac{dJ}{J}=(3\delta-5)\frac{dM}{M},\quad \frac{da}{a}=\left(2-\frac{3}{\delta}\right)\frac{dJ}{J}=(2\delta-3)\frac{dM}{M}, \tag{6}$$

olur. Burada dq/q ihmal edilmiştir. dq/q her bir bileşenin aynı oranda kütle kaybetmesi durumunda zaten sıfırdır. $dq/q \neq 0$ olduğunu düşüksek bile, $(1-q)/(1+q)$ terimi q~1 olan CAB sistemleri için çok küçük bir değerdedir. Bu nedenle, kütle oranındaki değişimin ihmal edilmesini ilk yaklaşım olarak kabul edilmiştir.

(6) numaralı denkleminden açıkça görülmektedir ki, yörünge periyodunun azalması için, $J > 3/2$ yeterlidir. Eğer $3/2 < \delta < 5/3$ gibi arada bir değer olursa, periyot büyür ama yörünge küçülür. $\delta < 3/2$ durumda hem periyot büyür hem de yörünge. Ayrık CAB yıldızlarının genel durumunu ifade etmek için, üçüncü makalemizde [27] belirlediğimiz ortalama J ve M deki azalmaları kullanabiliriz. Bu durumda

$$\overline{\delta}=\frac{\overline{\frac{dJ}{J}}}{\overline{\frac{dM}{M}}}=\frac{\overline{\frac{dJ}{Jdt}}}{\overline{\frac{dM}{Mdt}}}=\frac{-3.48x10^{-10}}{-1.30x10^{-10}}=2.68 \tag{7}$$

ortalama dinamik parametrenin değeri $\overline{\delta}$=2.68 dir ve Güneş civarındaki ayrık CAB yıldız yörüngelerinin ortalama dinamik evrimlerini temsil eder.

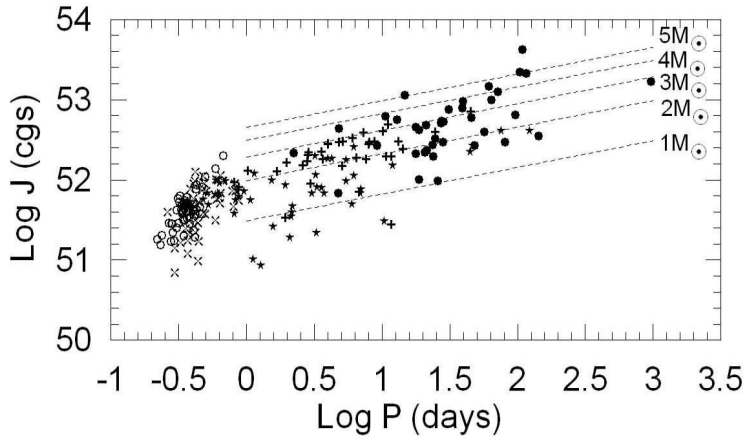
4.Diyagramlar Üstünde Dinamik Evrim

4.1. *log J – log P* Diyagramı

CAB ve W UMa yıldızlarının yörünge açısal momentumları ve periyotları bir *log J – log P* diyagramı üstünde gösterilmiştir (bakınız Şekil 3). CAB yıldızlarının dev, alt-dev ve anakol bileşenli olanları ve A ve W türü W UMa yıldızları farklı sembollerle gösterilmiştir. Genelde daha büyük kütleli ve daha büyük periyotlu CAB sistemleri W UMa dağılımının sağ tarafında sol aşağıda sağ üste tarafa uzanan band şeklinde dağılmışlardır. Şekildeki sabit kütle çizgileri q = 0.88 (CAB dağılımının meydan değeridir) alınarak

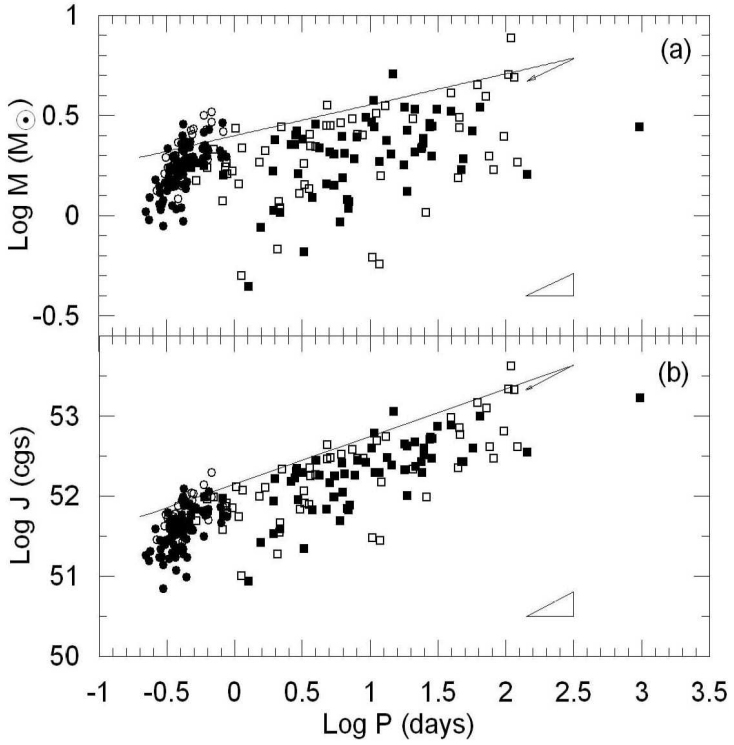
$$J=\frac{q}{(1+q)^2}\sqrt{\frac{G^2}{2\pi}M^5P} \tag{8}$$

bağıntı ile belirlenen M değeri sabit tutulan P nin değiştirilmesiyle hesaplanmıştır.



Şekil 3: CAB yıldızları: (●) dev, (+) alt-dev ve (★) anakol. W UMa yıldızları: (×) A tipi, (O) W tipi. Sabit kütle ($M = M_1 + M_2$) çizgileri (--) CAB sistemleri için q = 0.88 değeri ile hesaplanmıştır.

CAB sistemlerinin dağılımında çok belirgin, düz bir üst sınır çizgisi vardır. Sanki bu çizgi, CAB lerin dinamik evrimine işaret ediyor gibidir. Yörünge AM kaybı, kütle kaybı ve periyot azalması ile CAB sistemleri üst sınıra paralel W UMa bölgesine hareket ediyorlar sonunda W UMa bölgesine girip, değen sistemlerden biri oluyor izlemi göze çarpmaktadır. Ama bu tasvir, $\overline{\delta} = 2.68$ değerine göre olan ortalama dinamik evrim düşünüldüğünde, tam olarak doğru olmadığı anlaşılır. Çünkü ortalama dinamik evrimin yönü Şekil 4b deki *log J – log P* diyagramındaki üst sınırın sağ üstünde gösterilmiştir ve hiç de üst sınıra paralel değildir. Ayrık CAB sistemlerinin ortalama dinamik evrimleri Şekil 4 deki diyagramların sağ alt köşesindeki dik üçgenlerle temsil edilmiştir. Üçgenlerin dik kenarları, ilgili eksenler boyunca olan ortalama azalmaları temsil ederler, böylece dik üçgenlerin hipotenüsleri, diyagram üstünde dinamik evrimin yönünü gösterir. Üst sınırın sağ üstündeki ok ve üçgenlerin boyutu 2 Gyr lık bir zaman dilimindeki ortalama dinamik evrimi temsil etmektedir.



Şekil 4: CAB (□), W UMa (O); MG (boş) ve alan yıldızları (dolu) semboller ile gösterilmiştir. Ortalama dinamik evrim (ok), 2 Gyr lık ortalama azalma (üçgen).

Şekil 4 deki diyagramlar, genç ve yaşlı sistemleri gösteren iki ayrı sembolle üretilmiştir. Genç (MG grubu yıldızlar) ve yaşlı (alan yıldızları) CAB sistemlerinin dev, alt-dev ve anakol olarak işaretlenen diyagramlarda olduğu gibi belli bölgelerde değil de, bu diyagramda rasgele dağıldıkları açıkça görülmektedir. Genç ve yaşlı CAB sistemlerin böyle rasgele dağılımları, dinamik evrimin rasgele herhangi bir yerde başladığına işaret etmektedir. Yani, bu diyagramlardaki herhangi bir noktada yaşlı veya genç bir sistemin olma olasılığı aynıdır. Bu durumda, H-R diyagramında olduğu gibi belli bölgelerin genç ve belli bölgelerin yaşlı yıldızlara ait olduğunu söylemek *log J – log P* diyagram için mümkün değildir.

4.2. *log M – log P* Diyagramı

log M – log P diyagramında, *log J – log P* diyagramına benzer tarzda CAB ve W UMa dağılımları göstermektedir (bakınız Şekil 4a). Önce, *log M – log P* diyagramındaki CAB üst sınırı göz kararı ile sayısallaştırılmış ve sonra bu sınır üstündeki M ve P noktaları, $q = 0.88$

kullanılarak (8) bağıntısına göre J ler hesaplanmıştır. P noktaları ve hesaplanan J noktaları ile Şekil 4b deki üst sınır çizilmiştir. Hesapla bulunan bu yeni çizginin, $log\ J - log\ P$ diyagramındaki CAB dağılımının üst sınırını belki de daha güzel temsil ettiğinin görülmesi, Şekil 4 deki iki diyagramın üst sınırlarının bağımsız olmadığını açıkça göstermektedir. Bu üst sınır şüphesiz, Şekil 4a nın ifade ettiği anlamda, belli periyotlardaki sistemlerle ilgili bir kütle üst sınırının olmasıyla ilgilidir. Periyota bağlı olarak bir kütle üst sınırının olmasının sebepleri çok açık değildir. Bu sınır sadece aktiviteyi belirleyen sınır mıdır yoksa oluşumdan kaynaklanan bir kütle üst sınırımıdır henüz belli değildir. Bu sınır oluşumundan kaynaklanmış olabilir çünkü sınırın üstünde yıldız oluşmuyorsa, ilk oluşum sırasında ilk yörünge periyotlarının belirlediği, ilk Roche loblar içindeki madde yoğunluğunun belirlediği bu kütle üst sınırı olabilir. Eğer, sınırın üstünde yıldız oluşuyor ise, bu durumda bu sınırın sadece aktivite – kütle – parlaklık bağıntısı ile belirlendiğini söyleyebiliriz. İlginç olan şudur: neden $log\ J - log\ P$ üst sınırı sabit kütle çizgilerine paralel değildir?

Eğer dinamik evrim, kütle kaybı olmadan sadece açısal momentum kaybı ve buna bağlı periyot azalması olarak kendini gösterseydi, sistemler sabit kütle çizgilerine paralel olarak sol tarafa gitmeleri gerekmez miydi? Sabit kütle çizgilerine paralel bir dinamik evrimin, CAB sistemlerini boş bölgeye taşıyacağı açıktır. Ancak boş bölgede CAB sistemi yoktur, bu durum CAB dağılımının sağ alt köşesi gibi, seçim etkileriyle açıklanamaz. Bu durumda $log\ J - log\ P$ diyagramlarından üst sınırın, minimum kütle kaybını temsil eden bir dinamik evrimi temsil ettiği ve $\overline{\delta} = 2.68$ parametreye göre olan ortalama dinamik evrimden farklı olduğu açıktır.

4.3. *log J – log M* Diyagramı

Madem J ve M yörünge boyutunu ve periyotunu belirleyen temel fiziksel büyüklüklerdir; hem madem J ve M deki değişimler, doğrudan yörünge parametreleri etkiler, $log\ J - log\ M$ diyagramı, çift yıldız yörüngelerinin dinamik evrimlerinin resmedilmesi gösterilmesi veya çalışılması için en uygun diyagram olmalıdır. Bu sebeplerle $log\ J - log\ M$ diyagramını (Şekil 5) ilk oluşturduğumuzda, dikkatimizi ilk çeken çok önemli bir özellik, CAB ve W UMa ların diyagramda çok belirgin bir şekilde ayrılmış olmasıdır. CAB ve W UMa ları ayıran sınır o kadar belirgindir ki, dağılımlar birbirlerine çok yakın olmasına rağmen, sınırın yanlış tarafında olan sadece iki sistem (OO Aql ve δ Cap) vardır. Bu sistemlerin diyagram üstünde yanlış yerde olmalarının iki sebebi olabilir, ya bu sistemlerin gözlemlerden elde edilen parametreleri hatalıdır veya değdiği halde ayrık, ayrık olduğu halde değen olarak belirlenmiş olmasından kaynaklanabilir. CAB ve W UMa sistemlerinin bu derece ki ayrımı $log\ J - log\ P$ ve $log\ M - log\ P$ diyagramlarında yoktur. Periyodu 4 gün civarında hem ayrık hem de değen sistemlerin olduğu Şekil 3 ve 4 de görülebilir.

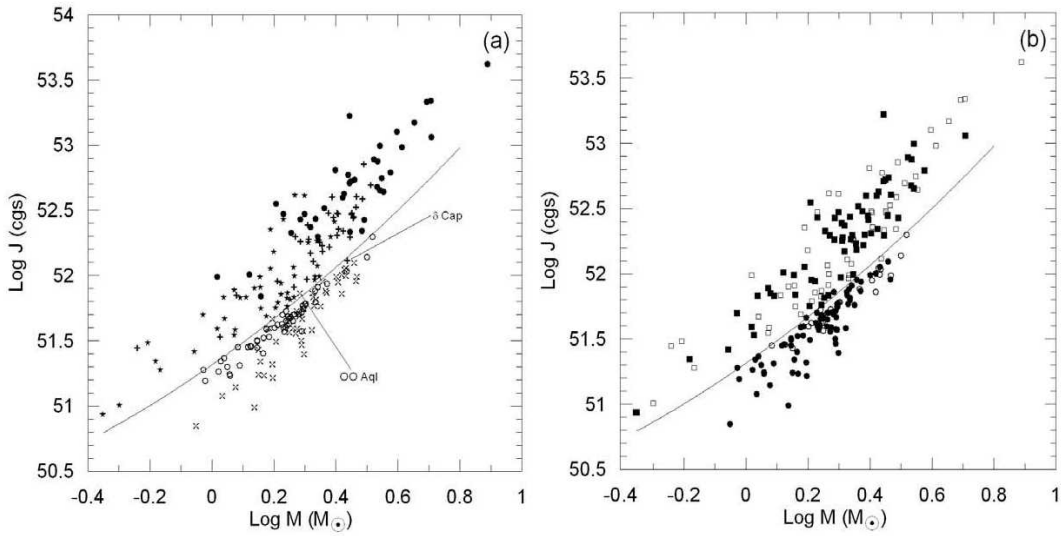
CAB ve W UMa ları ayıran sınır, dikkatli bir şekilde göz kararı ile sayısallaştırılmıştır. Değme sınırı adını vardığımız bu sınır

$$\log J = 0.522(\log M)^2 + 1.664(\log M) + 51.315, \qquad (9)$$

bağıntısı ile temsil edilebileceği, sınırın $log\ J - log\ M$ diyagramında gösterimi ile açıkça görülmektedir. Yukarıda bağıntıda M, Güneş kütlesi biriminde ve J de cgs birimindedir.

(9) denklemi ile ifade edilen sınırın fiziksel anlamı toplam kütlesi belli değen bir sistemin sahip olabileceği maksimum yörünge açısal momentumunu ifade etmesidir. Tek yıldızlarda olduğu gibi, dönme açısal momentumu belli bir değerin altında olması gerekmektedir, yoksa yıldızın kendi çekimi yeterli, merkezcil kuvveti oluşturamaz ve yıldız

parçalanır. Aynı durumun, W UMa değen sistemleri içinde geçerli olduğunu (9) bağıntısı ile görüyoruz. Herhangi bir çift yıldızın J si, (9) bağıntısı ile M değerinden hesaplanan J den büyükse, iki yıldızın arasındaki uzaklık değme uzaklığından daha büyük olur. Ancak, J nin daha küçük olması durumunda a küçülür ve sistemler değme durumuna gelebilir. J değerlerinin periyottan daha çok a değerlerine duyarlı olduğu (1) bağıntısında açıkça görülmektedir.

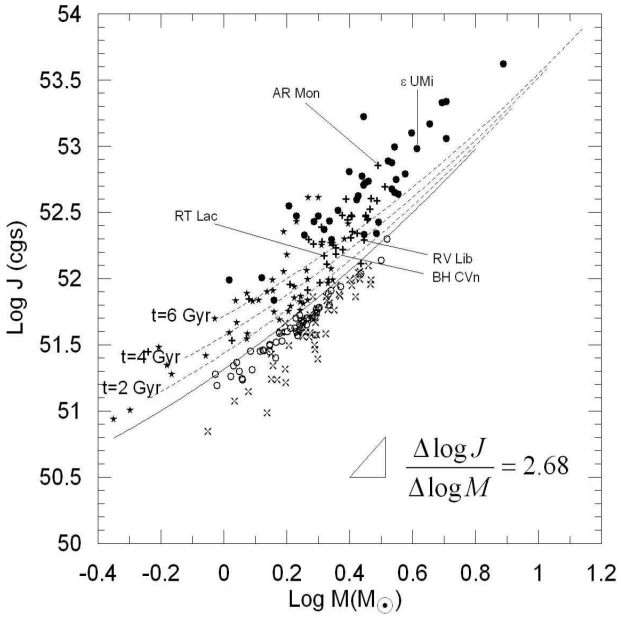


Şekil 5: Ayrık ve değen sistemleri kesin bir şekilde ayıran sınır (katı çizgi).
(a) ve (b) panellerindeki semboller, sırası ile, Şekil 3 ve 4 deki gibidir.

Üçüncü çalışmamızda [27], ortalama J, P ve M değişim oranları belirlenirken yarı değen oldukları ve bu yüzdende kütle aktarım komplikasyonu gösteren (RT Lac, AR Mon, ε UMi, RV Lib, BH CVn) beş sistem liste dışı bırakılmıştır. Bu beş sistem Şekil 6 da $\log J - \log M$ diyagramı üstünde işaretlenmiştir. Bu sistemlerin sınıra yakın yerlerde olmayıp, ayrık sistemler arasında rasgele dağıldığı görünmektedir. Demek ki yarı değen durumunun, tam ayrık durumundan farkı yoktur. Yani Roche loblarından birinin dolmuş olması sistemin kontak sınırına yakın olmasını gerektirmiyor.

$\log J - \log M$ diyagramını, dinamik evrim ve W UMa oluşumu açısından incelemek, diğer diyagramlara göre daha kolay yorumlanması bakımından önemlidir. Diyagramda da açıkça görüleceği gibi ayrık bir sistemin değen bir sisteme dönüşmesi, ayrık sistem açısal momentum kaybetmesi ile yerini terk edip, değen sistemler bölgesine gelmesi ile mümkündür. Ancak izleyeceği yolun yönü ve hızı, (dJ/dt) ve (dM/dt) yani yörünge açısal momentumu ve kütle kayıp hızlarına bağlıdır. dJ/dt ve dM/dt değerleri her sistem için ayrı ayrı olabileceği açıktır.

$\log J - \log M$ diyagramı da diğer diyagramlar gibi tek tek yıldızların dinamik evrimleri hakkında bilgi vermez çünkü hiçbir sistemin başlangıç noktası belli değildir. Şekil 5b, MG ve alan CAB sistemlerinin önceki diyagramlarda olduğu gibi $\log J - \log M$ diyagramında da rasgele dağılım sergilediklerini gösterir. Yani $\log J - \log M$ diyagramındaki herhangi bir noktada genç ve yaşlı sistemin olması eşit olasılıklıdır.



Şekil 6: Ayrık sistemlerin kontaklık sınırına ulaşmaları için gerekli olan zaman çizgileri. Ortalama dinamik evrim (hipotenüs) ve 2 Gyr lık ortalama azalma (sağ taraf).

Bütün bunlara rağmen, (9) bağıntısı ile ilgili ifade edilen değme sınırının varlığı, ayrık sistemler arasından hangilerinin yaklaşık ne kadar zaman sonra değen sistemler olabileceğini tahmin etmemize yardımcı olabilir. Bu amaçla, 2, 4 ve 6 Gyr zamana karşılık gelen ortalama ΔM ve ΔJ değişimleri değme sınırındaki M ve J değerlerinden çıkarılmıştır. Yani, bir anlamda, değme sınırı, ortalama değişime göre kaydırılmıştır. 2, 4 ve 6 Gyr la karşılık gelen bu sınırlar Şekil 6 da noktalı çizgilerle gösterilmiş, hangi zaman aralığını temsil ettikleri şekilde belirtilmiştir.

Herhangi bir noktalı çizgi ve değme sınırı arasında kalan CAB sistemleri, noktalı çizgi ile belirtilen zaman sonra, değme sınırını geçeceğini söyleyebiliriz. Çizgiler ile değme sınırı arasındaki sistemleri saydıktan sonra, CAB yıldızlarının %11, %23 ve % 39 nun gelecek 2, 4 ve 6 Gyr içerisinde değme sınırını geçip değen sistemler olacağının öngörüsü Şekil 6 ya göre yapılabilir.

4.4. Yörüngelerin Periyot ve Büyüklük Evrimleri

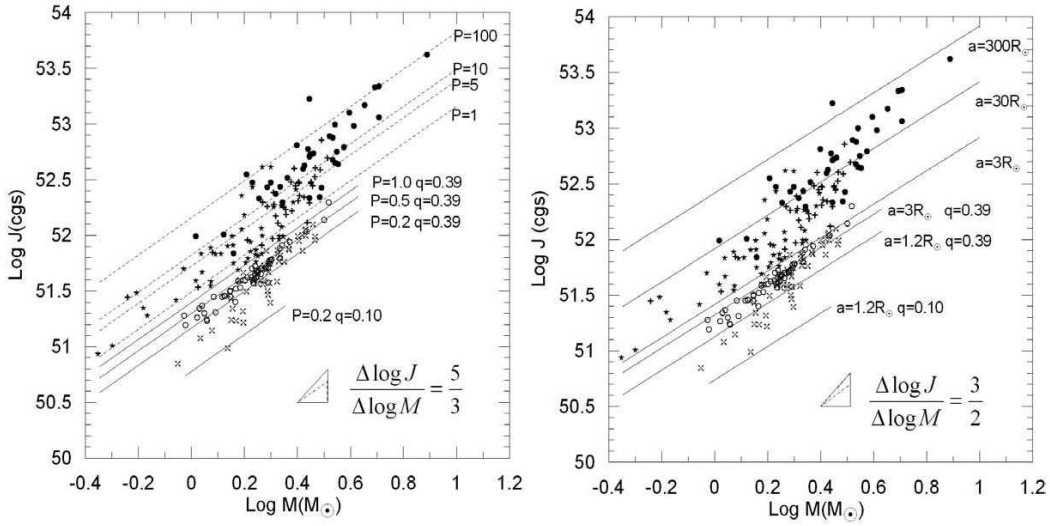
log J – log M diyagramı üstünde, sabit periyot çizgilerini (8) bağıntısına göre hesaplamak mümkündür.

$$J = \frac{q}{(1+q)^2}\sqrt{GM^3 a} \tag{10}$$

bağıntısından da, sabit yörünge büyüklüğünün çizgileri hesaplanabilir. Mevcut CAB ve W UMa örneklerinin istatistiğinden bulunan $q = 0.88$ ve $q = 0.39$ medyan değerlerini CAB ve W UMa yıldızlarının, sabit (P) ve sabit (a) hesabında kullandık. Sabit (P) ve sabit (a) çizgileri Şekil 7 de görüldüğü gibi, değme sınırına hemen hemen paraleldirler. Ayrık CAB bölgesinde, değme sınırına yaklaştıkça P ve a değerleri küçülmektedir. Sınırdan sonra da P ve a nın küçülmeye devam ettiği şekilden görülmektedir.

Sabit (P) ve (a) çizgileri, küçük q değerlerine çok duyarlıdırlar. Bu duyarlılığı, $q = 0.88$ ve $q = 0.39$ ile hesaplanan $P = 1$ gün (veya $a = 3\ R_\odot$) çizgilerini, veya $q = 0.39$ ve $q = 0.1$ ile hesaplanan $P = 0.2$ gün (veya $= 1.2\ R_\odot$) çizgilerini karşılaştırarak görmek ve

hissetmek mümkündür. P lerin ve a ların sol üst taraftan sağ alt tarafa doğru küçülmesi, dinamik evrimin $log\ J - log\ M$ diyagramında sol üstten sağ alt tarafa doğru olduğu kanısını uyandırabilir. Bu bir aldatıcı durumdur, çünkü böylesi bir dinamik evrim, sistemlerin kütlelerinin artmasını gerektirir ki, mümkün değildir. Doğru olan: kütle kaybı olmaması durumunda (sadece dJ/dt), evrim aşağıya doğru, kütle kaybı değerlerine göre ise evrimin yönü sağ üstten sol alta doğrudur. Ancak, P ve a çizgileri de sağ üstten sağ alta doğru uzandığı için, yörüngelerin küçülüp W UMa oluşturabilmesinin sınırları vardır. Bu sınırlar Şekil 7 de dik üçgenlerinin içindeki noktalı çizgilerle ve $\Delta log\ J/\Delta log\ M$ değerleri ile belirtilmiştir. Üçgenler içindeki noktalı çizgilerden daha küçük olan her eğimde, ilgili P ve a küçülmez, aksine büyür yani, W UMa oluşumu mümkün olmaz. Ortalama δ nın değeri, hipotenüslerin eğimi, üçgen içindeki noktalı çizgide büyük olduğu için, CAB sistemlerinin genelde periyotlarının azaldığını, yörüngelerinin küçüldüğünü gösterir.



Şekil 7: Yörüngelerin periyot ve büyüklük evrimi. Ortalama (hipotenüs) dinamik evrim ve uygun azalmalar (üçgenler).

5. Sonuçlar

1) CAB ayrık sistemlerinin kinematik yaşlarından bulunan $\overline{\delta} = 2.68$ değerli dinamik parametrenin gerektirdiği dinamik evrime göre, Güneş civarındaki ayrık CAB sistemlerinin periyotları kısalmakta ve yörünge boyutları azalmaktadır.
2) $log\ J - log\ M$ diyagramı üstündeki ayrık ve değen sistemleri birbirinden ayıran bir sınır ampirik olarak keşfedilmiştir. Bu durumda, ayrık bölgedeki bir sistemin açısal momentum ve kütle kaybederken değme bölgesine geçme durumunda, bir ayrık sistemden bir değen sistem oluşmuş olur.
3) Şekil 7 ye göre sadece W UMa periyotlarına yakın periyottaki (~ 1 gün) ayrık sistemlerden değil, $P \sim 10$ güne kadar periyotlu sistemlerden de W UMa yıldızları oluşabilir. Ortalama dinamik evrimin hızı ve yönü itibarı ile mevcut CAB lerin önemli bir bölümü (%39) 6 Gyr gibi bir süre içinde W UMa larda dönüşeceği öngörülebilir.
4) W UMa oluşumu sadece, ayrık sistemlerden değildir. Doğrudan başlangıçta anakol öncesi evrim sonunda değen durumunda oluşmuş W UMa sistemleri de vardır.
5) Bu durumda, istatistik çalışmalara bu yeni bilgilerinde eklenmesini ve yine hala %0.2 lik W UMa oranının yeterli gelip gelmediğinin araştırılmasının gerekliliği ortadadır.

Kaynaklar

[1] Mochnacki, S.W. (1981), "*Contact binary stars*", *ApJ*, 245, 650-670.
[2] Vilhu, O. (1981), "*Problems of low binary evolution*", *Ap&SS*, 78, 401-418
[3] Rucinski, S.M. (1982), "*Contact binaries - angular momentum loss in and out of contact*", *A&A*, 112, 273-276
[4] Rucinski, S.M. (1986), "*Contact binaries*", *IAU Symp.*, 118, 159-172
[5] Schatzman, E. (1959), "*Sur la perte de masse et les processus de freinage dela rotation*", *IAUS*, 10, 129
[6] Kraft, R.P. (1967), "*Studies of stellar rotation. V. The depence of rotation on age among solar-type stars*", *ApJ,* 50, 551-570
[7] Metsel, L. (1968), "*Magnetic braking by a stellar wind*", *MNRAS*, 138, 359-391
[8] Skumanich, A. (1972), "*Time scales for Ca II emission decay, rotational braking, and lithium depletion*", *ApJ*, 171, 565-567
[9] Huang, S.S. (1966), "*Problems of close binary systems that involve transfer of angular momentum*", *ARA&A*, 4, 35
[10] Okamoto, I., Sato, K. (1970), "*The formation of W UMa stars*", *PASJ*, 22, 317-333
[11] van't Veer, F. (1979), "*Angular momentum contrlled evolution of solar type contact binaries*", *A&A*, 80, 287-295
[12] Vilhu, O., Rahunen, T. (1980), "W UMa stars and angular momentum loss", in Plavec M.J., Popper D.M., Ulrich D.R. eds., *Proc. IAU Symp.* 88, Close binary stars, Reidel, Dordrecht, 491-494
[13] Metsel, L. (1984), "*Angular momentum loss during pre-main squence contraction*", Cool stars stellar systems and sun, *Proceedings of the third Cambridge workshop on cool stars, stellar system and sun,* eds. Sallie L. Baliunos and Lee Hartmann. Vol: 193, Springer -Verlag, Berlin Heidelberg New York, 1984, 49.
[14] Guinan, E.F., Bradstreet, D.H. (1988), "*Kinematic clues to the origin and evolution of low mass contact binaries*", Formation and Evolution of low mass stars, Proceedings of a NOTA advanced study institute, Portugal, eds: A. K. Dupree and MTVT Lago, *NATO ASI series* C, 241, 345.
[15] Maceroni, C. (1991), "*Evolution and synchronization of angular momentum loosing G-type main-sequence binaries*", *A&A*, 246, 91-98
[16] Stepien, K. (1995), "*Loss of angular momentum of cool close binaries and formation of contact systems* ", *MNRAS*, 274, 1019-1028
[17] Demircan, O. (1999), "*Dynamical evolution of the RS CVn type binaries*" *TJPh*, 23, 425-432
[18] Demircan, O. (2000), "*Period changes as a tool to study unseen components around eclipsing binaries*", *NATO ASI Series* C, 544, 615
[19] Demircan, O. (2002), "*Period varition of Algol type binaries*", Royal road to the stars, *Pub. of Çanakkale 18 Mart Üniversitesi* Çanakkale, 130-135
[20] Kreiner, J.M., Kim, C-H, NHa, II S. (2001), "*An atlas of O-C diagrams of eclipsing binary stars* ", Poland, Wydawnictwo Naukowe Akademi Pedagogicznej-Krakow
[21] Roxburgh, I.W. (1966), "*On the fission theory of the origin of binary stars", ApJ*, 143, 111-120
[22] Rucinski, S.M. (2002), "*The 7.5 magnitude limit sample of bright short period binary stars. I. How many contact binaies are there?*", *PASP,* 114, 1124-1142
[23] Rucinski, S.M. (2006), "*Luminosity function of contact binaies based on the All Sky Automated Survey ASAS*", *MNRAS*, 368, 1319-1322
[24] Paczynski, B., Szczygiel D., Pilecki B., Pojmanski G. (2006), "*Eclipsing binaries in the All Sky Automated Survey Catalogue*", *MNRAS*, 368, 1311-1318
[25] Karataş, Y., Bilir, S., Eker, Z., Demircan, O. (2004), "*Kinematics of chromospherically active binaries and evidence of an orbital period decrase in binary evolution", MNRAS*, 349, 1069-1092
[26] Bilir, S., Karataş, Y., Demircan, O., Eker, Z. (2005), "*Kinematics of W UMa Binaries and evidence of the two types of formation*", *MNRAS,* 357, 497-517
[27] Demircan, O., Eker, Z, Karataş, Y., Bilir, S. (2006), "*Mass loss and orbital period decrease in detached chromospherically active binaries", MNRAS*, 366, 1511-1519.
[28] Eker, Z., Demircan, O., Bilir, S., Karataş, Y. (2006), "*Dynamical evolution of active detached binaries on log J_o - log M diagram and contact binary formation*", *MNRAS* (sunuldu)
[29] Eker, Z. (1992), "*Kinematics and age of RS Canum Venaticorum and by Draconis stars*", *ApJS*, 79, 481-505
[30] Aslan, Z., Özdemir, T., Yeşilyaprak, C., İskender, A. (1999), "*Kinematics of RS CVn Binaries in the Hipparcos Catalogue*", *TJPh*, 23, 445-452
[31] Perryman, M. A. C. ve ark. (1997), "*The HIPPARCOS Catalogue*", 323L, 49
[32] Eggen, O. J. (1994), "*Stellar Clusters, Superclusters and groups*", Galactic and Solar System Optical Astrometry, *Proceedings of the Royal Greenwich Observatory and the Institute of Astronomy Workshop*, Cambridge University Press, 191

[33] Eggen, O. J. (1958a), "*Stellar groups. I. The Hyades and Sirius groups*", *MNRAS*, 118, 65-79
[34] Eggen, O. J. (1958b), "*Stellar groups. II. The zeta Herculis, e Indi and 61 Cygni groups of high-velocity stars*", *MNRAS*, 118, 154-160
[35] Eggen, O. J. (1989), "*Large and kinematically unbiased samples of G- and K-type stars. IV - Evolved stars of the old disk population*", *PASP*, 101, 366-416
[36] Eggen, O. J. (1995), "Reality *Tests of Superclusters in the Young Disk Population*",*AJ*, 110, 2862-2867
[37] Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M. (2001a), "*Late-type members of young stellar kinematic groups - I. Single stars*", *MNRAS*, 328, 45-63
[38] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., de Castro, E., Cornide, M., Latorre, A. (2001b), "*Chromospherically Active Binaries Members of Young Stellar Kinematic Groups*", 11th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, *ASP Conference Proceedings*, Vol. 223. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, p.1477

ETKİN ÇİFT SİSTEM UX ARIETIS'İN IUE-Newsips TAYFLARI

Fehmi EKMEKÇİ[1]

Özet

Bu çalışmada, parlak ve etkin bir sistem olan UX Arietis (G5 V + K0 IV)'in, NASA'nın IUE arşivinden IDL (Interactive Data Language) aracılığıyla alınan IUE-Newsips tayfları (194 tayf) incelenerek, kromosfer ve geçiş bölgesinden ileri gelen salma çizgisi akılarının yörünge evresine bağlı bir değişime sahip oldukları gösterilmektedir. Bileşen yıldızlara ait MgII h ve k salma çizgi akılarından, G5 V ve K0 IV bileşenlerinin sistemin etkinliğine sırasıyla %20 ve %80 yöresinde bir katkı sağladıkları görülmektedir. UX Ari'nin 24 uzun dalgaboyu düşük dispersiyon IUE tayflarının, sitemde bir moröte artığının varolup olmadığını araştırmak üzere mukayese yıldızları olarak alınan □ Cet ve η Cep'in aynı dalgaboyu aralığı 2100 Å – 3200 Å bölgesindeki tayflarının birlikte incelenmesinden UX Ari'de moröte artığının olmadığı ortaya çıkmıştır. UX Ari'nin MgII h ve k radyal hız eğrilerinden sistemin □ kütle merkezi hızına ilişkin 34.62 ± 4.86 km /s lik bir ortalama değer elde edildi. Sistemin MgII etkinliğine olan G5 V ve K0 IV bileşenlerinin katkısına dayanarak, lekelerin sadece K0 IV bileşenin yüzeyi üzerinde değil aynı zamanda G5 V bileşenin yüzeyinde de var olabileceğini dikkate almanın daha uygun olacağı önerilmektedir.

Abstract

In the present study the IUE-Newsips spectra (194 images) of a bright and active system UX Arietis (G5 V + K0 IV) taken from the NASA IUE archieve using IDL (Interactive Data Language) have been analyzed and shown that the emission line fluxes, originating in chromosphere and transition region, have a good variation with orbital phase. The individual MgII h and k emission line fluxes of component stars show that the contributions to the activity of the system for G5 V and K0 IV are about 20% and 80%, respectively. From the examination of ultraviolet excess in the system by using the 24 long wavelength low dispersion IUE spectra of UX Ari, and of comparison stars □ Cet and η Cep in the spectral range between 2100 Å and 3200 Å it was not found any ultraviolet excess for UX Ari system. The mean value of the velocity □of the centre of mass was found to be of 34.62 ± 4.86 km /s from the MgII h and k radial velocity curves of UX Ari. Based on the contribution of G5 V and K0 IV components to the MgII activity of the system, it would be suggested that it is better to take into consideration the spot distribution not only on the surface of K0 IV but also on the surface of G5 V component of UX Ari.

1. Giriş

UX Ari, tutulma göstermeyen ($i \sim 60^\circ$) çift çizgili bir tayfsal çift yıldız sistemidir. Sistemin yörünge dönemi 6.43791 gün ve bilieşenlerin tayf türleri G5 V + K0 IV olarak Carlos ve Popper tarafından saptanmıştır [5]. Sistemin K0 IV tayf türünden olan baş bileşeninin kromosferik etkinlik gösterdiği ve RS CVn sistemlerinde görülen etkinlik olaylarından sorumlu olduğu bilinmektedir. Sistemin fotometrik, tayfsal, X-ışın, radyo ve

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara, 0(312)2126720-1273, 0(312)2232395, ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr*

moröte özellikleri pek çok araştırmacı tarafından (örneğin; [8], [16], [1], [22], [7], [15], [11], [6], [12], [23], [18], [2]) çalışılmıştır.

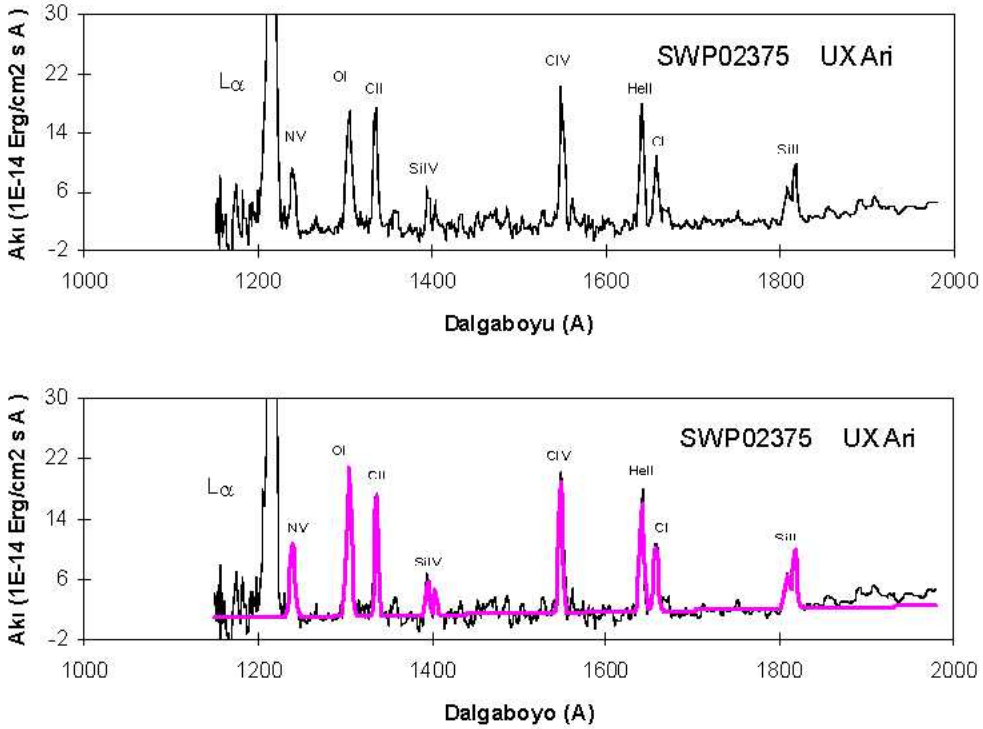
Bu çalışmada UX Ari sisteminin 1978-1996 yılları arasında IUE uydusu aracılığıyla alınmış toplam 194 IUE-Newsips tayfi incelenmiştir (Bu tayfların bir listesi istek üzerine yazardan edinilebilir. Burada, listenin çok uzun olması ve hayli yer alması nedeniyle bu liste verilmedi). Bu tayflar NEWSIPS indirgeme programı ile indirgenmiş tayflardır. Bu NEWSIPS indirgeme programı, başlangıçta kullanılmış olan IUESIPS indirgeme programında ortaya çıkan akı ve dalgaboyu hesabındaki hataları düzeltmektedir [13]. IUE tayflarında görülen kromosferik ve geçiş bölgesi salma çizgileri akılarının zamana ve sitemin yörünge evresine bağlı değişimleri olduğu, UX Ari sisteminde bir moröte artığının olmadığı ve sistemin MgII etkinliğine olan G5 V ve K0 IV bileşenlerinin katkısına dayanarak, lekelerin sadece K0 IV bileşenin yüzeyi üzerinde değil aynı zamanda G5 V bileşenin yüzeyinde de var olabileceğini dikkate almanın daha uygun olduğu gösterilmektedir.

2. IUE-Newsips Tayfların Analizi

NASA'nın IUE arşivinden IDL (Interactive Data Language) Programı kullanılarak alınan 194 IUE tayfları, 22 LWP, 2 LWR ve 86 SWP düşük dispersiyon tayfi ile 69 LWP, 12 LWR ve 3 SWP yüksek ayırma güçlü tayflarından ibarettir. IUE uydusu hem düşük dispersiyon (6 Å ayırma güçlü) ve hem de yüksek dispersiyon ($\lambda / \delta\lambda \sim 10000$) tayfları, 1151 – 2000 Å dalgaboyu aralığı için SWP (Short-wavelength Prime) kamerası ve 1850 -3400 Å dalgaboyu aralığı için de LWP (Long-wavelength Prime) ve LWR (Long-wavelength Redundant) kameraları ile almıştır. Tayflarda görülen kromosferik ve geçiş bölgesi salma çizgilerinin tümüne Gauss profili fit işlemi CURFIT programı [3] kullanılarak yapıldı. Bu fit işlemi sonucunda çizgi akıları, süreklilik düzeyi ile cizgi kanatlarının kesiştiği noktaların sınırladığı çizgi profili dikkate alınarak hesaplandı. Bu fit sonuçlarına ilişkin örnekler, Şekil 1 de düşük dispersiyon SWP02375 tayfında ve Şekil 7 de yüksek ayırma güçlü LWR14085 ve LWP14130 tayflarında gösterilmektedir. Düşük dispersiyon SWP taflarındaki çizgilerde 1 veya 2 adet (Si IV ve SiII cizgilerinde olduğu gibi) Gauss profilleri dikkate alınırken yüksek ayırma güçlü tayflardaki MgII h ve k çizgileri için 3 er Gauss profili dikkate alındı. MgII cizgilerinde sistemin her bir bileşeninden ileri gelen salma çizgisine 1 er Gauss profili fit edilirken üçüncü profil yıldızlararası soğurmayı temsil etmektedir. Bu tayfların orta zamanlarına karşılık gelen sistemin yörünge evreleri,

$$JD\ (Hel) = 2440133.766 + 6g.43791\ E \qquad \text{.....(1)}$$

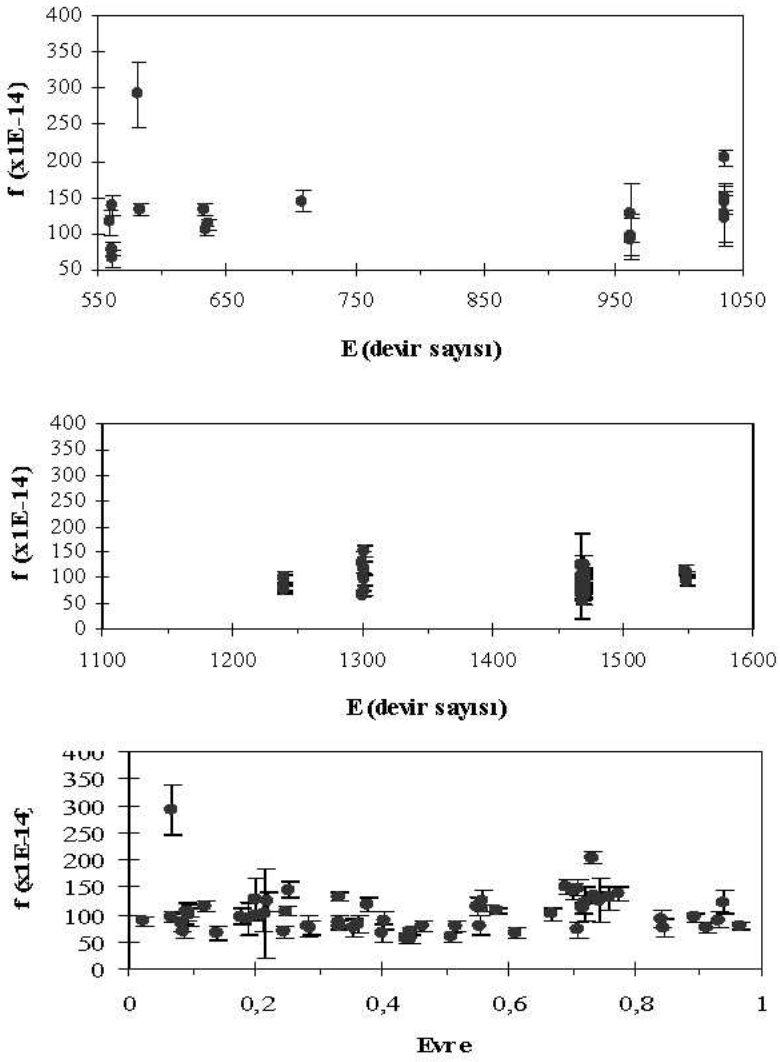
ışık elemanları [5] kullanılarak hesaplandı. Burada sıfir evresi baş bileşenin (K0 IV) yoldaşın (G5 V) önünde olduğu konuma karşılık gelmektedir.



Şekil 1. UX Ari'nin SWP02375 düşük dispersiyon tayfındaki kromosferik ve geçiş-bölgesi salma çizgilerine Gauss profili fitleri.

2.1 Kısa Dalgaboyu Düşük Dispersiyon Tayfları

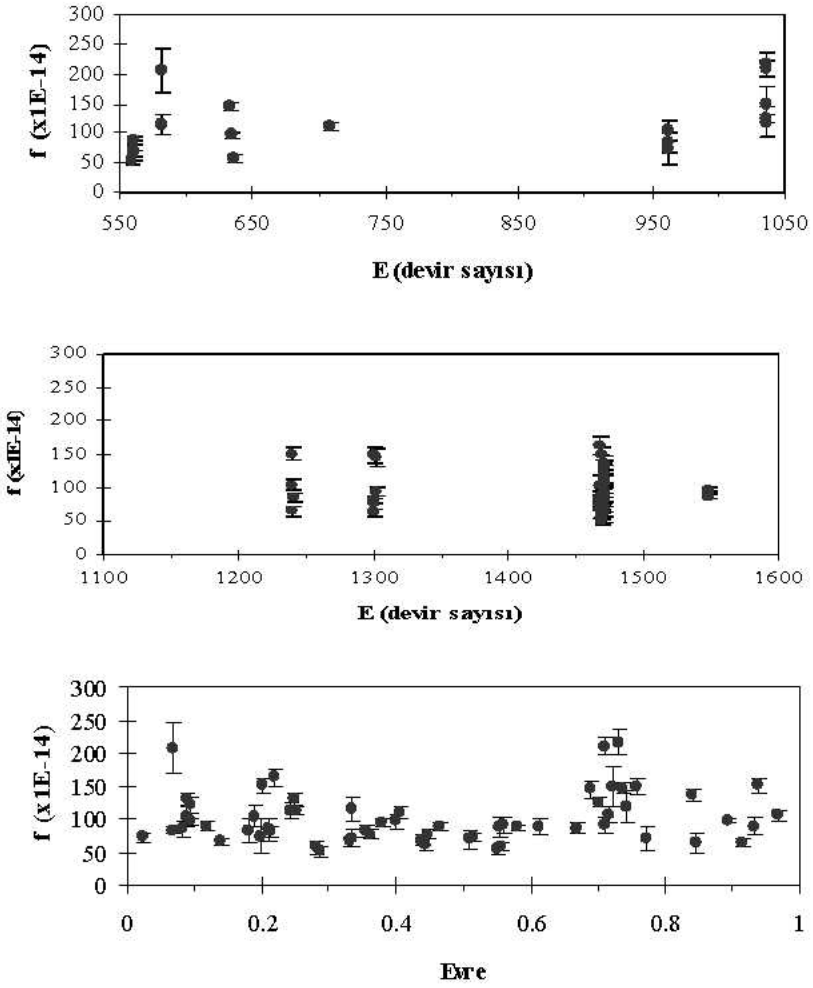
Bu tayflarda belirlenen salma çizgileri, OI (λλ1302, 1305), CI (λ1657), SiII (λλ1808,1817), CII (λλ 1334, 1335), HeII (λ1639), NV (λ1238), SiIV (λλ1393,1402) ve CIV (λλ1548, 1550) çizgileridir. 63 kısa dalgaboyu düşük dispersiyon SWP tayflarının analizinden elde edilen bu salma çizgilerinin toplam mutlak akılarının zamana ve yörünge evresine bağlı değişimleri için örnekler Şekil 2, 3 ve 4 te gösterilmektedir. Yaklaşık 0.07 yörünge evresinde (SWP03766) bir flare olayı görülmektedir. Bu flare olayından başka 0.20 ve 0.70 yörünge evreleri yöresinde akılarda iki artış göze çarpmaktadır (Şekil 2 – 4). Bu şekillerde SWP26733, SWP26734, SWP26735, SWP52086 ve SWP52087 düşük dispersiyon tayflarında çizgiler net bir şekilde belirlenemeyecek kadar gürültülü veriler olduğu için bu tayfların verileri dikkate alınmadı.



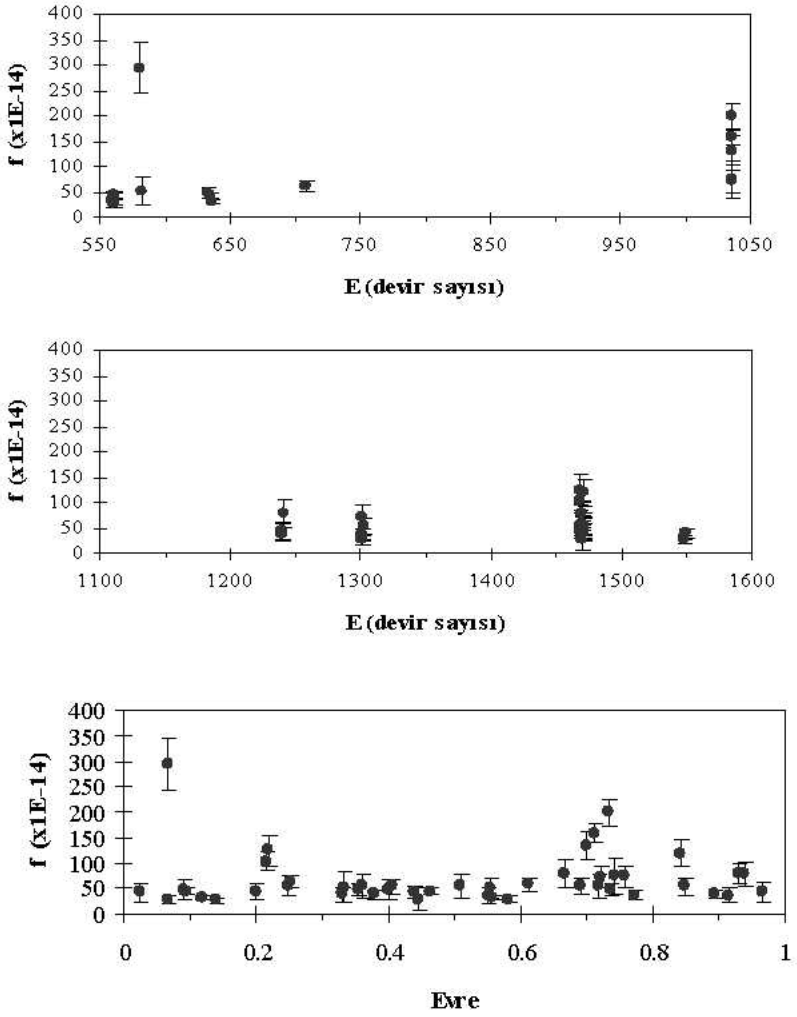
Şekil 2. Düşük dispersiyon tayflardaki OI (λλ 1302, 1305) salma çizgisi (orta kromosferde oluşan) akılarının zamana (E cinsinden) ve yörünge evresine bağlı değişimi. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.

2.2 Kısa Dalgaboyu Yüksek Dispersiyon Tayfları

UX Ari'nin SWP kamerası ile yüksek dispersiyonda alınmış sadece üç tayfı vardır : SWP15211, SWP15240 ve SWP31952. Bu tayflarda NV, OI, CII, SiIV, CIV, HeII, CI, SiII, SiIII ve CIII çizgilerine, düşük dispersiyon tayflarından bulunan aynı çizgilerin akıları ile birlikte değerlendirmelerini yapabilmek için bakıldı ama ne yazık ki bu üç tayfın, bir çok Reseau (ITF de), sature olmuş, gözlemsel hatalardan büyük ölçüde etkilenmiş, RAW-SCREEN kozmik ışın/parlak leke ve benzer olayların nedeniyle çok gürültülü olmasından dolayı bu değerlendirme yapılamamıştır. Bu tayflar sırasıyla E = 738.259, E = 738.721 ve E = 1077.190 epoklarında alınmışlardır.



Şekil 3. Düşük dispersiyon tayflardaki CII (λλ 1334, 1335) salma çizgisi (üst kromosferde oluşan) akılarının zamana (E cinsinden) ve yörünge evresine bağlı değişimi. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.

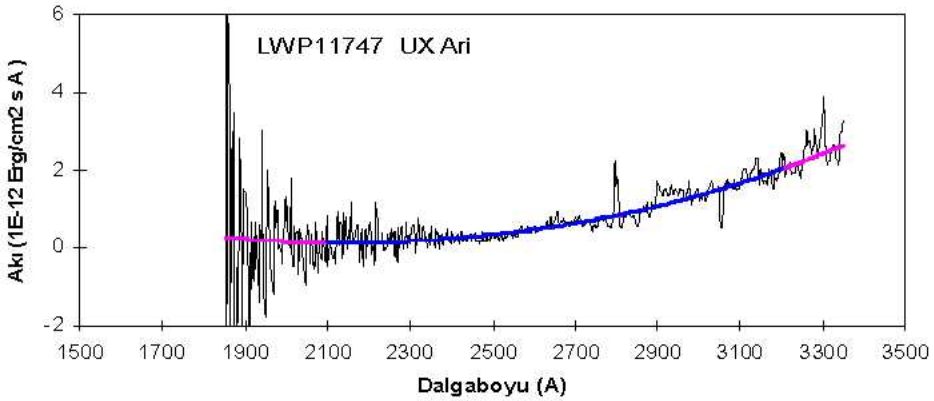


Şekil 4. Düşük dispersiyon tayflardaki SiIV (λλ 1394, 1403) salma çizgisi (geçiş bölgesinde oluşan) akılarının zamana (E cinsinden) ve yörünge evresine bağlı değişimi. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.

2.3 Uzun Dalgaboyu Düşük Dispersiyon Tayfları

UX Ari'nin (G5 V + K0 IV) toplam 24 tane uzun dalgaboyu düşük dispersiyon tayfının moröte süreklilik düzeyi, mukayese yıldızları olarak alınan κ Cet (G5 V) ve η Cep (K0 IV) yıldızlarının aynı dalgaboyu aralığında (2100 – 3200 Å) moröte tayflarının (κ Cet'in LWR04857S, LWR04857L ve LWR04858 tayfları ile η Cep'in LWR12739 tayfi) süreklilik düzeyleri ile karşılaştırma yaparak, sistemde moröte artığının olup olmadığı araştırıldı. Bunu yapabilmek için, süreklilik düzeyine polinom fiti (Şekil 5) yapıldıktan sonra bu dalgaboyu aralığındaki toplam akıların yer atmosferi dışındaki ölçülen f değerleri, yıldızların yüzeyindeki toplam akı (=F) değerlerine,

$$F / f = (d / R)^2 \qquad \text{.....(2)}$$



Şekil 5. Uzun dalgaboyu düşük dispersiyon tayfalarından LWP 11747 için (örnek olarak) moröte sürekliliğine bir üçüncü dereceden polinom fit işlemi.

bağıntısı [9] yardımıyla dönüştürüldü. Burada R, Güneş yarıçapı biriminde yıldızın yarıçapı ve d de pc biriminde yıldızın uzaklığı olmak üzere bağıntı,

$$F / f = 1.96249 \times 10^{15} \ (d / R)^2 \quad \text{.....(3)}$$

şekline dönüşür. UX Ari sisteminin en güvenilir uzaklık değeri, paralakstaki hata değeri (1.25 mas) dikkate alınarak 50 pc alınabilir [14]. Ancak şimdiye kadar yapılmış çalışmalardan UX Ari 'nin bileşenleri için üç farklı yarıçap kestirimleri verilmiştir. Bu nedenle bu akı dönüşümleri,

i) $d = 50$ pc ve $R_{G5} = 0.93\ R_\odot$, $R_{K0} = 3\ R_\odot$ [20] değerleri ile (3) bağıntısı,

$$F / f = 4.906225 \times 10^{17} \quad \text{.....(4)}$$

olarak elde edilir. Burada UX Ari sistemi için $R^2 = R^2_{G5} + R^2_{K0}$ dir.

ii) $d = 50$ pc ve $R_{G5} = 0.93\ R_\odot$, $R_{K0} = 4.7\ R_\odot$ [21] değerleri ile (3) bağıntısı,

$$F / f = 2.137332334 \times 10^{17} \quad \text{.....(5)}$$

olarak elde edilir.

iii) $d = 50$ pc ve $R_{G5} = 0.80\ R_\odot$, $R_{K0} = 6.2\ R_\odot$ [10] değerleri ile (3) bağıntısı,

$$F / f = 1.255431167 \times 10^{17} \quad \text{.....(6)}$$

olarak elde edilir.

(4) , (5) ve (6) bağıntılarını kullanarak her üç durum için UX Ari'nin 2100 – 3200 Å aralığındaki moröte sürekliliğine ilişkin toplam yüzey akı değerleri hesaplandı.

Mukayese yıldızlarına ilişkin bağıntılar da aşagıdaki gibi elde edildi :

$d = 14.34$ pc [14] ve $R = 4\ R_\odot$ [4] değerleri ile η Cep için,

$$F / f = 2.522236304 \times 10^{16} \quad \text{.....(7)}$$

ve $d = 9.16$ pc [14] ve $R = 0.9313\ R_\odot$ [4] değerleri ile κ Cet için,

$$F / f = 1.898537562 \times 10^{17} \quad \text{.....(8)}$$

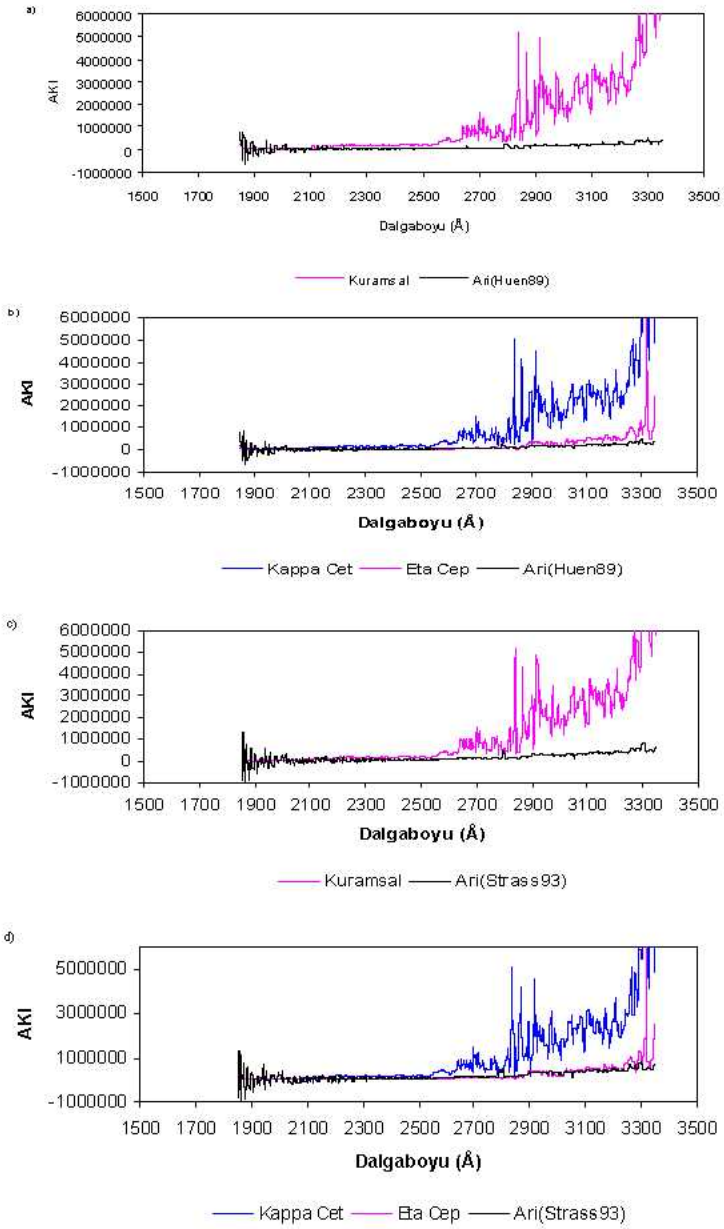
Böylece, η Cep ve κ Cet'in yüzey süreklilik akılarını kullanarak UX Ari sisteminin teorik süreklilik akısı

$$F_{teo}\,(\mathrm{Ari}) = F_{\eta\ \mathrm{Cep}} + F_{\kappa\ \mathrm{Cet}} \qquad \text{.....(9)}$$

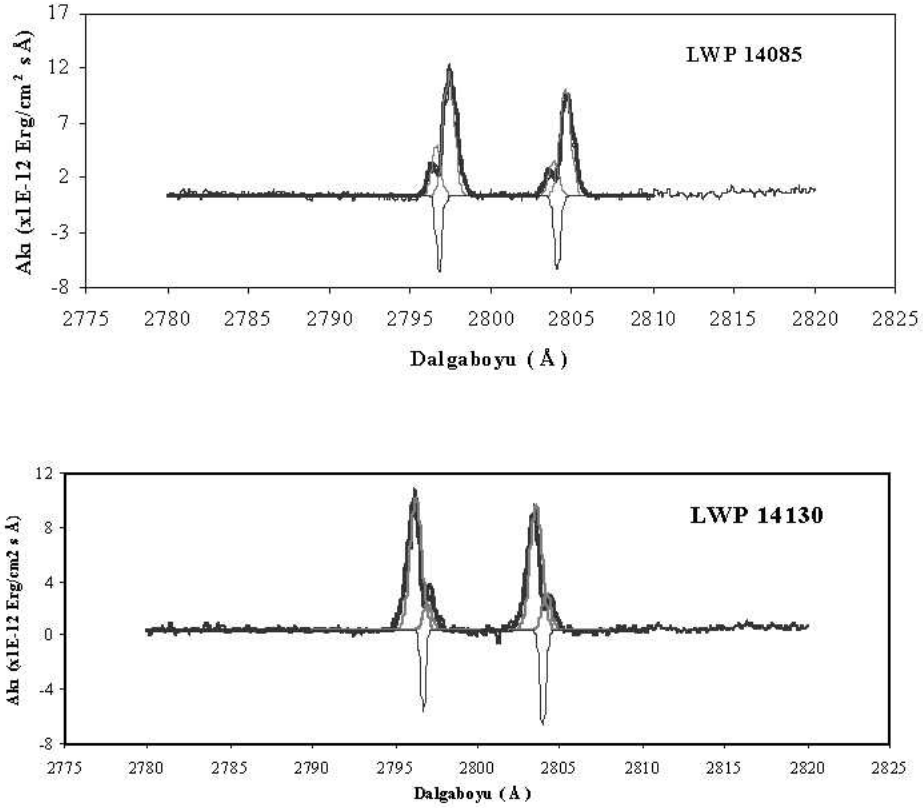
yaklaşımı ile kestirilebilir. Tüm bu bağıntılardan yararlanarak yapılan hesaplamalar UX Ari sisteminde bir moröte artığının olamayacağını göstermektedir. Hesaplamaların sonuçları özetle ve bir örnek tayf (LWP11747) ile Şekil 6 da gösterilmektedir.

2.4 Uzun Dalgaboyu Yüksek Dispersiyon Tayfları

Bu tayflarda görülen en belirgin çizgiler MgII h ve k salma çizgileri olmuştur. Tüm LWP ve LWR yüksek dispersiyon tayflarında, UX Ari'nin her iki bileşenine ait MgII nin h ve k çizgi profilleri görülmekte ve bileşenlerin yörünge hareketlerine uyumlu bir şekilde Doppler kayması göstermektedirler (bkz. Şekil 7 ve 8). Bu bölümün başında belirtilen Gauss profili fit işlemi sonuçlarına dayanarak bu MgII h ve k salma çizgilerinin toplam akı değerleri, eşdeğer genişlikleri ve radyal hız hesapları sistemin her bileşeni için yapıldı. Elde edilen sonuçların grafikleri sırasıyla Şekil 9-12, Şekil 13 ve Şekil 14 de verilmektedir. Şekil 14 deki moröte radyal hız eğrisi, görsel bölgedeki tayfsal çalışmalardan [5, 7] elde edilen radyal hız eğrileri ile birlikte verilmektedir. Moröte tayf verilerinden elde edilen hız eğrisine yapılan sinüzoidal fit işlemi sonucunda UX Ari sistemi için kütle merkezi hızı $\gamma = 34.62 \pm 4.86$ km s^{-1} olarak kestirilmiştir. Bu değer görsel bölgede alınmış tayfların hız eğrilerinden elde edilen değere (26.5 km s^{-1}) [5, 7] göre biraz daha büyük (8 km s^{-1} kadar) olmuştur.



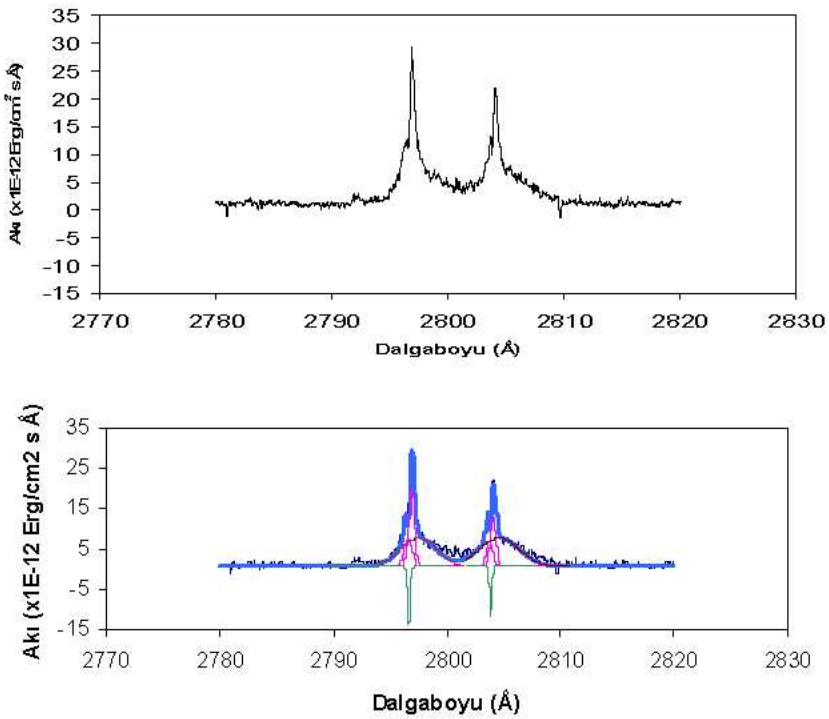
Şekil 6. UX Ari sisteminde moröte artığının olmadığına ilişkin (LWP11747 tayfıyla) bir örnek değerlendirme. Bileşen yarıçapları a) ve b) de Huenemoerder vd[10] den, c) ve d) de Strassmeier vd[21] den alınarak değerlendirme yapılmıştır.



Şekil 7. Çift çizgili tayfsal çift olan UX Ari sisteminin, LWP14085 ve LWP14130 yüksek dispersiyon tayflarında görülen MgII h ve k çizgilerine yapılan Gauss profili fit sonuçları.

3. Sonuç ve Tartışma

Kısa dalgaboyu düşük dispersiyon IUE tayflarında görülen tüm salma çizgilerin toplam akıları, zamanla ve yörünge evresine bağlı değişimler göstermektedir. Ancak zamana bağlı değişim evreye bağlı değişim kadar açık ve net olmamıştır (Şekil 2-4). Örneğin, 1978 yılında (E=560 yöresinde) alınmış tayflar, akıda biraz büyük bir saçılma gösterirken, bu verilerin evreye göre grafiği oluşturulduğunda çok net bir değişimin var olduğu görülmektedir. Bu özellik diğer zamanlarda da (E=963, 1035, 1301 ve 1468) benzer şekilde kendini göstermektedir. 1 Ocak 1979 daki flare olayı (SWP03766)'ndan başka 1987 yılı (E=1035.732) , 1991 yılı (E=1300.757) ve 1994 yılı (E=1470) akılarında kimi akı artışlarının varlığı göze çarpmaktadır. Fakat bu akıların zamana bağlı değişimi, bu 18 yıllık tayf verilerinde gösterip göstermedikleri açıkça görülmemiştir. Bununla beraber, bu değişimin varlığı üzerinde bir değerlendirme yapmak üzere OI (orta kromosfer çizgisi), CII(üst kromosfer çizgisi), SiIV(geçiş bölgesi çizgisi) ile MgII k salma çizgisi akılarına Discrete Fourier Transform(DFT) aracılığıyla dönem analizi yapıldı. Bu analizin sonucunda elde edilen zamana bağlı değişimlerin dönemleri aşağıda verildiği gibi elde edildi :



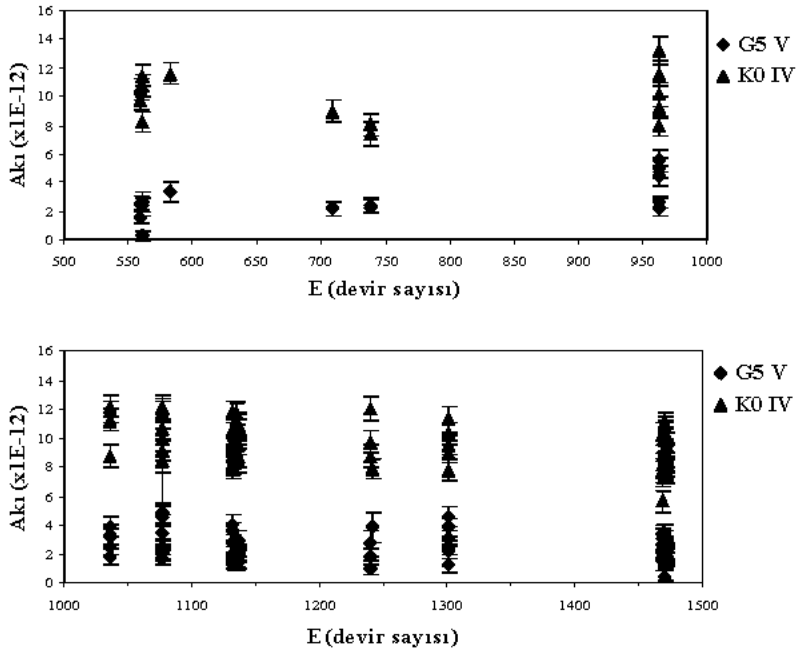
Şekil 8. UX Ari'nin 1 Ocak 1979 da 0.062 yörünge evresi esnasındaki Flare olayını gösteren IUE tayfı ve MgII salma çizgilerine yapılan Gauss profili fitleri. 4. Gauss profilleri flare olayının katkısını temsil etmektedirler.

i) OI çizgilerinin DFT analizinden P = 424.626 gün (~ 1.16 yıl) (karşılık gelen Frekans = 0.00236, Şiddet = 10.04657 değerleri ile),

ii) CII çizgilerinin DFT analizinden P = 15.281 gün (karşılık gelen Frekans = 0.0654, Şiddet = 9.307297 değerleri ile),

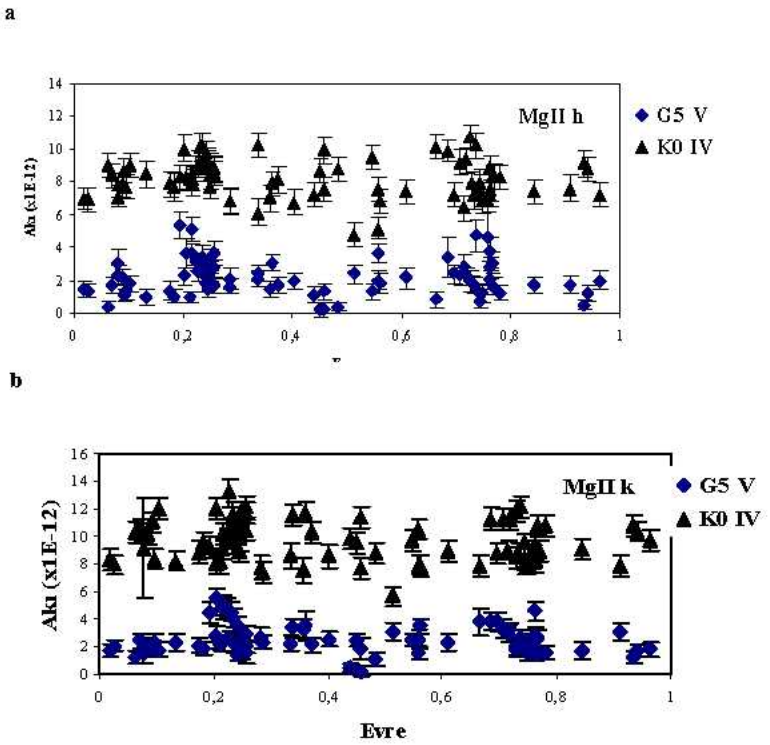
iii) SiIV çizgilerinin DFT analizinden P = 231.736 gün (~ 0.6 yıl) (karşılık gelen Frekans = 0.00468, Şiddet = 11.26844 değerleri ile), ve

iv) MgII k çizgilerinin DFT analizinden P = 362.4047 gün (~ 1 yıl) (karşılık gelen Frekans = 0.00276, Şiddet = 31.33249 değerleri ile).

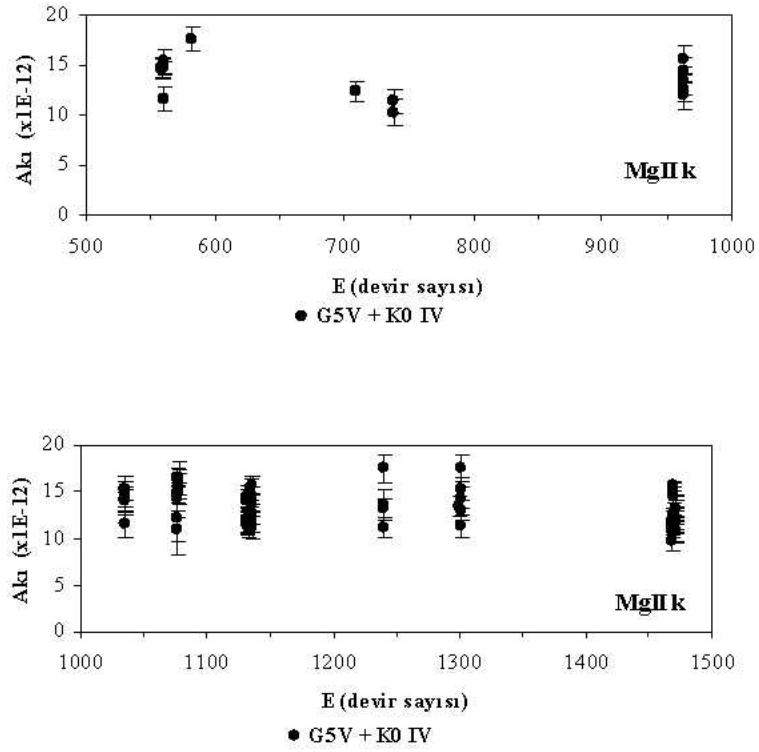


Şekil 9. UX Ari sisteminin bileşenlerine ait MgII k akılarının zamana bağlı (E cinsinden) değişimi. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.

Bu analizde taranan dönem aralığı, en uzun olası dönem 3185 gün ile en küçük dönem olarak 6 gün (~ sistemin yörünge dönemi) değerlerini kapsamaktadır. Tayfların alındığı zamanlar arasındaki aralıklar, gelişigüzel olarak birkaç 10 günden birkaç yüz güne kadar olacak şekilde gerçekleşmiş olduğundan bu dönem analizinde uyumlu olabilecek sonuçlar elde edilememiştir. Diğer taraftan, salma çizgi akılarındaki en yüksek düzeylerin meydana geldiği zamanlar dikkate alındığında, örneğin ilk akı yükselişi 1978 de olurken yaklaşık 9 yıl sonra 1987 de (E=1035) akıdaki ikinci yükseliş olmuştur. Buna dayanarak akı değişim dönemi 9 yıl olsaydı bir sonrakı akı yükselişi 1996 (E = 1548) de olmalıydı, oysa bir sonraki yükseliş 1994 te (E = 1468) olmuştur. Bu değerlendirmeye göre salma çizgi akılarının zamana bağlı değişiminin 7 – 9 yıl yöresindeki bir dönemle (RS CVn olayları için 10 yıllık bir leke çevrimine yakın bir dönem) olabileceği öne sürülebilse de bu dönem değerlendirmesi, tayf verilerinin zamana göre dağılımının uygun ve yeterli olmamasından dolayı çok net bir şekilde olmamıştır. Ancak akılardaki yörüngeye bağlı değişim net olarak görülmektedir. Tüm kromosferik ve geçiş bölgesi çizgilerinin akılarında 0.20 ile 0.70 yörünge evreleri yöresinde kesin olan iki akı artışı vardır. 0.20 yörünge evresi yöresindeki ilk akı artışı 1981 de (SWP13162), 1990 da (SWP39460) ve 1994 te (SWP51866, SWP51867, SWP51961, SWP51962, SWP52016 ve SWP52017) alınan tayfların verilerinden olurken 0.70 yörünge evresi yöresinde meydana gelen ikinci akı artışı da 1979 da (SWP07267), 1987 de (SWP30026, SWP30027, SWP30028, SWP30029 ve SWP30030), 1991 de (SWP42416) ve 1994 te (SWP52046 ve SWP52047) tayfların verilerinden oluşmaktadır. Bu tarihlerdeki UX Ari'nin V bandı ışık eğrisi genlikleri ise sırasıyla, $0^m.16$ (1981) , $0^m.07$ (1990), $0^m.19$ (1994), $0^m.04$ (1979), $0^m.19$ (1987) ve $0^m.06$ (1991) olmuştur [16]. Bu durumda bu akı artışlarının, V ışık eğrisi genlikleri ile ilişkili olmadıkları ama bileşenlerin yörünge üzerindeki konumlarına bağlı olarak 0.25 ve 0.75 evreleri yöresinde meydana geldikleri açıkça görülmektedir.

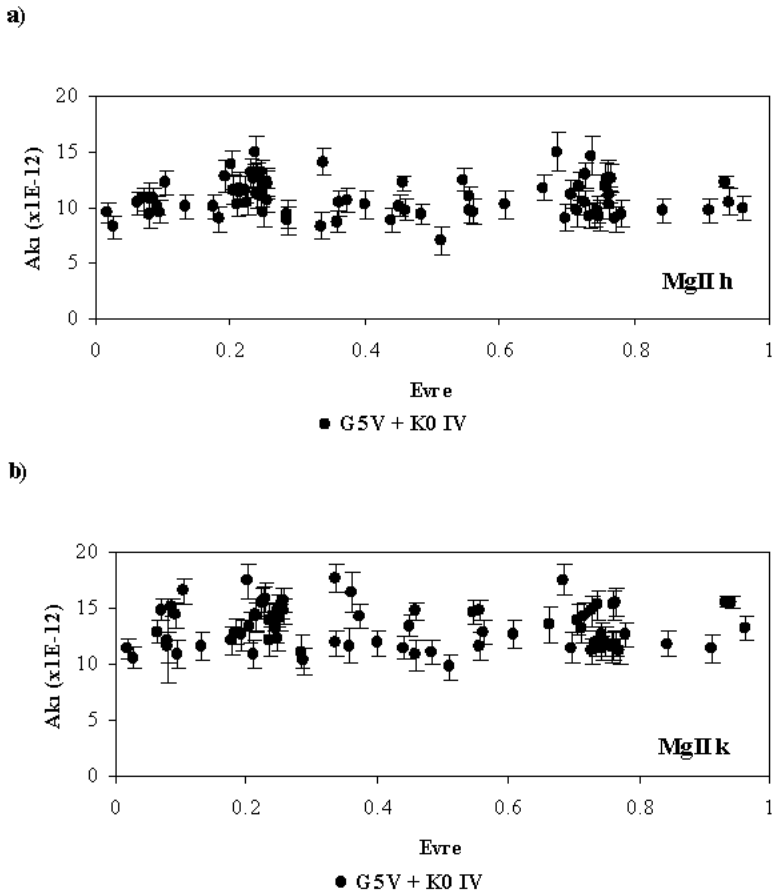


Şekil 10. UX Ari sisteminin bileşenlerine ait a) MgII h çizgi akılarının ve b) MgII k çizgi akılarının vörünge evresine bağlı değişimleri. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.



Şekil 11. UX Ari sistemi için toplam MgII k çizgi akısının zamana bağlı (E cinsinden) değişimi. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.

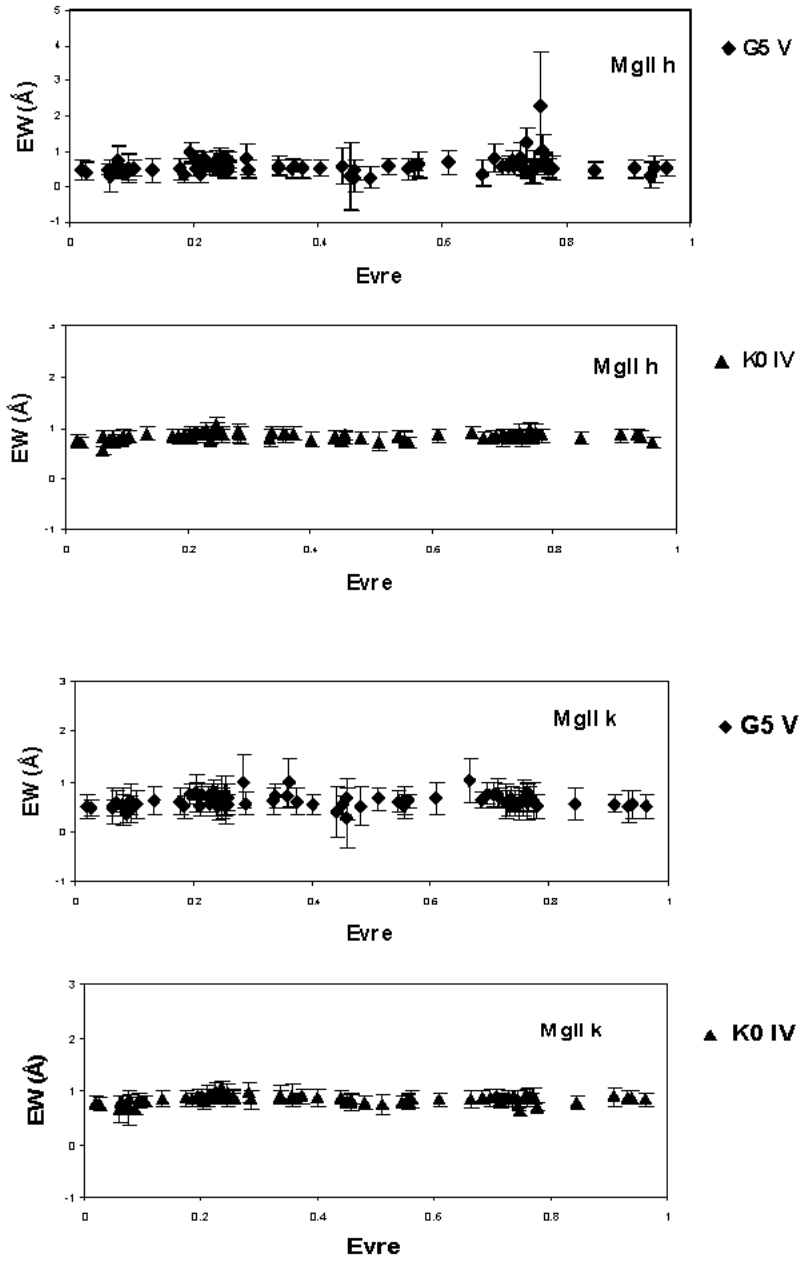
MgII k salma çizgilerinden elde edilen radyal hız eğrisi, görsel bölgede alınan tayflardan elde edilen radyal hız eğrisiyle [5, 7] Şekil 14 de karşılaştırılmaktadır. Moröte tayflarından elde edilen hızların özellikle G5 V bileşenine ait değerlerde bir farklılık (daha küçük hızlar) ve saçılma olduğu görülmektedir. Bu da sistemin morötedeki kromosferik etkinliğin bir yansımasıdır. Sistemin her iki bileşeni arasında manyetik koronal ilmekler aracılığıyla etkileşme olmakta ve bu da kromosferik etkinlikte bir kararsızlığa neden olmaktadır. Bu olayların bir gözlemsel delili olarak, 1 Ocak 1979 da alınan LWR03344 tayfindaki bir flare olayı (Şekil 8) saptanmıştır. 0.062 yörünge evresine karşılık gelen bu tayfin MgII salma çizgilerinin uzundalgaboyu tarafindaki kanatlar +475 km s^{-1} lik madde hızına karşılık gelen bir genişleme göstermiştir. Bu da iki bileşen arasındaki madde alış verişine ilişkin bir gözlemsel kanıttır [19]. MgII radyal hız eğrisine sinüs fitleri yaparak elde edilen kütle merkezi hızı $\gamma = 34.62 \pm 4.86$ km s^{-1} bulunmuştur. Bu değer görsel bölge tayflarından elde edilenlere göre (26.5 km s^{-1}) [5 , 7] yaklaşık 8 km s^{-1} kadar daha büyük olmuştur.



Şekil 12. UX Ari sisteminin (G 5V + K 0IV), a) toplam MgII h çigi akısı ile b) toplam MgII k çizgi akısının yörünge evresine bağlı değişimi. Akılar erg cm^{-2} s^{-1} birimindedir.

UX Ari'nin 24 uzun dalgaboyu düşük dispersiyon tayflarının süreklilik düzeylerinin mukayese yıldızları olan κ Cet ve η Cep yıldızlarının aynı dalgaboyu aralığında alınmış düşük dispersiyon tayfları ile karşılaştırılmasıyla UX Ari sisteminde bir moröte artığının olmadığı görüldü. Diğer taraftan aynı mukayese yıldızları kullanılarak 1975 yılı spektrofotometrik gözlemlerinden UX Ari'de moröte artığının varolduğunu Rhombs ve Fix

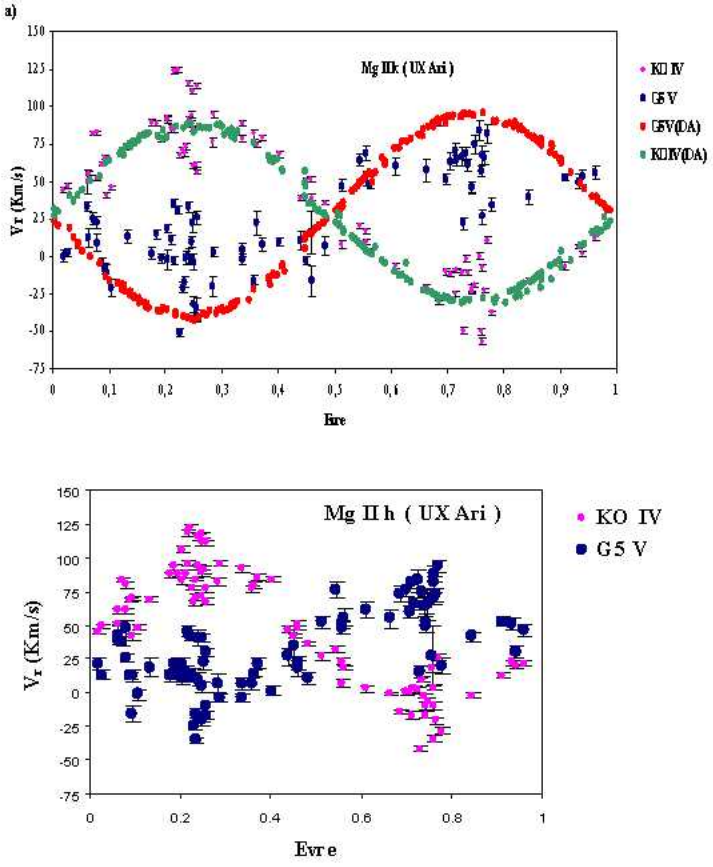
[17] bulmuşlar ve bu artığa 4700 Å da sistemin toplam ışığına katkısının %75 'inin soğuk bileşenden ileri geldiğini belirtmişlerdir. Bu gözlemler, sistemin 0.715 ve 0.791 evrelerine karşılık gelmekte ve dalgaboyuna bağlı bu artığın nedeninin sistemde bulunan bir sıcak çevresel zarftaki serbet-serbest salmaların olduğu üzerinde durulmaktadır [17]. Bu çalışmada elde edilen sonuç ile Rhombs ve Fix'in sonucu arasındaki bu uyuşmazlık, sistemin süreklilik akısının 4700 Å daki düzeyi ile $\lambda < 4700$ Å daki düzeyinin neden farklı olduğu üzerinde araştırmanın yapılmasının gerekli olduğunu göstermektedir.



Şekil 13. UX Ari sisteminin bileşenlerine ait MgII h ve k çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin yörünge evresine bağlı değişimleri.

Düşük dispersiyon tayflardaki salma çizgisi akılarının zamana ve evreye bağlı değişimlerinde olduğu gibi MgII h ve k salma çizgisi akılarında da benzer durum göze çarpmaktadır (Şekil 9 ve 10). UX Ari sisteminin G5 V ve K0 IV bileşenlerine ait tek tek MgII salma çizgisi akılarının sistemin toplam salma çizgisi akısına olan katkılarının sırasıyla %20 ve %80 yöresinde olduğu görülmüştür, ancak bu katkı oranları da zamanla ve evreden evreye değişim göstermektedir.

Bu nedenle, sistemin MgII etkinliğine olan G5 V ve K0 IV bileşenlerinin katkısına dayanarak, fotosferik lekelerin sadece K0 IV bileşenin yüzeyi üzerinde değil aynı zamanda G5 V bileşenin yüzeyinde de var olabileceğini dikkate almanın daha uygun olacağı görülmektedir. Şekil 13 de Mg II h ve k salma çizgilerine ait eşdeğer genişliklerin yörünge evresine bağlı değişimleri gösterilmektedir. Salma çizgisi toplam akılarında olduğu gibi yine 0.20 ve 0.70 yörünge evreleri yöresinde biraz artış olduğu görülmektedir.



Şekil 14. UX Ari sisteminin, a) görsel bölge verileri (DA [5,7]) ile birlikte MgII k, ve b) MgII h radyal hız eğrileri.

Kaynaklar

[1] Aarum Ulvås, V., Henry, G.W. (2003), "BV photometry of UX Ari in the period 1987-2002", *A&A*, 402, 1033-1041.

[2] Beasley, A.J., Güdel, M. (2000), "VLBA Imaging of Quiescent Radio Emission From UX Arietis", *ApJ*, 529, 961-967
[3] Bevington, P.R. (1969), "*Data Reduction and Error Analysis for The Physical Sciences*", Mc Graw Hill, New York
[4] Blackwell, D.E., Lynas-Gray, A.E. (1994), "Stellar effective temperatures and angular diameters determined by the infrared flux method(IRFM): Revisions using improved Kurucz LTE atmospheres", *A&A*, 282, 899-910
[5] Carlos, R.C., Popper, D.M. (1971), "HD21242, A Spectroscopic Binary With H and K Emission", *PASP*, 83, 504-507
[6] Dempsey, R.C., Linsky, J.L., Fleming, T.A., Schmitt, J.H.M.M. (1993), "The ROSAT All- Sky Survey of active binary coronae. I- Quiescent fluxes for the RS Canum Venaticorum systems", *ApJS*, 86, 599-609
[7] Duemmler, R., Aarum, V. (2001), "The radial velocities of the RS CVn star UX Ari", *A&A*, 370, 974-981
[8] Guinan, E.F., McCook, G.P., Fragola, J.L., O'Donnell, W.C., Weisenberger, A.G. (1981), "Hα Photometry of UX Arietis During 1979-80", *PASP*, 93, 495-499
[9] Gary, D.F. (1992), "*The Observations and Analysis of Stellar Photospheres*", Second Edition, Cambridge Univ. Press, New York
[10] Huenemoerder, D.P., Buzasi, D.L., Ramsey, L.W. (1989), "Fiber-Optic-Echelle-CCD Spectral Monitoring of UX Arietis", *AJ*, 98, 1398-1408
[11] Lang, K.R., Willson, R.F. (1988), "Ultraviolet and Radio Flares From UX Arietis and HR 1099", *ApJ*, 328, 610-616
[12] Mutel,, R.L., Morris, D.H., Doiron, D.J., Lestrade, J.-F. (1987), "Radio Emission From RS CVn Binaries. II. Polarization and Spectral Properties", *AJ*, 93, 1220-1228
[13] Nichols, J.S., Linsky, J.L. (1996), "The Final Archieve and Recalibration of The International Ultraviolet Explorer (IUE) Satellite", *AJ*, 111, 517-536
[14] Perryman, M.A.C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., vd. (1997), "The HIPPARCOS Catalogue", *A&A*, 323, L49-L52
[15] Rao, A.R., Vahia, M.N. (1987), "Fast Transient X-rays from flare stars and RS CVn binaries", *A&A*, 188, 109-113
[16] Raveendran, A.V., Mohin, S. (1995), "BV photometry and Hα spectroscopy of the RS Canum Venaticorum binary UX Arietis", *A&A*, 301, 788-796
[17] Rhombs, C.G., Fix, J.D. (1977), "Spectrophotometry of RS Canum Venaticorum, AR Lacertae, and UX Arietis", *ApJ*, 216, 503-507
[18] Rucinski, S.M., Krogulec, M., Seaquist, E.R. (1993), "A search for rapid radio flux variations in two RS CVn binary systems", *AJ*, 105, 2308-2318
[19] Simon, T., Linsky, J.L. (1980), "IUE Spectra of A Flare in The RS Canum Venaticorum- Type System UX Arietis", *ApJ*, 239, 911-918
[20] Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Zeilik, M., vd. (1988), "A catalog of chromospherically active binary stars", *A&AS*, 72, 291-345
[21] Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Fekel, F.C., Scheck, M. (1993), "A catalog of chromospherically active binary stars (second edition)", *A&AS*, 100, 173-225
[22] Vogt, S.S., Hatzes, A.P. (1991), "The Differential Rotation and Evolution of Spots on UX Ari" , *IAU Colloq. No.130*, Editörler: Tuominen, I., Moss, D., Rüdger, G. , Springer Berlin Heidelberg New York, 297-308
[23] Willson, R.F., Lang, K.R. (1987), "Multiple Wavelength Microwave Observations of The RS Canum Venaticorum Stars UX Arietis, HR 1099, HR 5110, and II Pegasi", *ApJ*, 312, 278 -283

SÜPERNOVA KALINTISI DİSKLER ÜZERİNE KISITLAMALAR

K. Yavuz EKŞİ[1], Aslıhan ÜNSAL[2]

Özet

Süpernova patlamasından geriye kalan madde yeni doğan nötron yıldızının etrafında bir disk oluşturarak nötron yıldızının evrimi üzerinde etkili olabilir. Genç bir nötron yıldızı olan 4U 0142+61 etrafında bir disk keşfedilmiş olması bu senaryoyu güçlendirmiştir. Çok küçük başlangıç kütlesine sahip bir disk derhal manyetosferin dışına itileceğinden nötron yıldızının yaşamını etkileyemeyecektir. Yıldızın yaşamını etkileyebilecek kadar büyük başlangıç kütlesine sahip bir disk ise evriminin ilk aşamalarında yüksek ışıma gücüne sahip olacaktır. Diskin başlangıçtaki ışıma gücünün yüksek oluşu SN 87A ve Cas A gibi çok genç sistemlerde kalıntı bir diskin varlığı ve parametreleri üzerine kısıtlamalar getirmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Nötron yıldızı, Kütle aktarım diskleri, Süpernova, Cas A, SN 87A*

Abstract

Following a supernova explosion some of the ejected matter may fall back, forming a disk around the new born neutron star and may effect its evolution. This scenario is supported by the detection of a disk around a young neutron star, 4U 0142+61. A disk with a very small initial mass would be pushed out of the magnetosphere and would not be able to play role in the life of the neutron star. A disk massive enough to play a role, on the other hand, would be very luminous at the initial stages. This high luminosity is used to put constraints on the presence and parameters of a fallback disk in young systems like SN 87A and Cas A.

Keywords: Neutron stars, Accretion disks, Supernovae, Cas A, SN 87A

1.Giriş

Süpernova patlamasıyla uzay boşluğuna fırlatılan maddenin bir kısmı patlama sırasında oluşan nötron yıldızının kütlesel çekiminden kurtulamayıp geri düşebilir [1]. Patlayan ata yıldız açısal momentum taşıdığından geriye düşen madde de bir miktar açısal momentuma sahip olacaktır. Geri düşen maddenin açısal momentumu yeni doğan nötron yıldızının etrafında bir disk oluşturmaya yetebilir. Kalıntı disklerin genç nötron yıldızının evriminde rol oynayabileceği önerilmiştir [2]. Buna göre diskin başlangıç kütlesi nötron yıldızının manyetik alanı ve başlangıç periyodu ile birlikte nötron yıldızının evrimini belirleyen üçüncü bir parametre olacaktır [3].

Yakın zamanda kalıntı diskler, magnetar modeline [4] alternatif olarak, anormal X-ışını pulsarları (AXP) gibi radyo pulsarı olarak davranmayan genç nötron yıldızlarının varlığını ve özelliklerini açıklamak üzere öne sürülmüştür [3,5]. AXP'lerde magnetarlara özgü patlamalar gözlemlenmesi [6] üzerine kalıntı disklerin magnetar modeline tamamlayıcı

[1] *İstanbul Teknik Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Maslak, 34469, İstanbul, eksi@itu.edu.tr.*
[2] *Bilkent Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06800, Bilkent, Ankara, munsal@physics.bilkent.edu.tr.*

olarak da düşünülebileceği önerilmiştir [7,8]. Böylesi bir model AXP'lerden alınan kızılötesi ışınım ve periyotların dar bir aralığa toplaşması gibi salt magnetar ile açıklanamayan özellikleri açıklayabilir. Ayrıca genç radyo pulsarlarının yalnızca manyetik dipol ışıması ile yavaşladıkları varsayımıyla açıklanamayan kimi özellikleri de kalıntı bir diskin magnetik dipol ışımasından gelen yavaşlatıcı torka katkıda bulunduğu öne sürülerek açıklanmaya çalışılmıştır [9,10].

Önceden AXP olarak sınıflandırılmış genç bir nötron yıldızı olan 4U 0142+61 etrafında bir disk keşfedilmesi [11] kalıntı disk modeli için gözlemsel destek oldu. Keşfi yapanlar söz konusu diskin, iyonize olacak kadar sıcak olmayan bölgeleri olması dolayısıyla aktif olmadığını öne sürmekteydi. Aynı gözlemlerin daha önceki gözlemler ile birleştirildiğinde aktif bir diskin varlığına işaret ettiği [12], dahası AXP'lerin tümünden elde edilen kızılötesi ışınımın kalıntı bir diskin varlığı ile tutarlı olduğu gösterildi [13].

AXP'lerin kalıntı disk modeline göre "nötron yıldızı-kalıntı disk sistemi" doğduktan kısa bir süre sonra pervane aşamasına [14] girmekte, nötron yıldızının hızlı dönüşünden dolayı bu aşamada diskteki madde nötron yıldızının üzerine düşememekte, nötron yıldızının magnetosferi ile etkileşerek uzağa fırlatılmaktadır. Nötron yıldızı bu etkileşim sonucu yavaşlamakta ve yeterince yavaşlayınca da diskten gelen madde nötron yıldızı üzerine düşebilmektedir. Kalıntı disk modeline göre AXP'lerin X-ışınlarının kaynağını nötron yıldızının üzerine düşen maddenin kaybettiği gravitasyonel potansiyel enerji oluşturmaktadır. Kalıntı disk modeli ilk ortaya atıldığında pervane aşamasında nötron yıldızının hızla yavaşlaması sonucu kaybedeceği dönme kinetik enerjisinin diskin ışıma gücüne yapacağı katkı gözönüne alınmadı. Pervane aşamasındaki nötron yıldızı diskle etkileşerek yavaşlarken kaybettiği dönme kinetik enerjisinin bir kısmının bile diske aktarılması diski çok ısıtabilir ve kimi durumlarda aktarılan güç Eddington limitini aşıp diski parçalayabilir [15].

Bu çalışmada pervane aşamasındaki "nötron yıldızı-kalıntı disk" sistemlerinin çok yüksek ışıma gücüne sahip olabileceğini gösteriyoruz. Eğer bugün süpernova kalıntıları içinde tespit edilen tüm genç nötron yıldızları ışık silindirinden (2. ayıt) içeri girmeye yetecek kadar büyük kütleli kalıntı disklere sahip olsalardı tüm bu sistemler çok büyük ışıma gücüne sahip olurlardı. Bu ışımanın bir miktarı diskin Kepler hızında dönen parçasından optik ve kızılötesinde, kalanı ise diskteki maddenin açısal dönme hızının yıldızın dönme hızına uyum sağladığı dar geçiş bölgesinden (sınır katmanı) morötesi ve X-ışınında olacaktır. İkinci ayıtta diskin sınır katman ışıma gücünü hesaplıyoruz. Üçüncü ayıtta modelin Cas A, SN 87A gibi bilinen genç sistemlerde kalıntı disk ve nötron yıldızı parametreleri üzerine getirdiği kısıtlamaları inceliyoruz. Son bölümde sonuçlarımızın genç nötron yıldızlarının kalıntı disk kuramı bakımından değerlendirmesini yapıyoruz.

2. Pervane Aşamasındaki Bir Diskin Işıma Gücü

Kütlesi M_* olan bir nötron yıldızı ile etkileşmekte olan bir diskin büyük bir bölümünde madde Kepler açısal hızıyla

$$\Omega_K = \sqrt{\frac{GM_*}{r^3}} \tag{1}$$

dönecek, iç kısımlara gelindiğinde ise sınır katman denilen dar bir bölgede yıldızın açısal hızına, $\Omega_*=2\pi/P_*$, uyum sağlayacaktır. Kepler açısal hızıyla dönmekte olan kısımdan gelecek olan ışıma gücü, $\dot{M}$ diskteki kütle aktarım hızı ve R_{in} diskin iç yarıçapı olmak üzere,

$$L_K = \frac{GM_*\dot{M}}{2R_{in}} \tag{2}$$

olacaktır [16]. Diskin iç yarıçapı, R_{in}, ışık-silindiri yarıçapı

$$R_L = \frac{c}{\Omega_*} \tag{3}$$

ile eş dönme yarıçapı

$$R_c = \left(\frac{GM_*}{\Omega_*^2} \right)^{1/3} \tag{4}$$

arasında iken sistem pervane fazındadır. Pervane fazında nötron yıldızı disk tarafından uygulanan tork ile yavaşlar ve bu aşamada nötron yıldızının kaybettiği dönme kinetik enerjisi diske aktarılır. Bu enerjinin bir kısmı gelen maddeyi fırlatmakta kullanılırken kalan kısmı diskin ısınmasına yol açacaktır. Tüm bu katkı ve kayıpları göz önüne alındığında [15] diskin toplam ışıma gücü

$$L_{disk} = \frac{GM_*\dot{M}}{2R_{in}} \left[1 + (\omega_* - 1)^2 \right] \tag{5}$$

olur. Burada

$$\omega_* = \frac{\Omega_*}{\Omega(R_{in})} \tag{6}$$

yıldızın dönme hızının boyutsuz bir parametresidir. Buna göre, diskten gelen bu toplam ışımadan diskin Kepler hızıyla dönmekte olan kısımlarına ait ışıma çıkarılırsa sınır katmandan gelecek olan ışıma

$$L_{sk} = \frac{GM_*\dot{M}}{2R_{in}} (\omega_* - 1)^2 \tag{7}$$

olarak bulunur. Bu sınır katmanın kalınlığı $b \sim 10^{-2} R_{in}$ olup [16] buna göre sınır katmanın sıcaklığı $2\pi R_{in}\, b \sigma T^4 = L_{sk}$ bağıntısı ile

$$\begin{aligned} T &= \left(\frac{\pi \dot{M}}{\sigma} \right)^{1/4} P_*^{-1/2} \left(\frac{b}{R_{in}} \right)^{-1/4} \left(\frac{\omega_* - 1}{\omega_*} \right)^{1/2} \\ &\approx 5 \times 10^6 K \left(\frac{\dot{M}}{10^{18}} \right)^{1/4} \left(\frac{P_*}{100ms} \right)^{-1/2} \left(\frac{b/R_{in}}{10^{-2}} \right)^{-1/4} \left(\frac{\omega_* - 1}{\omega_*} \right)^{1/2} \end{aligned} \tag{8}$$

olacaktır. Bu sonuca göre sınır katman ışımasının önemli bir bölümünü X-ışınlarında yapacaktır.

Etrafındaki kalıntı bir disk ile etkileşmekte olan bir nötron yıldızının X-ışınlarında yapacağı ışımanın başka bileşenleri de vardır. Nötron yıldızının kendi sıcaklığından dolayı yüzeyinden gelecek ısıl ışıma ve diskin etkiteceği tork dolayısıyla nötron yıldızının içinde oluşacak disipatif süreçlerin yaratacağı ısınma sınır katmanda ışımaya dönüşen güç yanında önemsizdir. Dolayısıyla uygulamada en önemli kısıt sınır katmandan gelen ışıma gücü kullanılarak elde edilecektir. Denklem (7)'ye göre X-ışını ışıma gücü L_{obs} olan bir kaynağın dönme hızı parametresi

$$\omega_{\max} = \sqrt{\frac{L_{obs}}{L_K}} + 1 \tag{9}$$

olmak üzere $1 < \omega_* < \omega_{\max}$ arasında değişecektir. Eğer L_{obs} çok küçükse veya L_K çok büyükse kök içindeki ifade küçük olacağından hız parametresi için verilen aralık dar olacaktır. Bir sonraki bölümde belirli kaynaklar için bu sonucu $\dot{M}$ ve P_* cinsinden grafiksel olarak ifade edeceğiz. Bunu yaparken diskin iç yarıçapını, μ nötron yıldızının magnetik dipol momenti olmak üzere, Alfvén yarıçapı

$$R_A = \left(\frac{\mu^2}{\sqrt{2GM_*}\dot{M}} \right)^{2/7} \tag{10}$$

olarak alacağız.

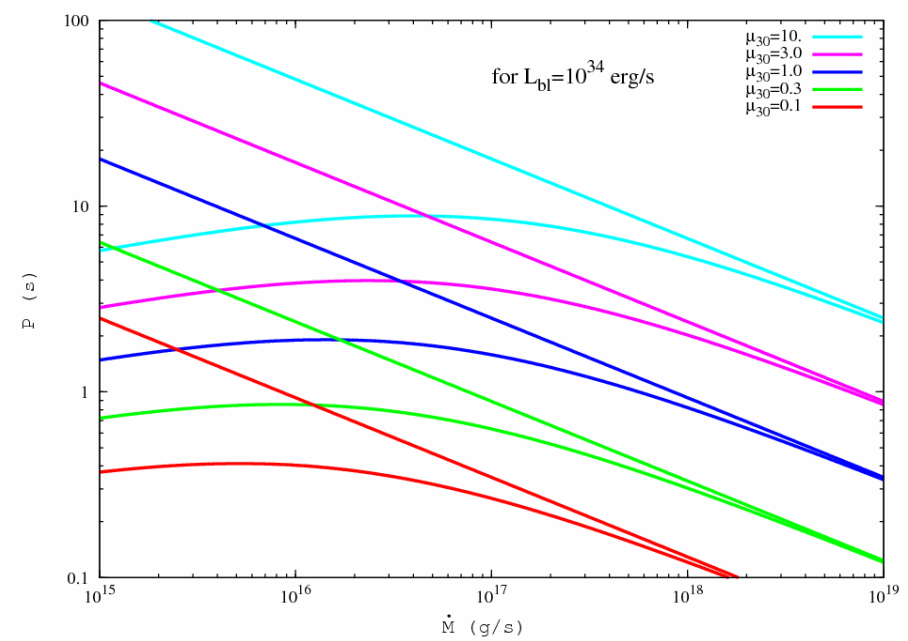
3.Uygulama

Kalıntı diskler ikili yıldız sistemlerindeki diskler gibi sürekli olarak madde aktarımı ile desteklenmedikleri için ömürlerinin kısa ($<10^5$ yıl) olması beklenmektedir. Bu nedenle genç süpernovalar kalıntı diskleri aramak için en uygun hedeflerdir. Bize yakın en genç sistemler yaklaşık 20 yaşındaki SN87A ve yaklaşık 320 yaşındaki Cassiopeia A'dır.

Süpernova 87A modern zamanlarda gözlemlenen en yakın süpernova patlaması olması dolayısıyla çok önemlidir. Bu kalıntı içinde henüz bir nötron yıldızı belirlenememiştir. Bunun nedeni süpernova patlaması sonrasında geri düşen maddenin nötron yıldızının magnetosferine girerek radyo pulsarı mekanizmasını bozması olabilir. Süpernova 87a'nın 2-10 keV aralığındaki ışıma gücü için üst limit 1.5×10^{34} erg s^{-1} olarak belirlenmiştir [17].

Cassiopeia A 1680 yılında Flamsteed tarafından görülmüş ve tabii o çağda bir süpernova patlaması olarak yorumlanmamıştır. Chandra X-ışını gözlem aygıtı ile 1999 yılında yapılan ilk gözlemler Cas A'ın merkezindeki tıkız nesnenin süpernova kalıntısından ayrıştırılabilmesini sağlamıştır. Cas A'ın merkezindeki tıkız nesnenin X-ışını bandındaki ışıma gücü $1\text{-}5\times10^{33}$ erg s^{-1} olarak ölçülmüştür [18]. Derin optik görüntüleme yöntemleri ile $L_X/L_{opt}\geq800$ olarak elde edilmiş [19]. İkili yıldız sistemlerinde üzerine kütle aktarılan kara delikler için bu değer 0.02-0.1 arasında değişirken, nötron yıldızları için bu değer yaklaşık 1 değerine sahiptir. Ancak yukarıda anlattığımız gibi pervane aşamasındaki bir diskin sınır katmanından gelen X-ışıma gücü diskin geri kalanından gelen ışıma gücünün çok üzerine çıkabilir. Bu da Cas A'nin kalıntı diske sahip bir pervane sistemi olup olmadığı sorusunu gündeme getirir. Birazdan göreceğimiz gibi bir önceki bölümde elde edilen sonuçlar bu öneriye ciddi kısıtlamalar getirmektedir.

İlk bölümdeki denklemler belli kütle aktarım hızı aralığında periyodun belli aralıklar içinde kalması gerektiğini göstermektedir. Şekil (1)'de görüldüğü üzere bu sistemlerde eğer en sık rastlanan değerler aralığında magnetik alana sahip nötron yıldızları varsa bunların yavaş başlangıç periyoduna sahip olmaları gereklidir. Aksi takdirde ışıma güçleri gözlemlenen değeri veya belirlenen üst sınırı aşacaktır.



Şekil 1: Belirli bir sınır katman ışıma gücü üst limit olduğunda çeşitli kütle aktarım miktarları için peryoda getirilen kısıtlama. Bir kalıntı diskte kütle aktarım miktarı 10^{19} g/s değerinin çok üzerinde değerlerden başlayıp daha küçük değerlere doğru bir kuvvet yasası ile azalacaktır. Burada verilen sınır katman değeri Cas A ve SN87A sistemleri için gözlenen X-ışını lüminozitesi mertebesindedir.

4.Sonuç

AXP evrimiyle sonuçlanabilecek kütlede bir disk ile çevrili bir nötron yıldızının pervane aşamasında kaybedeceği dönme enerjisi çok yüksek değerler alacaktır. Böyle sistemler gözlemlemiyoruz. Bu, AXP olarak evrilen sistemlerin yavaş (P_*>100 ms) doğan nötron yıldızları içeriyor olmaları anlamına gelebilir. Bu bakış açısıyla, hızlı doğan nötron yıldızları başlangıçta bir diske sahip olsalar dahi bunu kısa sürede parçalayacak, dolayısıyla yalnızca en büyük kütleli disklerle çevrili yavaş nötron yıldızları AXP aşamasına gelebileceklerdir. Cas A'de belirlenen nötron yıldızı ve SN87A'daki olası bir tıkız nesne bir pervane sistemi iseler oldukça yavaş dönüyor olmalıdırlar. Bu da daha önce öngörülen evrim modellerinin değiştirilmesi gerektiğini göstermektedir.

Kaynaklar

[1] Colgate, S.A., 1971, Neutron-Star Formation, Thermonuclear Supernovae, and Heavy-Element Reimplosion, *Astrophysical Journal*, 163, 221-230.
[2] Michel, F.C., Dessler, A.J., 1981, Pulsar disk systems, *Astrophysical Journal*, 251, 654-664.
[3] Alpar, M.A., 2001, On Young Neutron Stars as Propellers and Accretors with Conventional Magnetic Fields, *Astrophysical Journal*, 554, 1245-1254.
[4] Duncan, R.C. ve Thompson, C., 1992, Formation of very strongly magnetized neutron stars - Implications for gamma-ray bursts, *Astrophysical Journal Letters*, 392, 9-13.
[5] Chatterjee, P., Hernquist, L. ve Narayan, R., 2000, An Accretion Model for Anomalous X-Ray Pulsars, *Astrophysical Journal*, 534, 373-379.
[6] Gavriil, F.P., Kaspi, V., ve Woods, P.M., 2002, Magnetar-like X-ray bursts from an anomalous X-ray pulsar, *Nature*, Volume 419, Issue 6903, pp. 142-144
[7] Ekşi K.Y. ve Alpar, M.A., 2003, Can Thin Disks Produce Anomalous X-Ray Pulsars?, *Astrophysical Journal*, 599, 450-456.
[8] Ertan, Ü. ve Alpar, M.A., 2003, On the Enhanced X-Ray Emission from SGR 1900+14 after the August 27 Giant Flare, *Astrophysical Journal Letters*, 593, 93-96.

[9] Menou, K., Perna, R. ve Hernquist, L., 2001, Disk-assisted Spin-down of Young Radio Pulsars, *Astrophysical Journal Letters*, 554, 63-66.
[10] Alpar, M.A., Ankay, A. ve Yazgan, E., 2001, Pulsar Spin-down by a Fallback Disk and the P-Pdot Diagram, *Astrophysical Journal Letters*, 557, 61-65.
[11] Wang, Z., Chakrabarty, D., Kaplan, D.L., 2006, A debris disk around an isolated young neutron star, Nature, Volume 440, Issue 7085, pp. 772-775.
[12] Ertan, Ü., Erkut, M.H., Ekşi K.Y. ve Alpar, M.A., 2006, A Fallback Disk Around a Neutron Star Spinning Down While Accreting, eprint arXiv:astro-ph/0606259.
[13] Ertan, Ü. ve Çalışkan, Ş., 2006, Optical and Infrared Emission from the AXPs and SGRs, eprint arXiv:astro-ph/0608288.
[14] Illarionov, A.F., Sunyaev, R.A., 1975, Why the Number of Galactic X-ray Stars Is so Small?, *Astronomy and Astrophysics*, 39, 185-195.
[15] Ekşi, K.Y., Hernquist, L. ve Narayan, R., 2005, Where Are All the Fallback Disks? Constraints on Propeller Systems, *Astrophysical Journal Letters*, 623, 41-44.
[16] Frank, J., King A., ve Raine, D., 2002, *Accretion Power in Astrophysics*, Cambridge.
[17] Park, S., Zhekov, S.A., Burrows, D.N. ve ark., 2004, A Chandra View of the Morphological and Spectral Evolution of Supernova Remnant 1987A, *Astrophysical Journal*, 610, 275-284.
[18] Chakrabarty, D., Pivovaroff, M.J., Hernquist, L., Heyl, J., Narayan, R., 2000, The Central X-Ray Point Source in Cassiopeia A, *Astrophysical Journal*, 548, 800-810.
[19] Ryan, E., Wagner, R.M., Starrfield, S.G., 2001, New Optical Constraints on the Presence of a Compact Central Object in Cassiopeia A, *Astrophysical Journal*, 548, 811-813

LS DEL ÇİFT SİSTEMİNİN IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Aslı ELMASLI[1], Berahitdin ALBAYRAK[1], Selim O. SELAM[1]

Özet

LS Del çift sisteminin B ve V bandı ışık eğrileri, sistemin fiziksel parametrelerini belirlemek amacıyla Djurasevic'in ışık eğrisi analiz programları kullanılarak analiz edilmiştir. Gözlemler Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 23-25 Ekim 2004 tarihleri arasında gerçekleştirilmiştir. Işık eğrisi analizi sonucunda düşük kütleli bileşenin üzerinde soğuk leke olduğu belirlenmiştir.
Literatürden toplanan tüm minimum zamanları ile oluşturulan O-C eğrisinin analizi sonucu sistemin yörünge döneminin artış gösterdiği belirlenmiş ve bu değişimin sistemdeki kütle transferi/kaybı mekanizması ile açıklanabileceği gösterilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *yıldızlar: örten değişen yıldızlar, ışık eğrisi analizi, O-C analizi, LS Del*

Abstract

Photometric B and V light curves were obtained for the W-type W UMa eclipsing binary star LS Del to determine the physical parameters of the system. During the analyses, Djurasevic's light curve analysis programs were used. The light curves were obtained at the Ankara University Observatory during the nights of 23-25 October 2004. The results for LS Del indicate that the less-massive component has a cool spot area. The O-C diagram constructed with all available times of minima from the literature indicates increase in the orbital period of the system, which can be attributed to the mass exchange/loss mechanism in the system.

Keywords: *stars: eclipsing, light curve analysis, O-C analysis, LS Del*

1. Giriş

LS Del (HD 199497, $m_V = 8^m.67$)'in W UMa türü değişen bir yıldız olduğunu ilk kez Bond [1] 1966'da, prizma objektifli tayfçeker verilerinden keşfetmiş ve tayf türünü G5 olarak belirlemiştir. Ayrıca, bu çalışma kapsamında gözlenen ilk fotometrik ışık eğrisi yıldızın W UMa türü değişen olduğunu desteklemektedir. Daha sonra Sezer ve ark. [2], Ruyou ve ark. [3], Leung [4], Wieck ve Wunder [5], Weaver [6], Derman ve ark. [7] ve Demircan ve ark. [8] sistemin fotometrik ışık eğrilerini gözlemiştir. Sezer ve ark. [9] ve Leung [4] sistemin ışık eğrilerini Wilson-Devinney [10] yöntemi ile analiz etmişlerdir. Her iki çalışma sonucunda da kütle oranı (q~1.8) ve yörünge eğim değerleri (i~50°) hemen hemen aynı hesaplanmasına rağmen sistem için farklı modeller üretilmiştir. Sezer ve ark. [9]'ları sistemi W-türü değen çift olarak belirlerken, Leung [4] daha soğuk olan büyük kütleli bileşenin Roche lobunu doldurmuş olabileceğini ve sistemin yarı-ayrık bir konfigürasyona sahip olabileceğini göstermiştir.

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi,06837 Ahlatlıbel-Ankara (312) 212 67 20/1297 asli@astro1.science.ankara.edu.tr*

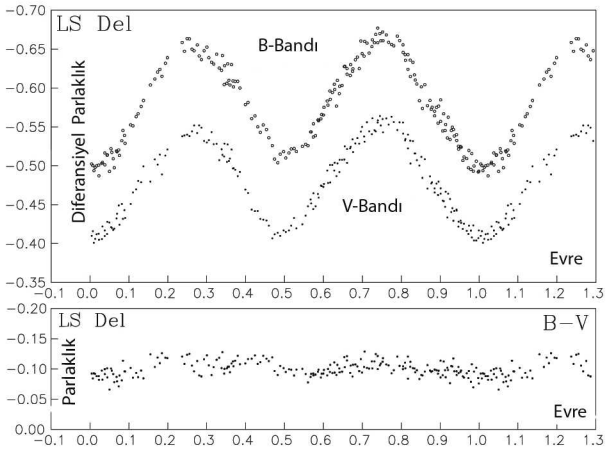
Lu ve Rucinski [11] LS Del sisteminin ilk radyal hız eğrisini elde ederek kütle oran değerini 0.375 olarak hesaplamıştır. Lu ve Rucinski [11], aynı çalışmada sistemi G0 V tayf türünden W türü bir W UMa olarak sınıflandırmıştır. Radyal hız eğrisinden, elde ettikleri kütle oranı değeri ile Ruyou ve ark. [3]'ların ışık eğrisini analiz ederek sistemin fiziksel parametrelerini (i = 45°, f = %7, a = 2.44 $R_\odot$, M_1 = 1.07$M_\odot$ ve M_2=0.40 $M_\odot$) hesaplamışlardır.

LS Del örten değişen yıldızın döneminin değiştiği birçok yazar tarafından belirtilmiştir (Ruyou ve ark. [3], Wieck ve Wunder [5], Derman ve ark. [7], Qian [12]). Derman ve ark. [7]'larının oluşturdukları O-C eğrisinde lineer bir azalma görülmektedir. Fotometrik dönemin kısa zaman aralığında 10^{-4} gün kadar değiştiğini ortaya koyan Derman ve ark. [7] bu durumun ışık eğrisinde izlenen değişimlerle ilişkili olabileceğini öne sürmüşlerdir. Daha sonra Qian [12] LS Del'in O-C eğrisini oluşturarak parabolik değişimin olduğunu ifade etmiş ve Derman ve ark. [7]'larının belirttiği fotometrik dönem değişiminin O-C değerlerinin saçılmasından kaynaklandığını belirlemiştir.

2. Gözlemler

LS Del'in ışık eğrileri Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 23, 24 ve 25 Ekim 2004 tarihlerinde 30 cm'lik Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile B ve V bandında yapılan gözlemlerle elde edilmiştir. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak sırasıyla G0 tayf türünden HD 35 3253 ve G5 tayf türünden HD 35 3251 kullanılmıştır.

LS Del'in gözlemi sırasında B ve V bandında toplam 408 nokta alınmıştır. Her bir geceye ait ve her renk için sönümleme katsayıları mukayese yıldızı gözlemlerinden hesaplanmıştır. Diferansiyel B ve V ışık ile B-V renk eğrileri Şekil 1'de verilmiştir. LS Del'in ışık eğrisinde (Şekil 1) ufak asimetrik bir yapı görülmekte olup, ikinci maksimumun birinci maksimumdan daha yüksektir. Ayrıca birinci ve ikinci minimumların seviyeleri arasındaki fark, B ve V bantlarında önemli derecede değişiklik göstermektedir. Şekil 1'de maksimum ve minimum civarında Δ(B-V) renk eğrisinde küçük değişimler görülmektedir. Işık eğrisinin biçimi LS Del'in aşırı değen bir sistem olduğunu göstermektedir.



Şekil 1: LS Del'e ait diferansiyel B ve V ışık, ve B-V renk eğrileri

3. Işık Eğrisi Analizi

LS Del sistemin B ve V ışık eğrilerinin analizi için Djurasevic [14] tarafından geliştirilen ve aşırı değen sistemler için Djurasevic [15] tarafından düzenlenen bilgisayar programı kullanıldı. Kullanılan program Roche modelini ve Wilson ve Devinney [10] tarafından ortaya konan prensipleri temel almaktadır. Işık eğrisi analizleri, Djurasevic [13]'in,

geliştirilmiş Marquardt [16] algoritmasını temel alan ters-problem yönteminin uygulanması ile gerçekleştirilmiştir.

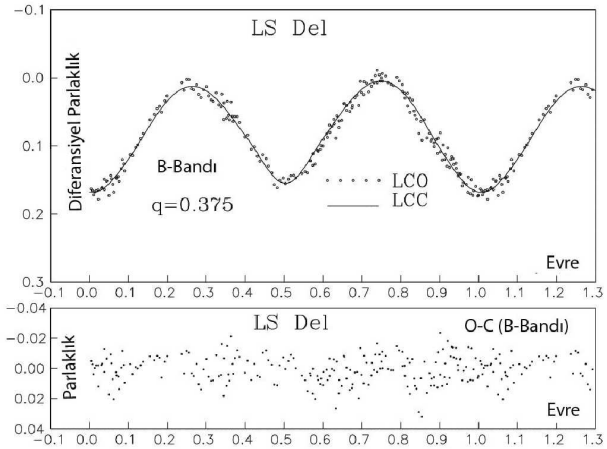
Çekim kararması için sabitleri Lucy [17]'nin konvektif zarfa sahip yıldızlar için verdiği teorik $\beta_{h,c} = 0.08$ değeri kullanılmıştır. Albedolar için kullanılan değer ise $A_{h,c} = 0.5$'dir. Kenar kararması için yeni bir lineer olmayan yaklaşım kullanılmıştır. Detaylı bilgi Claret [18]'de bulunabilir.

Analiz sırasında, Lu ve Rucinski [11]'nin belirlediği tayf türüne göre sisteme ait birinci bileşenin sıcaklığı Popper [19]'ın sıcaklık kalibrasyon tablolarından $T_1 = 5916°K$ olarak belirlenmiş ve $q = 0.375$ kütle oranı değeri ile beraber sabit tutulmuştur. LS Del'nin ışık eğrisindeki (Şekil 1) hafif asimetri sistemdeki bileşenlerin yüzey parlaklık dağılımlarının tekdüze olmadığına işaret etmektedir. Analiz sonuçları LS Del'in küçük değme oranına sahip, W türü bir sistem olduğunu göstermektedir. Elde edilen düşük yörünge eğimi ($i = 48.5°$), parçalı tutulma ve ışık eğrisinin göreli olarak küçük genliği ile uyumludur. İkinci bileşen (küçük kütleli ve daha sıcak olan), birinci (derin) minimumda örtülmektedir ve bileşenlerin sıcaklık farkı $\Delta T = T_2 - T_1 = 50K$'dir. Aktif bölge kabulü olmaksızın elde edilen sentetik ışık eğrileri gözlemleri tam olarak temsil etmekten uzaktır.

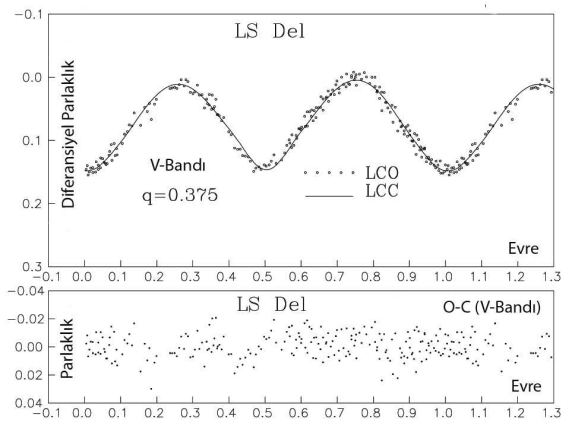
LS Del'in ışık eğrisi analizinin sonuçları Tablo 1'de verilmiştir. Tablonun ilk üç satırı sırasıyla toplam gözlem noktası sayısı, gözlenen ve teorik noktaların fark karelerinin toplamı ve standart sapmayı vermektedir. Tablonun sonunda verilen mutlak parametreler fotometrik çözümlerin, Lu ve Rucinski [11]'nin dikine hız çalışması ile birleştirilmesi ile elde edilmiştir.

Yaklaşık 10° boylamında bulunan ve fotosfere kıyasla % 6 daha soğuk olan leke bölgesi ışık eğrisinde izlenen asimetriyi oldukça başarılı bir şekilde modellemektedir. Δ(B-V) renk eğrisinin evreye bağlılığı temel olarak tutulmalara bağlı olmakla birlikte biçimi en azından kısmen de olsa bu leke bölgesinin varlığından etkilenmektedir.

Sistemin B ve V bandındaki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ve farkları ile sistemin 0.25 evresindeki geometrik modeli sırası ile Şekil 2, Şekil 3 ve Şekil 4'te sunulmuştur.



Şekil 2: LS Del'in B-bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları

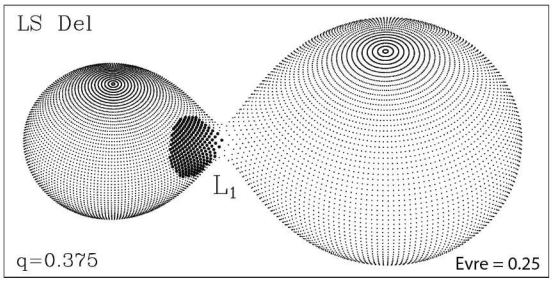


Şekil 3: LS Del'in V-bandı gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile farkları

Tablo 1: LS'Del'in ışık eğrisi analizi sonuçları

Nicelik	B-filtresi	V-filtresi
n	408	
$\Sigma(O-C)^2$	0.0378	
σ	0.0096	
$q=m_2/m_1$	0.375	
T_1	5916	
$A_1=A_2$	0.5	
$\beta_1=\beta_2$	0.08	
$f_1=f_2$	1.0	
$A_{sl}=T_{sl}/T_2$	0.94±0.01	
θ_{sl}	20.7±1.5	
λ_{sl}	202.8±8.1	
ψ_{sl}	14.0±5.1	
T_2	5966±44	
F_1	1.008±0.001	
$i[^o]$	48.5±0.2	
a_1	0.4431, 0.4243	0.5026, 0.4871
a_2	0.0475, 0.1358	0.1312, 0.2065
a_3	0.7684, 0.6482	0.4380, 0.3272
a_4	-0.3936-0.3468	-0.2804, -0.2340
$\Omega_{1,2}$	2.6081	
Ωiç,dış	2.6267, 2.3967	
f_{over}[%]	8.07	
R[D=1]	0.441	0.281
$L_1/(L_1+L_2)$	0.698	0.699
$M_1[M_\odot]$	1.07±0.02	
$M_2[M_\odot]$	0.40±0.02	
$R_1[R_\odot]$	1.15±0.02	
$R_2[R_\odot]$	1.74±0.02	
log g_1	4.34±0.02	
log g_2	4.30±0.02	
M^1_{bol}	4.38±0.02	
M^2_{bol}	5.31±0.02	
$a_{yör}[R_\odot]$	2.436±0.009	

NOT: Çizelgedeki simgelerin temsil ettiği parametreler; **n:** toplam gözlem noktası, **Σ (O-C)^2:** gözlenen ve teorik noktalar arasındaki farkların kare toplamı, **σ:** gözlemlerin standart sapması, **q:** kütle oranı, **$T_{1,2}$:** soğuk ve sıcak bileşenlerin sıcaklıkları, **$\beta_{1,2}$, $A_{1,2}$, $f_{1,2}$:** bileşenlerin sırasıyla çekim kararma üsleri, albedoları ve senkronize olmayan dönme katsayıları, **A_s, θ_s, λ_s, φ_s:** leke parametreleri, **F_1:** birinci bileşenin Roche lobunu doldurma parametresi, ***i*:** yörünge eğimi, **$a_{1,2}$:** kenar kararma katsayıları, **$\Omega_{1,2}$, $\Omega_{dış}$:** bileşenlerin yüzey potansiyelleri ve dış yüzey potansiyelleri, **f_{over}:** değme derecesi, **$L_1/(L_1+L_2)$:** büyük kütleli bileşenin ışınım gücü, ***$R_{1,2}$*:** bileşenlerin kutup yarıçapları (merkezler arası uzaklık biriminde), ***$M_{1,2}$*, *$R_{1,2}$*:** Bileşenlerin Güneş birimleri cinsinden kütle ve yarıçapları, **log(g_1,g_2):** bileşenlerin yüzey çekim ivmeleri, **$M_{bol(1,2)}$:** bileşenlerin mutlak bolometrik parlaklıkları, ***a*:** Güneş yarıçapı cinsinden yörünge yarı büyük eksen uzunluğu.



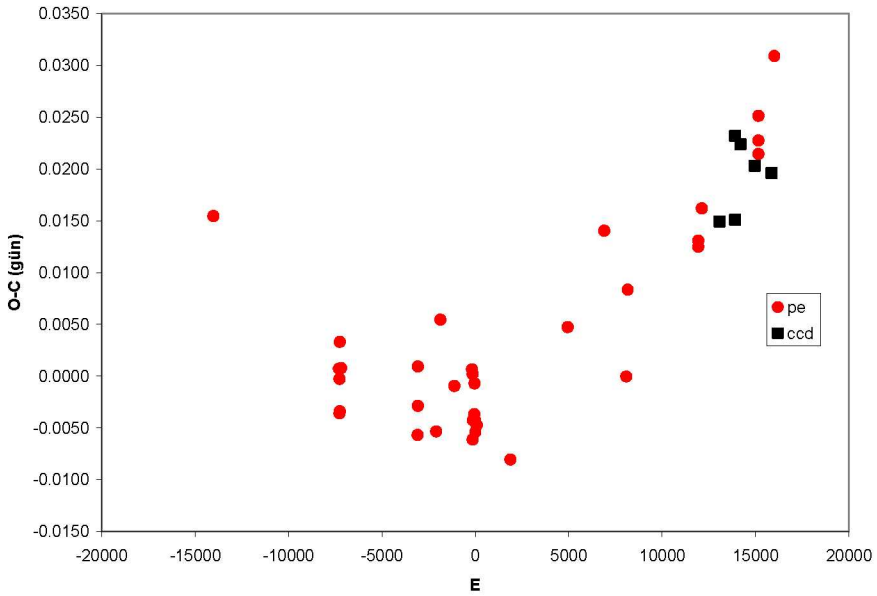
Şekil 4: LS Del'in 0.25 evresindeki geometrik modeli

4. Dönem Değişimi

LS Del'in 23, 24 ve 25 Ekim 2004 tarihlerinde elde edilen gözlemlerinden Kwee van Woerden [20] yöntemi kullanılarak, 2 tane birinci minimum (53302.2526, 53303.3417) ve 1 tane ikinci minimum (53304.2501) hesaplanmıştır. Sistemin literatür taraması yapılarak 6 ccd ve 31 fotoelektrik minimum zamanı toplanmış ve yeni gözlenen minimum zamanları ile birlikte O-C eğrisi oluşturulmuştur (Şekil 5). Tüm minimum zamanlarına yapılan kuadratik çakıştırma sonucunda yeni ışık elemanları

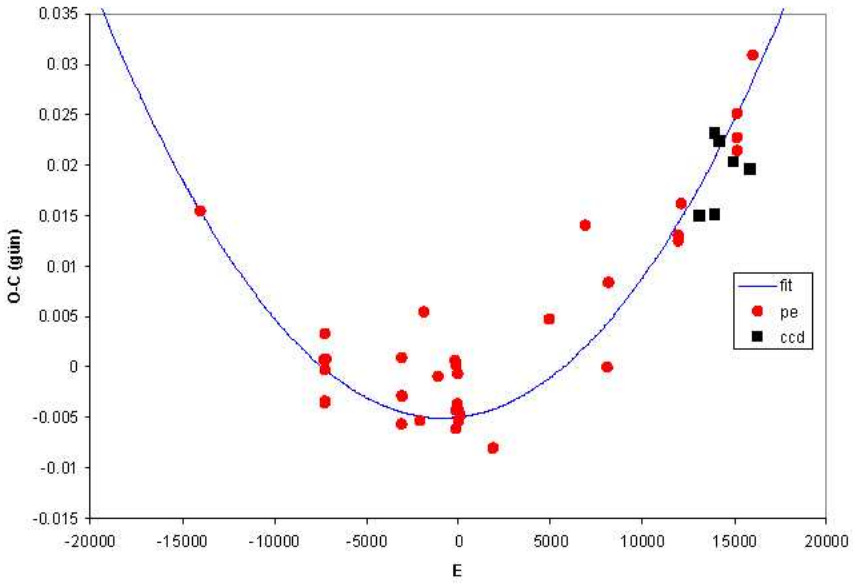
$$MinI = 24\ 47790.4234 + 0.36383934 \times E + 1.18 \times 10^{-10} \times E^2$$

olarak belirlenmiştir.



Şekil 5: LS Del sisteminin O-C eğrisi

O-C analizi sonucunda sistemin yörünge döneminin düzgün olarak arttığı görülmektedir. Bu dönem değişim karakteri, sistemde mevcut olan kütle transferi/kaybı mekanizması ile açıklanabilir. O-C diyagramına yapılan parabolik yaklaşımın kareli terim katsayısı sistemin dönem değişim hızını $dP/dE = 2.36 \times 10^{-10}$ gün/çevrim olarak vermektedir. Sistemdeki kütle transferinin korunumlu olduğu varsayımına dayanarak, transferin yönünün küçük kütleli bileşenden büyük kütleliye doğru olduğu söylenebilir. Bu koşullar altında kütle transfer hızı yılda 6.51×10^{-7} $M_\odot$ olarak hesaplandı.



Şekil 6: LS Del sisteminin O-C eğrisine kuramsal olarak çakıştırılan parabol

5. Sonuç

Bu çalışmada LS Del örten çift yıldızının B ve V bandlarında elde edilen yeni ışık eğrileri Djurasevic'in ışık eğrisi analiz programı kullanılarak analiz edilmiş ve sisteme ait yörünge parametreleri belirlenmiştir.

Tablo 1, Şekil 2 ve Şekil 3'den görülebileceği gibi LS Del'in gözlenen ışık eğrisi, küçük kütleli yıldız üzerinde soğuk leke olan Roche modeli ile başarılı bir şekilde temsil edilebilmektedir. Soğuk leke ile üretilen sentetik B ve V ışık eğrileri gözlem noktalarını çok iyi bir biçimde fit etmiştir.

Çözümler LS Del'in W alt türünden bir W UMa değen sistemi olduğunu göstermektedir. Bileşenlerin değme derecesi oldukça düşük olup (% 8), yörünge eğimi (48.°5) parçalı tutulma meydana getirmektedir. Buna bağlı olarak sistemin ışık eğrisinde izlenen değişimin büyük oranda yakınlık etkilerinden kaynaklandığını söyleyebiliriz. Işık eğrilerinde izlenen düşük ışık değişim genliği ($\Delta m \sim 0.^m19$ B ve $\Delta m \sim 0.^m16$ V bandı) bu fikri doğrulamaktadır.

Sistemin gözlenen yeni minimum zamanları ile literatürden toplanan minimum zamanlarından O-C eğrisi oluşturulmuştur. O-C eğrisinde görünen parabolik yapı dönem değişiminin kütle transferi/kaybı ile oluştuğuna işaret etmektedir.

Kaynaklar

[1] Bond, H.E. (1976), "Eclipsing Binaries Found Spectroscopically III. HD 199497", IBVS 1214
[2] Sezer, C., Gülmen, Ö., Güdür, N. (1984), "Photoelectric Light Curves and Period of HD 199497", *IBVS* 2553
[3] Ruyou, W., Wenxian, L. (1987), "New B,V Light Curves of LS DELPHINI", *IBVS* 2982
[4] Leung, K.C., (1988), "*Critical Observations Versus Physical Models for Close Binary Systems*", Editors: Leung, K.C, Gordon & Breach: New York, p.93
[5] Wieck, M., Wunder, E. (1989), "Revised Elements and Light Curve for LS Delphini", *IBVS* 3406
[6] Weaver, F. J. (1990), "A Photometric Study of LS Delphini", *BAAS*, 22, 1296
[7] Derman, E., Demircan, O., Selam, S.O. (1991), "Light Curve and Period Variation of W UMa System LS Del", *A&AS*, 90, 301
[8] Demircan, O., Selam, S.O., Derman, E., (1991), "1990 Photometry of a Small Amplitude W UMa System LS Delphini", *Ap&SS*, 189, 57

[9] Sezer, C., Gülmen, Ö., Güdür, N. (1985), "Photoelectric Light Curves and Period of HD 199497", *Ap&SS,* 115, 309
[10] Wilson, R.E. Devinney, E. J. (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", 166, 605
[11] Lu, W., Rucinski, S.M. (1999), "Radial velocity studies of close binary stars. I.", *AJ,* 118, 515
[12] Qian, S. (2001), "A possible relation between the period change and the mass ratio for W-type contact binaries", *MNRAS*, 328, 635
[13] Djurasevic, G. (1992), "An analysis of active close binaries (CB) based on photometric measurements. I - A model of active CB with spots on the components. II - Active CB with accretion discs", *Ap&SS* 196, 241
[14] Djurasevic, G., (1992), *Ap&SS*, 197, 17, "An analysis of active close binaries (CB) based on photometric measurements. III - The inverse-problem method: an interpretation of CB light curves".
[15] Djurasevic, G. (1992), "An analysis of active close binaries (CB) based on photometric measurements. III - The inverse-problem method: an interpretation of CB light curves" *Ap&SS*, 197, 17
[16] Marquardt, D.W., 1963, *J.Soc.Ind.Appl.Math.*, 11, No.2, 431.
[17] Lucy, L., B. (1967), "Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes", *Zeitschr. F. Astrophys.*, 65, 89
[18] Claret, A. (2000), "A new non-linear limb-darkening law for LTE stellar atmosphere models. Calculations for -5.0 <= log[M/H] <= +1, 2000 K <= Teff <= 50000 K at several surface gravities", *A&A*, 363, 1081
[19] Popper, D.M. (1980), "Stellar masses", *ARA&A*, 18, 115
[20] Kwee, K.K. ve van Woerden, H. (1956), "A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable", *BAN,* 12, 327

ABELL 2255 KÜMESİ GALAKSİLERİN ÇOK BAND ARAŞTIRMASI

E. Nihal ERCAN[1], Murat HÜDAVERDI[1,2], Fatma GÖK[3], Gülnur İkis GÜN[4], Tolga GÜVER[5], Akihiro FURUZAWA[2], Ebru AKTEKİN[3]

Özet

Abell 2255 XMM-Newton ve Chandra x-ışınım verileri analiz edildi. Küme üyesi nokta kaynakların olası fiziksel özelliklerini yakalayabilmek için, 3-band düşük (0.3-1.0 keV), orta (1.0-1.6 keV) ve yüksek (1.6-10.0 keV) enerji seviyelerinde kaynak taraması uygulandı. Galaksi kümesindeki nokta kaynaklar tespit edildi. Daha sonra bu nokta kaynakların olası optik eşlenimlerini TUG; RTT 150 teleskopu ile 6 farklı gözlemle alan taraması uygulayarak aradık. Optik eşlenimi olan galaksilerin LX/LB oranı verilerine dayanarak, küme dışı alan galaksilerden daha parlak olduklarını gördük. Galaksi içi ve galaksiler arası plazma gazın etkileşiminin, galaksi x-ışınım aktivitesini tetiklemesi olarak yorumladığımız bu bulguları, TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası (TFOSC) ile doğrulamak amacı ile parlak kaynaklar tekrar gözlemlendi. Bu bildiri özeti, analizleri halen devam etmekte olan araştırmamızın, son gözlemlere kadar olan gelişmelerin raporudur.

Anahtar Kelimeler: Galaksiler, kümeler, (Abell 2255)

Abstract

Abell 2255 is analyzed with XMM-Newton and Chandra X-ray data.. A three-band source detection technique is applied to the cluster, in order to catch various physical properties of member galaxies. Detected x-ray sources are then observed with TUG-RTT 150 telescope for possible optical counter parts. The cluster field is covered with 6-pointings. The cluster galaxies are found to be brighter than the field galaxies from LX/LB ratio properties. This phenomenon is interpreted as ISM and ICM

[1] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek, 34342, Istanbul, e mail: ercan@boun.edu.tr*

[2] *Nagoya University, Department of Particle and Astrophysical Science, Furocho, Chikusa, 464-8602, Japan*

[3] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Dumlupınar Bulvarı, 07058, Antalya*

[4] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale*

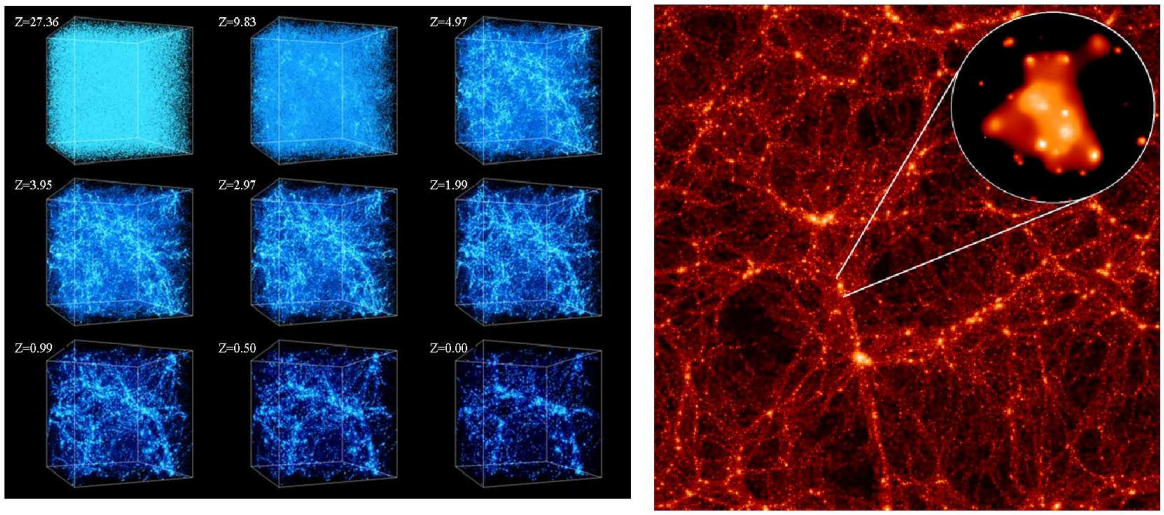
[5] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34119, İstanbul*

interaction and as a result triggering of galaxy activities in clusters. Further TUG observation of the bright members is just completed by TFOSC instrument for spectral analysis. We hereby report so far performed research results.

Keywords: Galaxies, cluster, individual (Abell 2255)

1. Giriş

Galaksi kümeleri çekimsel olarak bağlı, bilinen en büyük astronomik yapılardır. Galaksilerin çekim etkileriyle yığılmaları ile oluşurlar. Yapılan similasyonlarda galaksi kümelerinin oluşumlarını açık bir şekilde göstermektedir. Şekil 1-(a) yapılan simulasyonların film kareleri görülmektedir [1]. Mavi resim, büyük patlamadan günümüze kadar kozmik malzemenin evrendeki dağılımını özetlemektedir. Oluşumun ilk evrelerinde bütün madde homojen bir şekilde bulunmaktadır. Kara-enerji ve kara-madde etkisi ile bu malzeme homojen bir şekilde yayılımını sürdürmez. Kozmik ağsal yapılar oluşur, hatta ağ üzerinde düğümsel yapılar meydana gelir. Kozmik plazma kümeleşmeler gösterir. Şekil 1-(b) yine kozmik simulasyonlarda galaksi kümelerinin bu ağ üzerindeki yerlerini gösteriyor [2].

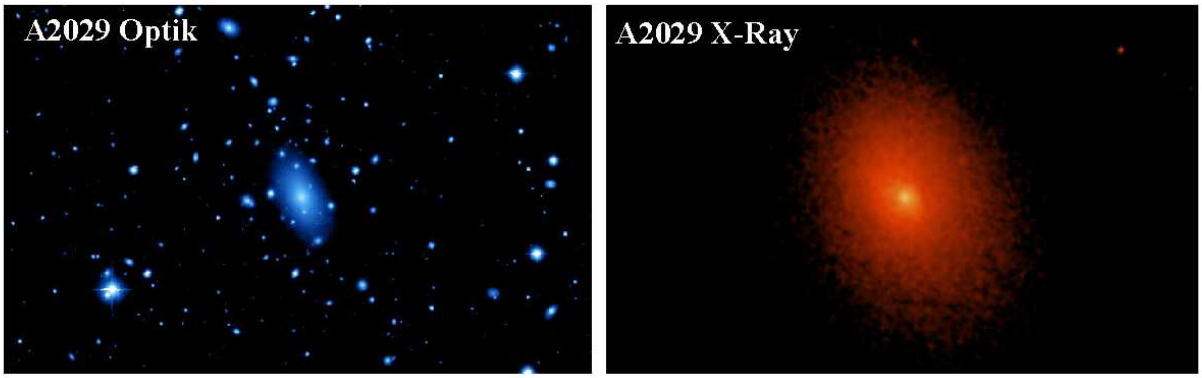


Şekil 1-(a) Kozmik maddenin dağılımı, **(b)**Galaksi Kümelerinin kozmik ağ üzerindeki yerleri

Galaksi kümelerinin genel fiziksel özelliklerinden kısaca bahsedecek olursak, yüzlerce galaksiden oluşurlar. Galaksi sayısına göre ~100'ün altında ise fakir, üzerinde ise (400~500) zengin küme olarak adlandırılırlar. Toplam kütleleri 10E14 M-solar civarındadır. 2-5 Mpc arası boyutlara sahiptirler. İki küme arası ortala uzaklık 10 Mpc kadardır. Litre başına 1 parçacık yoğunluğa sahiptirler. X-ray plazma gaz 2-10 keV (10E7^{o} K~ 10E8^{o} K) sıcaklık değerlerindedir. Parlaklıkları 10E43~10E45 ergs/s. X-ışınım plazmanın kütlesi, görünen optik malzemeden çok daha fazladır.

Yakın zamana kadar ASCA, ROSAT uyduları ile çok genel olarak tanımlayabileceğimiz özelliklerini çalışabildiğimiz bu kaynakların ancak sıcaklık ve metal

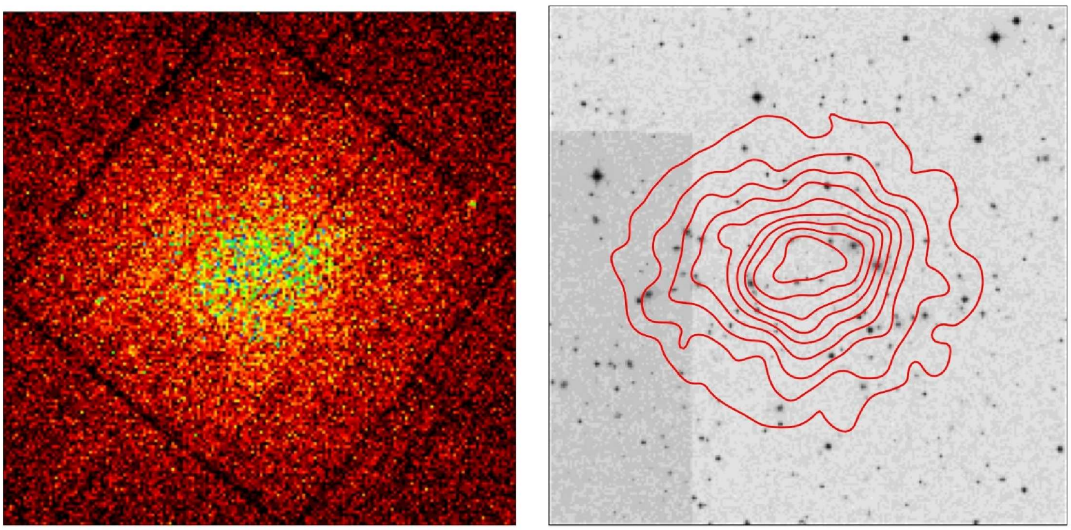
dağılımları gibi nitelikleri incelenerek fiziksel durumları anlaşılabiliyordu. Gelişen teknolojinin yakın zaman x-ışın uydularından alınan verilerle bir çok kaynak, ve özellikle galaksi kümeleri hakkında bilgilerimiz giderek katlandı, araştırma yapılabileceğimiz yepyeni alanlar oluştu. Artık çok yüksek kalitedeki verilerle, çok küçük kaynakları bile ortamlarından ayıklayıp çalışabiliyoruz. Şekil 2, Abell 2029 kümesinin optik ve x-ışın görüntülerini kıyaslamaktadır [3]. Resmin iki ayrı bandda ne kadar farklı olduğu ve farklı bandlarda yapılacak bir çalışmanın sunacağı sonuçların çeşitliliği hemen anlaşılmaktadır.



Şekil 2-(a) Abell 2029 galaksi kümesi optik ve **(b)** X-ışın *Chandra* görüntüsü. (NASA)

Kümelerdeki galaksilerin (Şekil-2-a) bu yoğun ortamlardaki davranışları, galaksi ile sadece x-ray aralığında gözleyebildiğimiz, galaksiler arası boşluğu dolduran sıcak ortam gazının (Şekil-2-b) olası etkileşimleri şu ana kadar üzerinde pek çalışılmamış başlıklardan biridir. Ekibimiz tarafından halen çalışılmakta olan bu konu, sadece tek band -yani sadece X-ışın yada optik gözlemlerle mümkün değildir. Karşılıklı birbirini besleyerek çok-dalga boylu çalışmalar gerekmektedir. Ayrıca makro yapılar olan galaksi kümeleri ve bu yapıyı olusturan galaksilerin fiziğinin (Sıcak galaksi gazı (hot-halo), aktif galaktik çekirdekler (AGN), ikili yıldız sistemleri LMXB vb.) çok iyi bilinmesi gerekir.

Yukarı sözünü ettiğimiz yıldızlar arası ve galaksiler arası gazın, diğer bir tabirle intra ve inter galaktik plazmaların birbirleriyle olan fiziksel etkileşimleri ve bu etkileşimin getirdiği sonuçları Abell 2255 galaksi kümesi üzerinde çalıştık. A2255, yakın bir küme olup 0.08 kızıla kayma değerine sahiptir. Halen dinamik olarak aktif olduğuna işaret eden asimetrik bir x-ışınım gösterir. Merkezinde bir çift parlak cD galaksi olması, geniş alan radyo ışınım yapması kümenin hareketliliğine işaret eden diğer bulgulardır. Bu iki parlak cD, A2255'i oluşturan iki alt kümeden arta kalan cDler, radyo ışınımı ise çarpışma etkisi ile ivmelenmiş kısa ömürlü parçacıklardan kaynaklanmaktadır diye düşünmekteyiz. Böylesi deviminli bir plazma ortamının intra-inter etkileşimlerini daha iyi yakalamamıza fırsat sunacağını düşündüğümüz için araştırmamızda A2255 kümesini seçtik. Şekil 3-a XMM-Newton işlenmemiş, ham x-ışın görüntüsünü göstermektedir. Siyah boşluklar EMOS detektörünün chip aralıklarından kaynaklanmaktadır. Yine aynı Şekil 3-b panelinde Digitized Sky Survey (DSS) optik resmi görülmektedir. Kırmızı çizgiler VLA radyo kontürlerine aittir.

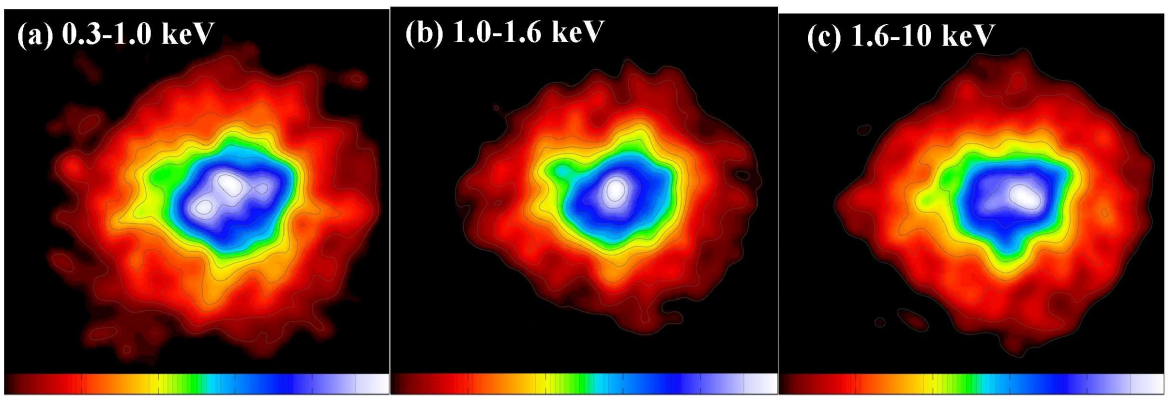


Şekil 3: (a) XMM-Newton ham görüntü. **(b)** DSS optik ve VLA radyo kontürleri

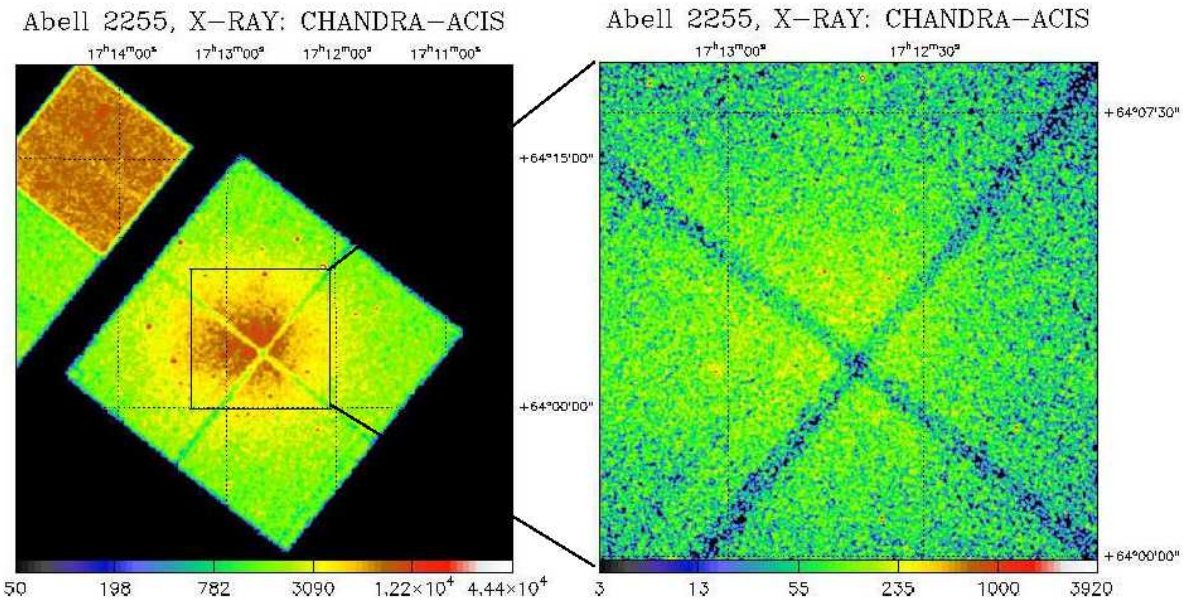
2- Gözlem ve Verilerin İşlenmesi

Çalışmada Chandra ve XMM-Newton x-ışın uydu verileri kullanıldı. XMM-Newton *ODF* verileri SAS programı ile rutin aşamalardan geçirildi, ortalama sayım değerinin 2.7σ üst ve altında kalan veriler ayıklandı. *Good Time Interval* (GTI) dosyaları oluşturuldu ve analize hazır hale getirildi. Chandra için *CIAO* analiz paketi kullanıldı. Yine aynı şekilde 2.7σ temizleme kriteri göz önüne alındı.

Veriler çok bantlı bir uygulamayla kaynak taramasından geçirildi. Düşük (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve yüksek (1.6-10 keV) enerjilerde (Şekil 4) tarama yapıldı [4]. Bu enerji aralıkları, hem istatistiksel olarak tercih edilen bir dağılım sunması, hem de galaksilerin olası farklı fiziksel (soğurumlu veya hard x-ray kaynaklar vs.) özelliklerini yakalayabilme imkanı sağlaması nedeni ile seçilmiştir. Üç ayrı banttaki veriler, EMLDETECT ve EWAVELET olarak bilinen iki ayrı teknikle kıyaslamalı olarak tarandı. Bunlar piksel taraması ve Meksika şapkası modeli olarak basitce özetlenebilir. 25 yay derecenin dışında kalan kaynaklar çıkarıldı. Her iki detector (PN ve MOS) sonuçları SRCMATCH komutu ile birleştirildi ve son listeler oluşturuldu.



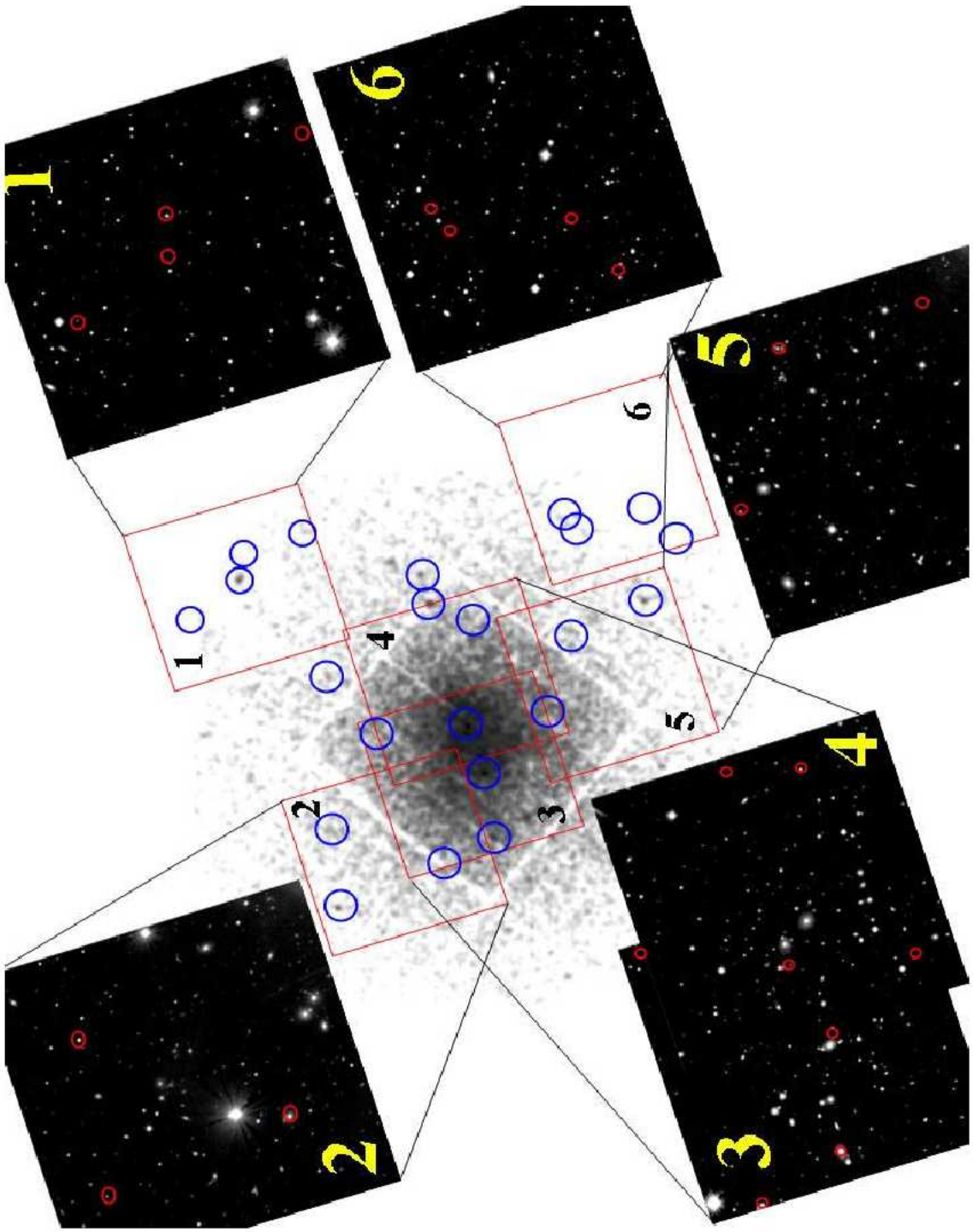
Şekil 4: Abell 2255 XMM-Newton **(a)** düşük. **(b)** orta **(c)** yüksek enerji x-ışın görüntüleri



Şekil 5: Abell 2255 Chandra ACIS (a) tüm alan ve (b) merkez bölgesi x-ışın görüntüleri. Yarım yay saniyelik görüntü çözünürlüğe sahip ACIS detektörü sayesinde, kaynaklar kırmızı noktalar halinde hemen seçilebilmektedir.

Abell 2255 galaksi kümesi Chandra verileri daha önce detaylı olarak çalışıldığı için [5], biz bu çalışmada XMM-Newton verilerine ağırlık verdik. Şekil 5'de Chandra veri analiz sonuçlarımız görülmektedir. Nokta kaynaklar ACIS'in yüksek çözünürlüğü sayesinde hemen görülmektedir.

Biz de, XMM-Newton ile tespit ettiğimiz galaksileri göz önüne alarak TUG gözlemlerimizi gerçekleştirdik. Gözlemlerde 1.5 m çaplı RTT150 [6] teleskobu kullanıldı. Gözlemler tespit ettiğimiz 16 x-ışın kaynağı üzerine yoğunlaştırıldı. 30 yay derecelik XMM görüş alanına karşı, 8 yay derece karelik RTT150 alanı bizi bir kaç gözlem ile alanı tarama yöntemine itti. Galaksilerin parlaklık sıralarına göre, gözlem alanları belirlendi. Neticede, XMM'in görüntü alanı yapılan 6 TUG gözlemi ile tarandı.Tespit edilen 16 x-ışın kaynağının XMM Newton görüntüsü üzerinde yerleri ve 6 RTT150 gözlemi detaylı bir biçimde Şekil 6'da resmedilmiştir. Kaynaklarla ilgili detaylı bilgiler Tablo 1'de sunulmuştur. Listelediğimiz 16 galaksiden 8'i arşivlenmiş daha önce çalışılmış galaksiler olduğunu gördük. Bütün kaynakların optik parlaklıkları hesap edildi. X-ışın tayflarından hesap edilen parlaklıklarla oranlanarak ön bir kontrolden geçirildi. Yaptığımız bu analizle A2255 kümesi galaksilerin alan galaksilerinden daha parlak olduklarını gördük. Sonuçlarımızı optik tayfsal analizlerle pekiştirmek için başvurduğumuz TFOSC [7] verileri, bildiri sırasında gözlemleri henüz tamamlanmış olup, analizlerine henüz başlanılmamıştır. Galaksi kümelerindeki bu ışınım ve nüfus fazlalığını yıldızlar arası ve galaksiler arası iki plazmanın etkileşimi ile tetiklenen mekanizmalara bağlamaktayız [8], [9]. Galaksi merkezindeki olası aktif çekirdek bu tür dinamik devinimlerle beslenip, parlamaktadır [4], [10]. Küme boyutlarındaki bir ölçekten (~Mpc) yıldız oluşumlarıyla ilgili yorumda bulunmanın oldukça zor olduğu anlaşılmaktadır.



Şekil 6: A2255, tespit edilen XMM-Newton x-ışın kaynaklarının yerleri ve alanı kapsadığımız 6 farklı (kısmen kesişen) TUG-RTT150 gözlem alanları.

	Arsivde bulunan kaynaklar							RTT150 GOZLEM
#	RA	DEC	count	index	Lx	redshift	Note	Flux(Blue)
1	17 12 06.7	64 08 31.5	25025	2.98	2.0E41	0.08234	SDSS	34.8E-16
2	17 13 42.9	64 04 51.0	9083	3.05	3.1E41	0.08480	Galaxy	21.4E-16
3	17 11 48.0	64 05 40.1	5118					1.2E-16
4	17 13 29.1	64 02 55.2	8695	1.78	1.7E42	0.07833	Galaxy	5.6E-16
5	17 12 14.9	64 02 09.9	6836	1.90	1.0E42	0.07143	Galaxy	0.2E-16
6	17 13 26.2	64 10 02.6	9805	1.90	7.4E42	????	X-ray	0.4E-16
7	17 13 11.8	64 08 02.5	6060					3.4E-16
8	17 12 41.8	64 09 42.3	2618					7.2E-16
9	17 12 39.2	64 08 15.1	8292	1.90	5.0E41	????	X-ray	4.7E-16
10	17 12 28.6	64 10 40.3	4455					1.5E-16
11	17 12 20.4	64 10 11.2	9394	1.90	1.2E42	????	????	16.5E-16
12	17 12 48.6	63 59 36.5	6204					0.4E-16
13	17 12 36.1	64 00 42.9	7534					0.5E-16
14	17 13 01.7	64 03 08.0	12667	2.85	3.0E41	0.08213	Galaxy	7.9E-16
15	17 12 10.0	63 58 46.5	4361					0.7E-16
16	17 11 36.7	64 05 57.3	5793					3.5E-16

Tablo 1: A2255 galaksi kümesinde tespit edilen XMM-Newton x-ışın kaynaklarının koordinatları, sayımları, ve tayfsal model parametreleri. Son sutun, RTT150 teleskopu ile hesabedilen optik parlaklıklardır. Arşivde yer alan kaynaklar mavi satırlarda belirtilmiştir.

Kaynaklar

[1] http://cosmicweb.uchicago.edu/filaments.html

[2] Volker S., Simon D.M., Adrian J. et al., 2005, Nature 435, 629-636

[3] http://chandra.harvard.edu/press/03_release/press_061103.html

[4] Hudaverdi M., Kunieda H., Tanaka T., et al., 2006, PASJ, 58, 6

[5] Davis D., Miller N. and Mushotzky R.F, 2003, ApJ, 597, 202

[6] http://www.tug.tubitak.gov.tr/rtt150/

[7] http://www.tug.tubitak.gov.tr/haber/tayf/TFOSC3.html

[8] Martini P., Kelson D. D., Mulchaey J. et al., 2006, arXiv:astro-ph/0602496

[9] Johnson O., Best P. N. ve Almaini O., 2003, MNRAS, 343, 924

[10] Martini P., Kelson D. D., Kim E., et al., 2002, ApJ, 576, L109

ANORMAL X-IŞINI KAYNAKLARININ DÜZENLİ FAZLARINDA OPTİK VE KIZILOTESİ IŞIMA

Ünal ERTAN[1,2], M. Hakan ERKUT[1], K.Yavuz EKŞİ[3], M. Ali ALPAR[1], Şirin ÇALIŞKAN[1,4]

Özet

Anormal X-ışını pulsarları X-ışını parlaklıkları kendi eksenleri etrafında dönmelerinin sağlayacağı güçten çok daha fazla olan, genç nötron yıldızı kaynaklarıdır. Eş yıldızı olmayan bu kaynakların etrafında süpernova patlamasından arta kalan kütle aktarım disklerinin olup olmadığı uzun süre tartışılmıştır. Bu çalışmada, Anormal X-ışını pulsarlarının kızıl ötesi ve optik dalga boylarındaki gözlemlerinden elde edilmiş tüm verilerin, bu kaynakları çevreleyen X-ışını ısıtmalı kütle aktarım diskleri ile açıklanabileceğini gösteriyoruz.

[1] *Sabancı Üniversitesi, Orhanlı-Tuzla, 34956, İstanbul, Tel: 0216 483 9614, Faks: 0216 483 9550*

[2] *e-posta: unal@sabanciuniv.edu*

[3] *İTÜ, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 34469, Maslak, İstanbul*

[4] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342 Bebek, İstanbul*

TEKRARLAYAN NOVA IM NOR'UN TAYF GÖZLEMLERİ

Hasan H. ESENOĞLU[1,2], Alon RETTER[3], Ayman S. KORDI[2]

Özet

Bu çalışmada, tekrarlayan nova IM Nor'un ikinci patlamasından 23 gün sonra 26 Ocak 2002 tarihinde 3.9-m AAT (Anglo-Australian Telescope) teleskopuyla alınan tayfları inceleniyor. Tayflar 600 grating ile alındı ve yaklaşık 4000-7500 Å dalgaboyu aralığını içeriyor. Verilen pozlar 60, 45, 20 (iki tayf için) saniye kısa süreler olmasına rağmen iki tayfta H-alfa doymuş görünüyor. İndirgenen veriden sistemin tayf bilgileri öğrenilecek ve öncekiler ile de karşılaştırılacak.

Anahtar kelimeler: *nova, kataklismik değişenler – yıldızlar: özel: IM NOR*

Abstract

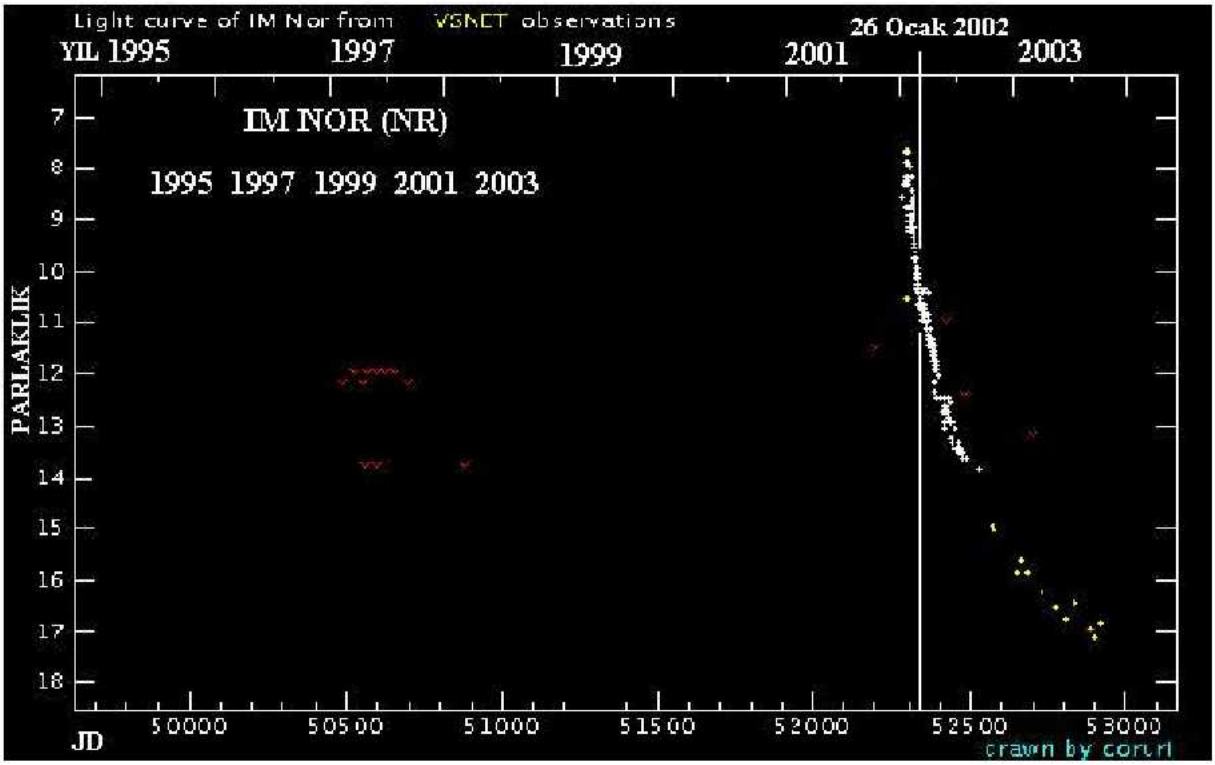
In this work, we took some spectra of IM Nor after 23 days its second outburst on 26 Jan 2002 with the 3.9-m AAT (Anglo-Australian Telescope). We used 600 grating and covered the wavelength range of about 4000-7500 A. The exposure times were 60, 45, 20 (for two spectra) sec. In the first two spectra the H-alpha line was in saturation. It will be learned spectral information of the system and compared previous knowledge

Key words: *nova, cataclysmic variables, stars: individual: IM NOR*

1. Giriş

IM Nor tekrarlayan bir nova, ilkin 1920 ve sonra tekrar 3 Ocak 2002 yılında patlamada gözlendi [1,2]. Bu patlaması sırasında hiç tayf gözlemi yok. Tekrarlayan nova $V=7^m.84$ ile maksimum ışığa 14 Ocak'ta ulaştığı kabul edilirse [3], iniş zamanları şöyle: t_2=21-26 ve t_3=45-74 gün [4,5]. Kato ve ark. da [6] VSNET ışık eğrisini kullanarak (http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/) $t_3\approx50$ gün gibi orta seviyede bir iniş süresini buldular. Bu süreler bir çok tekrarlayan novada görülenden uzundur. IM Nor'un yukarıdaki internet sitesinden alıntı 2002 patlama ışık eğrisi Şekil 1'de verildi. Tayfların yeri de eğri üzerinde uzun dik çizgi ile belirtildi. Uzun iniş süresi büyük bir zarf kütlesini de belirtir. IM Nor'un emisyon çizgilerin FWHM değerleri 1150 km s^{-1} bulundu, bu sonuç orta seviyede yüksek kütle atım hızlarını gösterir [7]. Bu çalışmanın IAU raporu olarak ilk sonuçları [8] ve

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazit, İstanbul
[2] King Saud University, College of Science, Department of Physics and Astronomy, Riyadh
[3] Pennsylvania State University, Department of Astronomy and Astrophysics, USA



Şekil 1. IM Nor'un 2002 patlaması ışık eğrisi.

Duerbeck ve ark.nın [7] tayf gözlemleri raporlarına dayanılarak tekrarlayan novalar içinde sadece IM Nor "Fe II novası" türünde sınıflandırıldı. IM Nor'un bir başka özelliği de CI Aql hariç tüm tekrarlayan novalar içinde en fazla kütle atmakta olmasıdır [7].

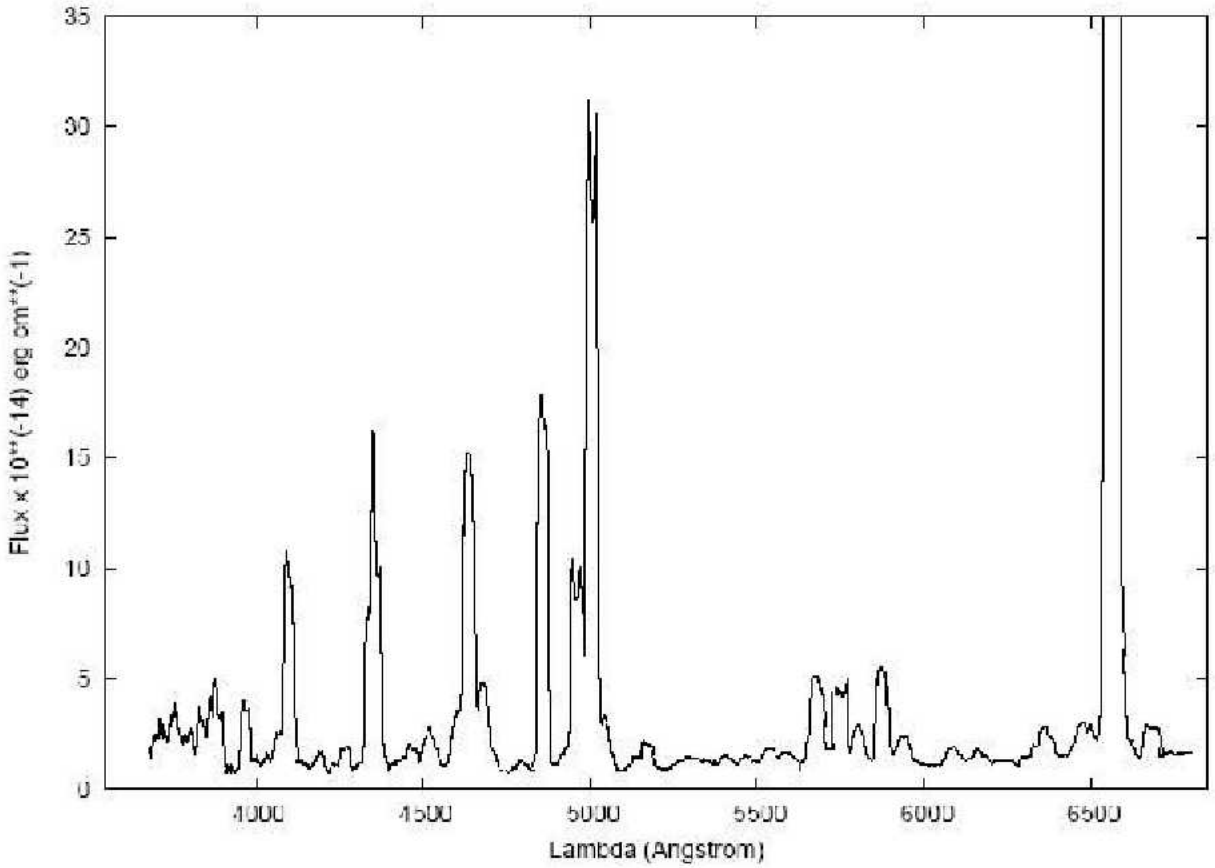
IM Nor'un patlama genliği ~10^{m} kadar oldukça yüksek ve 2002 yılı patlamasından sonra geçen uzun yıllar sonrasında şimdilerde sakin parlaklığına ulaşmış olmalı.

Klasik novalar 1000 yıl ve yukarısı tekrarlarken bu süre tekrarlayan novalarda sadece 100 yıl ve aşağısı olmakta. Bunun nedeni (1) ortalama nova sistemlerine göre tekrarlayan novaların daha büyük kütleli beyaz cücelere sahip olmaları ve (2) bazı durumlarda yüksek kütleli yığışma oranları göstermesi [9,10]. Tekrarlayan novalar belki tip Ia süpernovaların ataları olmaları ile de ilginç gök cisimleridir. Tekrarlayan novalar temel olarak iki tipe ayrılır, ilki kırmızı bir deve dönüşen uzun dönemli sistemler, diğeri kısa dönemli olanlar. Kısa dönemliler ya 2-3 saat kadar çok kısa periyotlu veya 10-24 saat ve hatta geçecek kadar uzun olabiliyor. IM Nor'un 2.462 saat kısa bir dönemi var [11] ve kısa dönemli olduğu bilinen ikinci tekrarlayan nova.

Tip Ia süpernova atalarının doğası halen bilinmiyor, fakat tek dejenereli yakın çift sistemler, özellikle bunlar arasında tekrarlayan novalar tip Ia süpernova oranına önemli katkıları var [12]. Eğer yığışan maddenin tümü atılmaz ise ve tekrarlanan patlamalardan sonra da beyaz cüce Chandrasekhar kütlesine kadar ulaşabilirse, novalar ve kataklismikler içinde tekrarlayan novaların büyük olasılıkla tip Ia süpernovaların ataları olduğunu düşünebiliriz.

Orio ve ark. [13] IM Nor'un 2002 patlamasından yaklaşık 3.5 ay sonra 29 Nisan'da tayflarını aldılar. Şekil 2'de bu tayf verildi (patlamaya en yakın 23 gün sonraki tayf ile karşılaştırmak için Şekil 3'e bakınız). IM Nor nebula maddesinin 29 Nisan gözlem tarihinde halen optikçe inceydi. H-alfanın [N II] tarafından bozulmasından ve H-gamanın da [O III] tarafından bozulmasından dolayı yazarlar tayf analizinden sadece E(B-V) renk eksesini hesaplayabildiler ki o da çok büyük bir belirsizliği içerir. Aynı tayflarda 5890 Å daki Na I çizgisinin eşdeğer genişliği E(B-V) ≈1.1 değerini verir. Renk eksesindeki büyük belirsizlikten dolayı da IM Nor'un uzaklığı bilinmiyor ve genel olarak tekrarlayan novaların uzaklıklarının belirlenmesi de gittikçe zorlaşmakta. Farklı renk eksesleri ve uzaklık yöntemleri kullanılarak [14] IM Nor'un uzaklığı 1.5-6.4 kpc gibi geniş bir aralıkta yer alır. Bu yüzden uzaklığın bir fonksiyonu olarak ışıma gücü parametresi gelecek çalışmalarda bulunmalı.

Orio ve ark. [13] yine IM Nor'un 2002 patlamasından 6 ay sonra 31 Mayıs'ta bu sefer yüksek enerji bölgedeki tayflarını aldılar ve IM Nor'u x-ışınımında tespit ettiler.



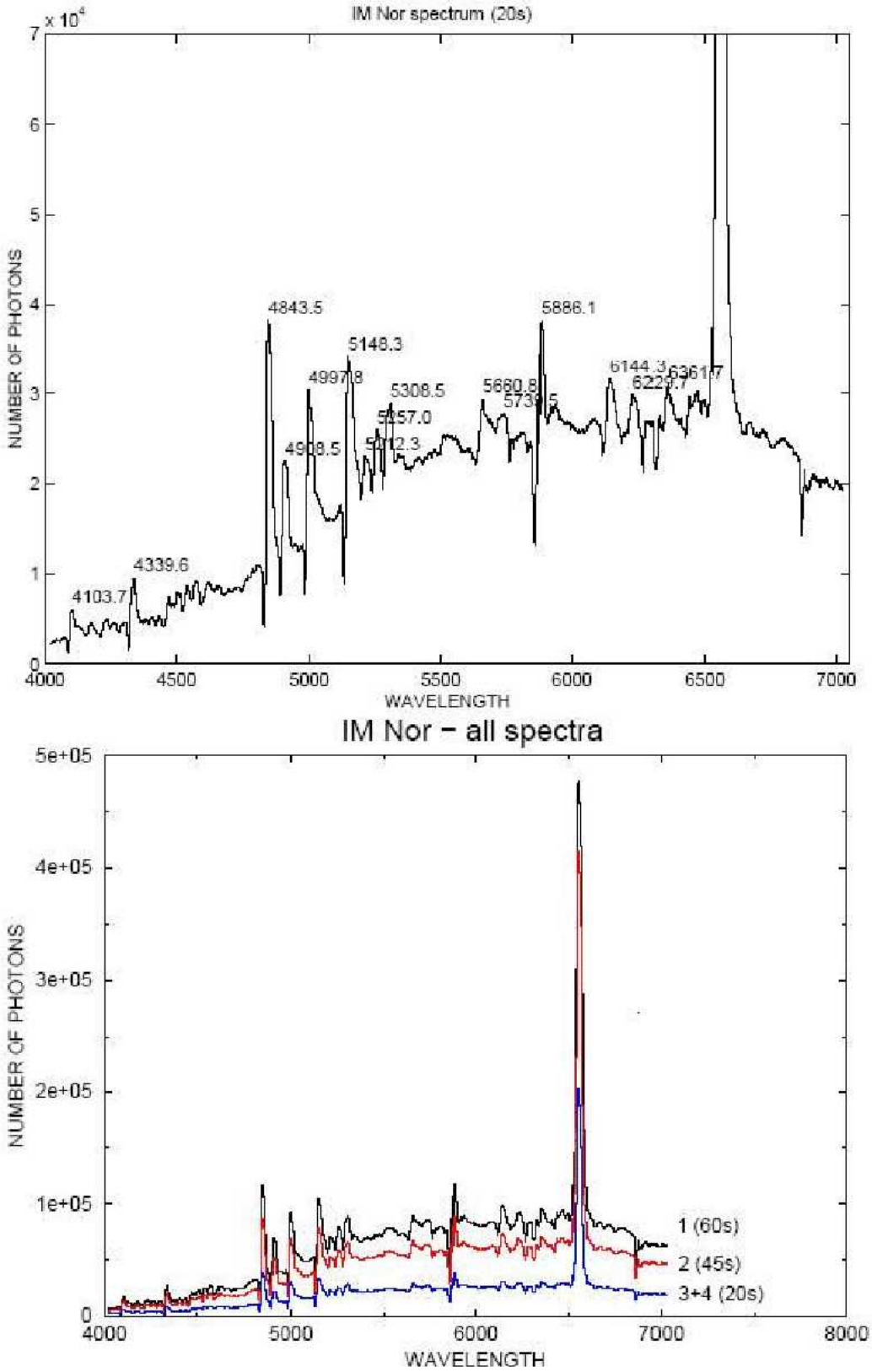
Şekil 2. IM Nor'un 2002 patlamasından yaklaşık 3.5 ay sonra 29 Nisan'daki tayfı [13]'ten alıntı.

Gök adamızda sadece 9 adet tekrarlayan nova bilinmekte. Az bilinmesi 100 yıl kadar bir gözlem arşivini gerektirmekte ve bir de çok sönük olmaları.

Gözlemler

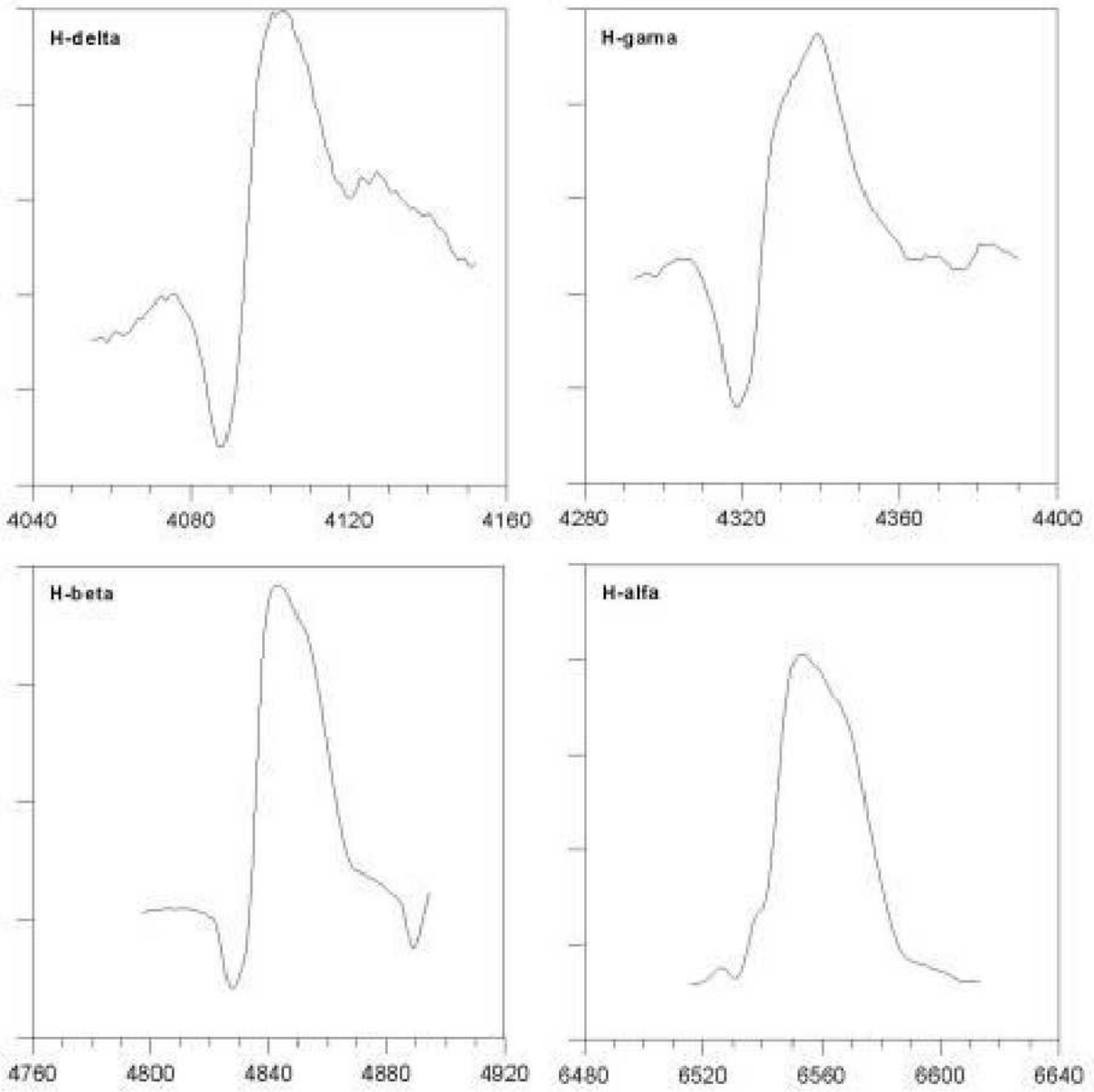
Tekrarlayan nova IM Nor'un 26 Ocak 2002 tarihinde 3.9-m AAT (Anglo-Australian Telescope) teleskopuyla tayfları alındı. Tayflar 600 grating ve ve yaklaşık 4000-7500 Å dalgaboyu aralığını içeriyor. 4 adet tayf alındı, pozları 60, 45, 20, 20 saniye. Bu kadar kısa

süreler olmasına rağmen iki tayfta H-alfa doymuş görünüyor. Şekil 3'de tekli (20 s pozlu) ve dört tayfin üst üste çizdirilmişi gösterildi. Tüm tayflarda spektrel çizgiler P-Cyg profili



Şekil 3. IM Nor 2002 patlamasından hemen sonra 23 gün aralıkla alınmış tayfları. Yukarıda 20 s pozla alınmışı ve aşağıda dört tayfin üst üste çizdirilmişi verildi.

gösterir, bu özellik tekrarlayan novanın iniş evresinde bulunduğunu belirtir ki Şekil 1'deki ışık eğrisinden de fotometrik olarak görülebilir. Şekil 4'de hidrojenin şiddetli Balmer çizgilerindeki P-Cyg özelliği verildi.



Şekil 4. Şiddetli hidrojen Balmer çizgileri P-Cyg özelliğinde görülüyor. Yatay eksen Angtrom biriminde dalgaboyunu, düşey eksen değişen oranda foton sayısını belirtir.

Sonuçlar

IM Nor'un önceki çalışmaları ile birlikte sonuçlar olarak aşağıdakiler özetlenebilir.

1. Maksimum ışığa yaklaşık 23 gün gibi en yakın olması IM Nor tayflarını önemli kılar.

2. IM Nor tayfi hala şiddetli FeII çizgilerini göstermekte ki tekrarlayan nova FeII nova sınıfına girdiğini doğrular. Bu durum ayrıca tipik bir tekrarlayan nova patlamasından sonra çok fazla materyalin atıldığını gösterir.

3. Hidojenin şiddetli Balmer çizgilerin (H-alfadan H-deltaya kadar) tümü P-Cyg profillerini gösterir.

4. Yasak çizgiler: [NIII] 4103.7, [CaV] 5308.5, [OI] 6361.7

5. IM Nor'un uzaklığını verecek ışıma gücü parametresi gelecekte aranmalı ve renk eksesindeki belirsizlik giderilmeli.

Kaynaklar

[1] Elliot, J.L., Liller, W. (1972), "Optical Studies of UHURU Sources. II. im Normae, a Possible X-Ray Soruce", *Astrophysical Journal*, 175, L69-L72.
[2] Liller, W. (2002), "IM Normae", *IAU Circ.*, 7789.
[3] Liller, W. (2002), "IM Normae", *IAU Circ.*, 7718.
[4] Pearce, A. Garcia, J. Amorim, A. (2002), "IM Normae", *IAU Circ.*, 7718.
[5] Shida, R.Y. (2002), "IM Normae", *IAU Circ.*, 7884.
[6] Kato, T. Yamaoka, H. Liller, W. Monard, B. (2002), "Recurrent nova IM Normae", Astronomy and Astrophysics, 391, L7-L9.
[7] Duerbeck, H.W. Baptista, R. Dutra, C.M. Sterken, C. (2002), "IM Normae", IM Normae, *IAU Circ*, 7799.
[8] Retter, A. O'Toole, S.J. Starrfield, S. (2002), "IM Normae", *IAU Circ*, 7818.
[9] Fujimoto, M.Y. (1982), "A Theory of Hydrogen Shell Flashes on Accreting White Dwarfs - Part Two - the Stable Shell Burning and the Recurrence Period of Shell Flashes", *Astrophysical Journal,* 257, 767-779.
[10] Prialnik, D. Livio, M. Shaviv, G. Kovetz, A. (1982), "On the role of the accretion rate in nova outbursts", *Astrophysical Journal,* 257, 312-317.
[11] Woudt, P.A. Warner, B. (2003), "High-speed photometry of the recurrent nova IM Normae", *High-speed photometry of the recurrent nova IM Normae*, 343, 313-314.
[12] Starrfield, S. Timmes, F.X. Hix, W.R. Sion, E.M. Sparks, W.M. Dwyer, S.J. (2004), "Starrfield, S.; Timmes, F. X.; Hix, W. R.; Sion, E. M.; Sparks, W. M.; Dwyer, S. J.", *Astrophysical Journal,*612, L53-L56.
[13] Orio, M., Tepedelenlioglu, E., Starrfield, S., Woodward, C.E., Della Valle, M. (2005), "Chandra Observations of the Recurrent Nova IM Normae", *Astrophysical Journal,*620, 938-942.
[14] Della Valle, M., Livio, M. (1995), "The Calibration of Novae as Distance Indicators", *Astrophysical Journal,*452, 704-709.

ROTSE-III İLE GAMA IŞINI PATLAMALARININ ERKEN EVRE GÖZLEMLERİ

Ersin GÖĞÜŞ[1], Ümit KIZILOĞLU[2], Tolga GÜVER[3], Mehmet Emin ÖZEL[4], Carl AKERLOF[5] ve ark.

Özet

ROTSE–III robotik optik teleskoplar ağı, Swift uydu teleskopunun belirlediği gama ışını patlamalarının ertesinde erken evre gözlemleri gerçekleştirerek, patlamanın optik ardıl ışıma özellikleri, bununla bağlantılı olarak da patlamayı oluşturan mekanizma ve patlamanın ertesi ışınım karakteristiklerini üzerine önemli ipuçları elde edebilmektedir. Bu konuşmada ROTSE–III sistemi ve Swift uydusu kısaca tanıtılacak, ROTSE–III teleskopları ile 2005–2006 döneminde gerçekleştirilen gama ışını patlamalarının erken evre optik ardıl ışımaları özellikleri aktarılacak ve bu bulgular ışığında patlamaların oluşumu ve yayılımı hakkında varılan sonuçlar tartışılacaktır. Ayrıca TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde kurulu bulunan ROTSE–III teleskopu kabiliyetleri ve bu teleskop kullanılarak gerçekleştirilmekte olan değer bilimsel çalışmalar hakkında bilgiler sunulacaktır.

[1] *Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, Fizik Bölümü, Tuzla, 34956, İstanbul, e-posta: ersing@sabanciuniv.edu*
[2] *ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara*
[3] *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite İstanbul*
[4] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale*
[5] *Michigan Üniversitesi, Randall Laboratory of Physics, 500 East University, Ann Arbor, MI, USA*

YUMUŞAK GAMA TEKRARLAYICILARININ X–IŞINI ÖZELLİKLERİ

Ersin GÖĞÜŞ[1], Peter M. WOODS, Chryssa KOUVELIOTOU, Mark H. FINGER, Colleen A. WILSON

Özet

Yumuşak gama tekrarlayıcıları sayıları çok az olan (galakside bilinen sadece 3 tane) bir gurup nötron yıldızı sistemleridir. Bu yıldızlar sergiledikleri sürekli ve patlama ışımaları özellikleri ile diğer nötron yıldızlarından ayrışmaktalar. Yumuşak gama tekrarlayıcıları ile onlara çok benzer özellikler gösteren sıra dışı X – ışını atarcaları ışıma özelliklerini açıklamaya çalışan magnetar modeli bu tür sistemlerde çok güçlü manyetik alanın (10^{14} – 10^{15} G), ışıma mekanizması için gerekli enerji kaynağı olduğunu öngörmekte. Bu konuşmada yumuşak gama tekrarlarcısı sistemlerin özellikleri kısaca tanıtılıp, geçtiğimiz yıllarda gerçekleştirdiğimiz X-ışını gözlemleri ışığında eriştiğimiz sonuçlar özetlenecektir.

[1] *Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, Fizik Bölümü, Tuzla, 34956, İstanbul, e-posta: ersing@sabanciuniv.edu*

V566 OPH ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ IŞIK EĞRİSİ ÇÖZÜMÜ

Gökhan GÖKAY[1], Rahşan KALCI[2], Yahya DEMİRCAN[3] , Ethem DERMAN[4]

Özet

V566 Oph sistemi, F4V tayf türünden olup çok iyi bilinen A-türü bir W Uma çift yıldızıdır. Bu çalışmada sistemin 21-23 Temmuz 2004 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevinde U, B ve V bantlarında alınan ışık eğrisi, Phoebe arayüzü kullanılarak WD programı ile çözülmüştür. Ayrıca sistemin O-C analizi, bulduğumuz minimum zamanları kullanılarak Kalimeris yöntemi ile yapılmıştır. Sistemde ana dönem değişimi üzerine binmiş ikinci bir değişim görülmektedir. Bu değişimin manyetik etkinlikten kaynaklanıp kaynaklanmadığını araştırmak için yayınlanmış tüm ışık eğrileri tekrar çözüldü. Akı, sıcaklık, renk ve minimum derinlikleri arasındaki farkın zamana göre değişimi O-C'deki ikincil değişim ile karşılaştırıldı.

Anahtar Kelimeler: *W Uma, Örten Çift Yıldızlar, Dönem Analizi*

Abstract

V566 Oph is a wll known A-type W-UMa star. Spectral type of system is FV4. In this study, the light curve of system observed in U, B, and V bands at Ankara University Observatory during 21-23 July 2004 was analysed with "Physics Of Eclipsing BinariEs" program PHOEBE built on top of the widely used WD program. Additionally O-C analysis of this system using our derived minima times done with Kalimeris method. In this system, main and secondary period change is present. To allow understand this variability whether magnetic activity or not, published all light curves of this system again analysed. The variation of flux, temperature, color and differences of minima depths with time has been interpreted compared with secondary period change $(O-C)_2$.

Keywords: *W Uma, Eclipsing Binary Stars, Period Analysis*

1. Giriş

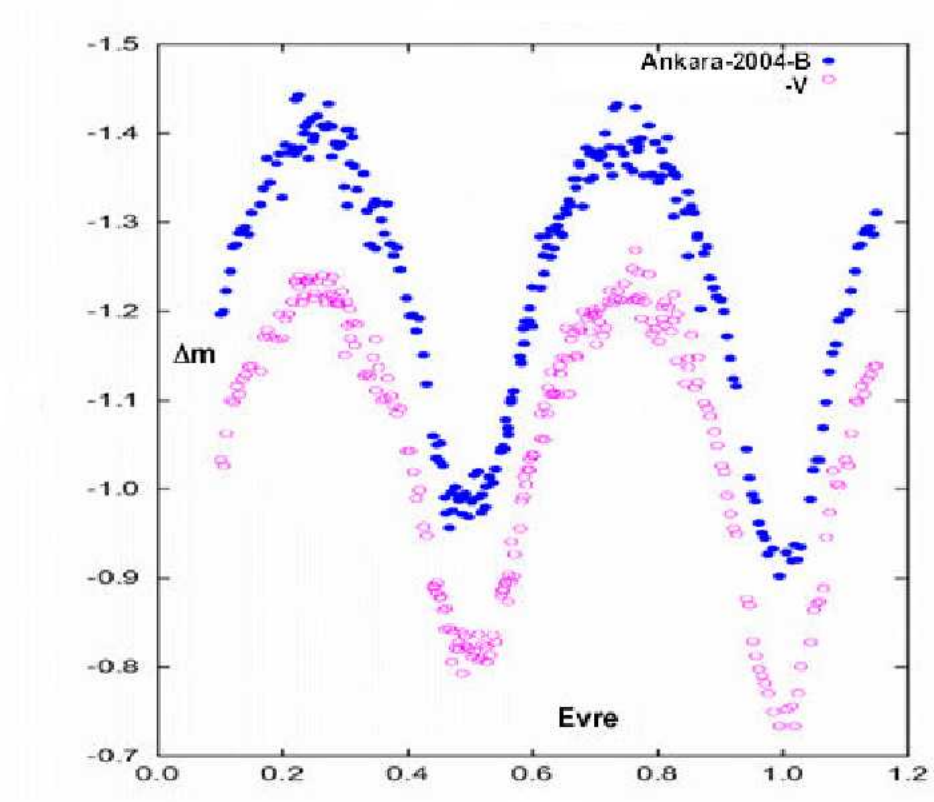
V566 Ophiucus (HD 163611, BD+5°3547) iyi bilinen A türü W-UMa sistemlerinden biridir. Ana bileşeni F4 V tayf türündendir. Sistemin V bandında gözlenen maksimum parlaklığı $7^m.6$'dir. Hoffmeister tarafından 1935 yılında değişen yıldız olduğu keşfedilmiş, bu tarihten sonra da çok sayıda fotoğrafik ve fotoelektrik gözlemleri yapılmıştır. Bunların bazıları Bookmyer [1][2], Binnendijk [3], Purgathofer [4], AAVSO [5], Pop ve Todoran [6], Dawson [7], Niarchos [8], Lafta & Grainger [9]. Ayrıca sisteme ait gözlemler Ankara'da

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan Ankara (312)2126720/1350, ggokay@science.ankara.edu.tr*
[2] *Ankara Üniversitesi, , Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan Ankara (312)2126720/1319, rahsan.kalci@pleksus.com.tr*
[3] *Ankara Üniversitesi, , Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan Ankara (312)2126720/1352, demircan@ankara.edu.tr*
[4] *Ankara Üniversitesi, , Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan Ankara (312)2126720/1319, ethem.derman@ankara.edu.tr*

1988, 1989 ve 2004 yıllarında da yapılmıştır. Sistemin 1985 yılına kadar elde edilen ışık eğrileri birbirlerine göre değişim göstermemekte ve dikkat çekecek derecede tutarlı, sabit görünmekteydi. Lafta ve Grainger [9], ikinci minimum derinliğinin değiştiğini belirtmişlerdir. Ayrıca sistemin yörünge döneminin de 1952-1966 yılları arasında sabit, ancak bu tarihten sonra ani değişimler gösterdiği bir çok araştırmacı tarafından ifade edilmiştir.

2. Gözlemler

V566 Ophiucus sistemi, 21-23 Temmuz 2004 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 30cm Maksutov-Cassegrain teleskoba monte edilmiş Optec SSP-5A fotoelektrik fotometresi kullanılarak U, B ve V bantlarında gözlenmiştir. Gözlemler sırasında mukayese yıldızı olarak HD163697, denet yıldızı olarak da HD163592 kullanılmıştır.



Şekil 1. V566 Oph yıldızının 2004 yılında yapılmış B ve V bandı gözlemleri.

Mukayese ve denet yıldızlarının verilerinden gözlemlere ait hatalar B bandında $0^m.013$, V bandında $0^m.010$ hesaplanmıştır. Gözlemler sonucu iki tene ikinci, bir tane de birinci minimum zamanı elde edilmiştir (Tablo 1).

Tablo 1. Gözlemlerden elde edilen minimum zamanları ve hataları.

HJD	Minimum Türü	Hata
2453208,33948	Min II	0,000323
2453209,36328	Min I	0,000208
2453210,38768	Min II	0,000260

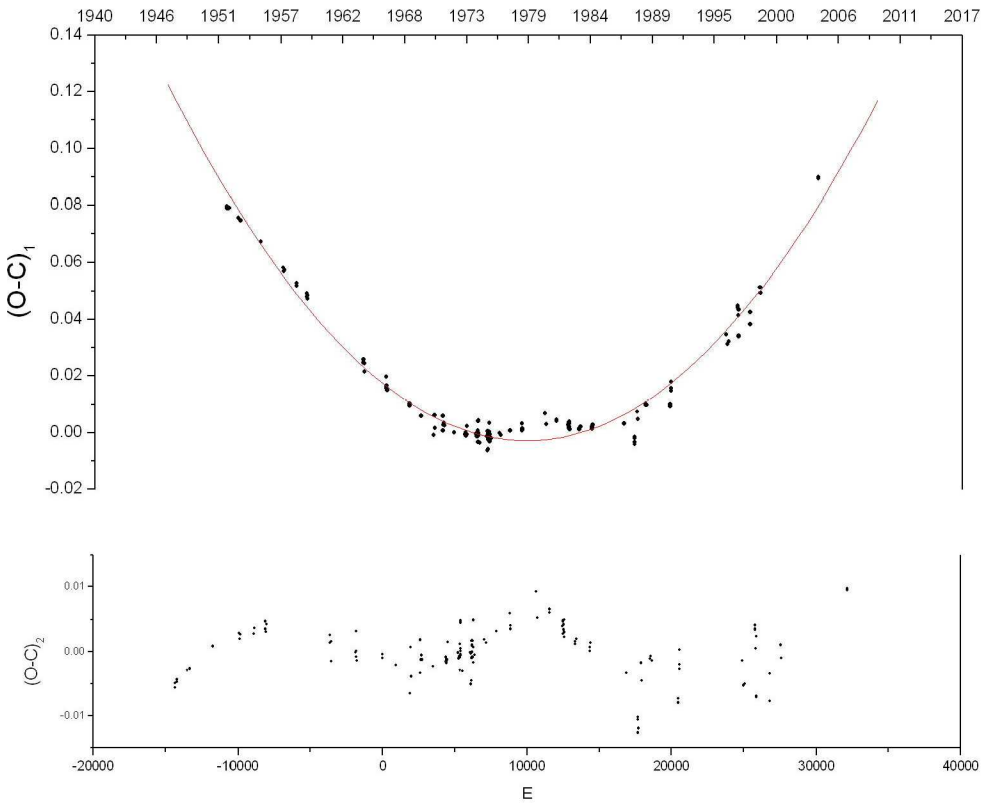
3. Dönem Değişimi

Gözlemler sonucu elde edilen üç yeni minimum zamanına ek olarak literatürden toplanan 56 tane ikinci, 90 tane birinci minimum olmak üzere toplam 146 minimum zamanı kullanılarak sistemin dönem analizi yapılmıştır. Literatürde yer alan minimum zamanları sayıca fazla olmasına karşın, dönem değişimi grafiğinde genel trendi bozması nedeniyle analizde çoğu kullanılmamıştır. Dönem analizi, Seeds ve Dawson [10]'un ışık elemanları kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Min I = HJD 2440047,3478 + 0.40964600 E

Gözlenen minimum zamanları (O) ve hesaplanan minimum zamanları (C) arasındaki fark alınarak O-C değerleri elde edilmiştir. Hesaplanan O-C değerlerinin grafiği çizildiğinde (Şekil 2) sistemin döneminin arttığı görülmüştür. Bu durum ise sistemde yoldaş yıldızdan baş yıldıza doğru kütle aktarımının olduğunu göstermektedir. Dönem değişimi 2. dereceden parabolle temsil edilmiş ve bu parabolden kalan artıklar hesaplanmıştır. Uygulanan parabolden elde edilen ikinci dereceden denklem aşağıda verilmiştir.

$y = 1{,}577E^{-10}x^2 - 2{,}905E^{-06}x + 1{,}06E^{-02}$



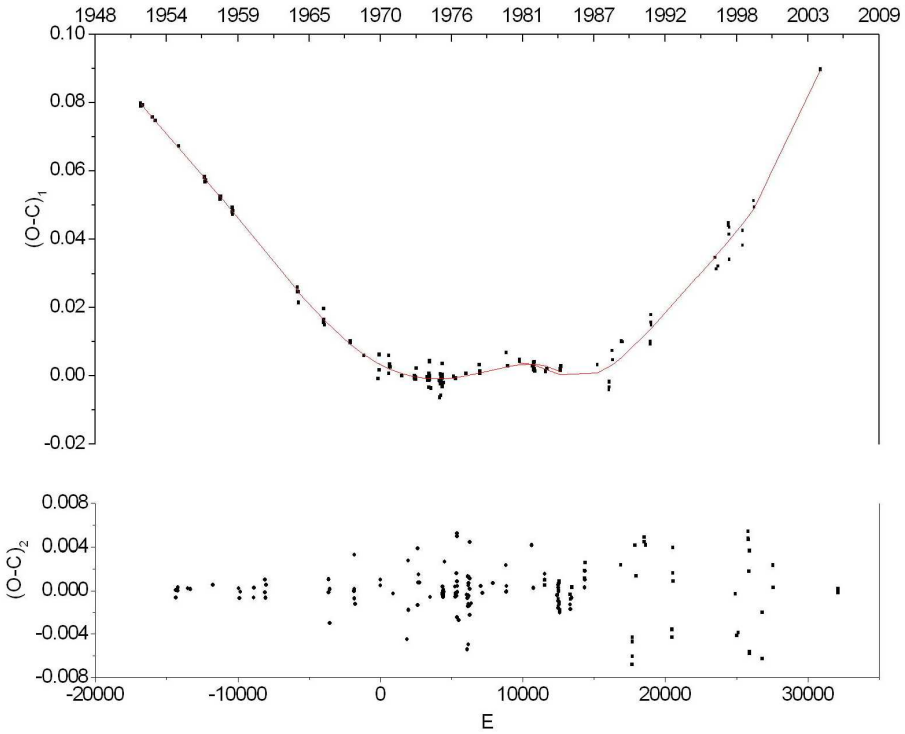
Şekil 2: V566 Oph'un O-C grafiğini temsil eden parabol ve parabolden kalan artıklar $(O-C)_2$ görülmektedir.

Elde edilen ikinci dereceden denklemde E^2'li terimin katsayısından dönem değişim miktarı olan dP/dE değeri $2{,}81x10^{-07}$ gün/yıl olarak elde bulunmuştur.

Dönem analizi sonucu, V566 Oph sisteminin döneminin arttığı belirlenmiş, ancak bu dönem artışının dışında o değişimin üzerine binmiş hemen hemen dönemli ikinci bir değişimin de var olduğu $(O-C)_2$ grafiğinden görülmektedir (Şekil 2). Sistemin $(O-C)_2$

grafiğinde görülen bu değişimin nedenleri, dönemin çevrimden çevrime değişimini belirlemede kullanılan Kalimeris ve ark. [11] yöntemi kullanılarak araştırılmıştır. O-C eğrisinde sürekli bir değişim görüldüğü zaman Kalimeris yöntemini uygulamakta büyük yarar vardır. Bu yöntem, O-C eğrisini yüksek dereceden bir polinomla temsil ederek uygulanır.

O-C değişimine en küçük kareler yöntemi ile polinom fiti yapılırken O-C eğrisini tek bir polinomla temsil edilemediği görülmüştür. Bu nedenle büyük bir değişimin görüldüğü yaklaşık 1985 yılına kadar olan kısın 6. derece polinomla kalan kısımda yine bir başka 6. derece polinomla temsil edilmiştir. Şekil 3'te fark karelerin en küçük olduğu 6. derece polinomlarla temsil edilmiş O-C eğrisi görülmektedir. Uygulanan polinomların katsayıları aşağıda verilmiştir.

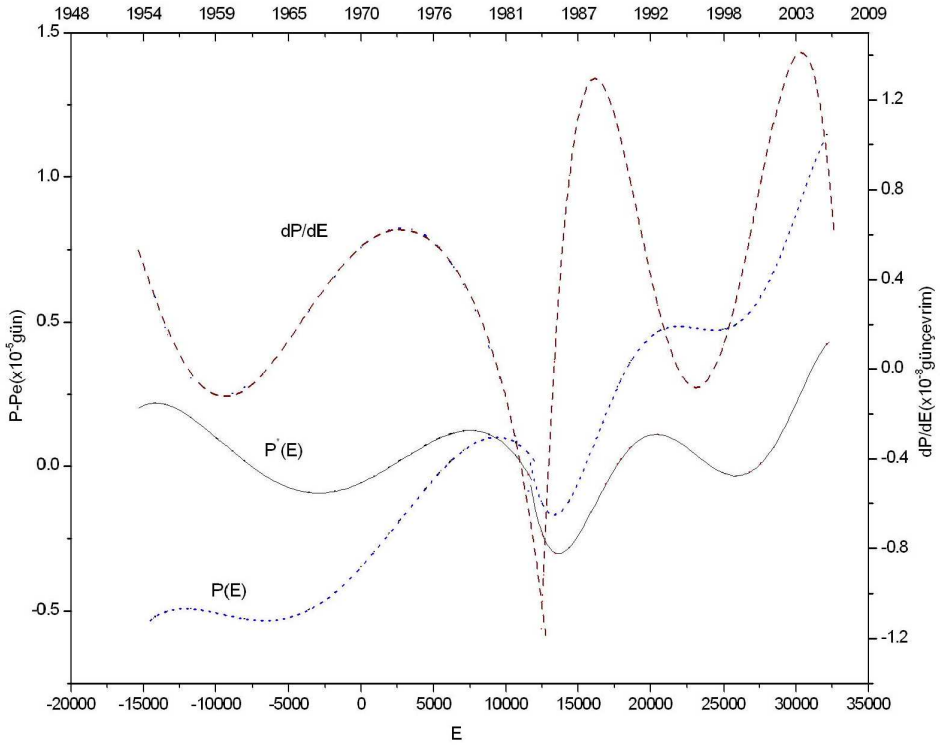


Şekil 3: Kalimeris yöntemi uygulanarak elde edilen polinom ve bu polinomdan kalan artıkların değişimi

$$O\text{-}C = 0{,}5448\ E^6 - 1{,}1909\ E^5 - 0{,}7979\ E^4 + 0{,}3534\ E^3 + 0{,}2973\ E^2 - 0{,}1151\ E + 0{,}0092$$
$$O\text{-}C = -24{,}92\ E^6 + 104{,}73\ E^5 - 177{,}67\ E^4 + 155{,}29\ E^3 - 73{,}279\ E^2 + 17{,}637\ E - 1{,}6885$$

4. Işık Eğrisi Analizi

V566 Oph'un bugüne kadar gözlenmiş ışık eğrileri literatürden toplanıp yeni gözlemsel veriler de eklenerek 11 yıla ait toplam 12 ışık eğrisinin analizi yapılmıştır. Analizler, Phoebe[16] arayüzü kullanılarak Wilson-Devinney (WD)[17] programı ile gerçekleştirilmiştir. Sistemin dikine hız ölçüm değerleri Hill ve ark.[15] ile McLean [14]'den alınmış ve ışık eğrisi ile birlikte çözülmüştür. Çözümlerde WD'de mod 3 kullanılmıştır. Elde edilen çözümlerle gözlemlerin uyuşumu Şekil 5'de gösterilmiştir. Burada sadece V bandı ışık eğrileri verilmiştir.

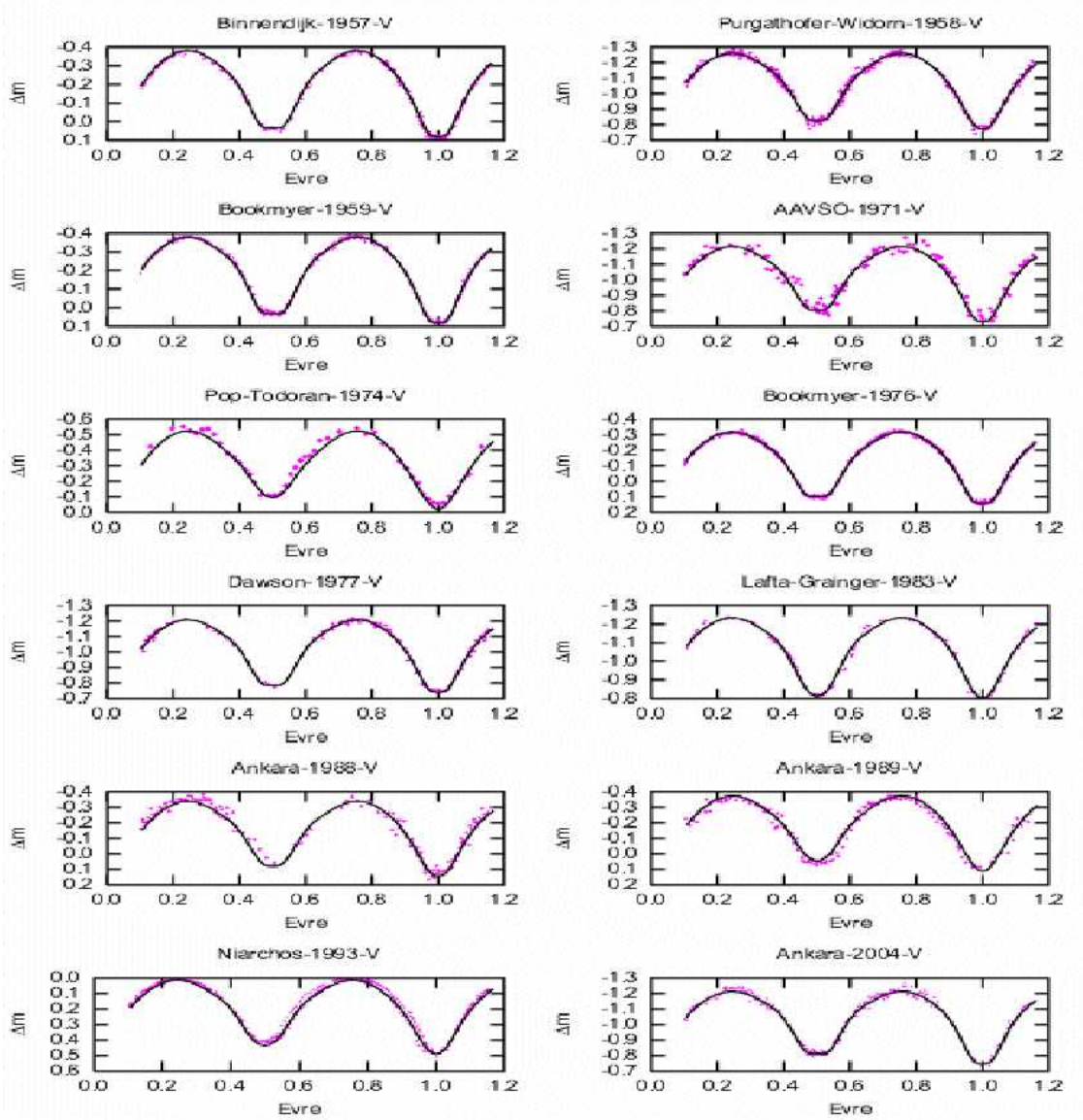


Şekil 4: Burada sürekli çizgi ile gösterilen, P'(E), V566 Oph'nin Kalimeris yöntemiyle elde edilen dönem değişimi. Üstteki x ekseninde çevrim değerlerine karşılık gelen yıllar verilmiştir. Noktalı çizgilerle gösterilen P'(E) ise P(E)'den uzun dönemli dönem artışı etkisi çıkarıldıktan sonra elde edilen dönem değişimidir. dP/dE ise P(E) nin zamana göre değişim oranıdır.

Tablo 2'de söz konusu ışık eğrilerinin çözüm parametreleri görülmektedir. Gözlenen ışık eğrilerinin duyarlılığına ve gerçekten sistemde meydana gelen değişimlere bağlı olarak parametrelerin nasıl değiştiği tablo 2'de açıkça görülmektedir. Yaklaşık 50 yıllık zaman ölçeğinde sistemin geometrik parametrelerinin değişmeyeceği gerçeğinden hareketle fiziksel parametrelerin nasıl değiştiğine baktık. Bunun için de elde ettiğimiz 12 yıllık geometrik parametrelerin ortalamasını alarak ve bunları serbest bırakmayarak ışık eğrilerini dikine hız eğrisi ile birlikte tekrar çözdük. Tablo 3'de bu çözümün sonuçları verilmiştir. Ayrıca sistemin parlaklık değişimi de Tablo 4'te verilmektedir.

Tablo 2: V566 Oph yıldızının ışık eğrisi çözümleri

	Yıl	L1 $B_{(norm)}$	L1 $V_{(norm)}$	Ω1	i	q	a	T2	V-gama
Binnendijk	1957	0,792166	0,789784	2,24	79,69	0,230	2,792	6632	-40,2368
Bookmyer	1966	0,792304	0,788936	2,29	80,33	0,242	2,805	6600	-40,5682
Pugathofer	1958	0,783506	0,779603	2,29	78,42	0,254	2,841	6587	-40,8821
AAVSO	1971	0,798583	0,791740	2,31	79,14	0,254	2,835	6493	-40,8904
Pop & Todoran	1974		0,771354	2,27	72,71	0,270	2,940	6489	-41,3375
Bookmyer	1973	0,792334	0,790020	2,24	79,56	0,229	2,792	6631	-40,2146
Dawson	1975	0,786933	0,784389	2,26	79,59	0,239	2,808	6627	-40,5031
Ankara	1988	0,795307	0,789816	2,27	78,31	0,246	2,830	6533	-40,6682
Ankara	1989	0,796093	0,788864	2,27	76,38	0,252	2,863	6481	-40,8653
Lafta	1983	0,773025	0,773350	2,31	75,66	0,249	2,866	6720	-40,7525
Niarchos	1988	0,792978	0,786977	2,30	76,95	0,255	2,859	6521	-40,9167
Ankara	2004	0,799082	0,793315	2,32	80,34	0,250	2,818	6525	-40,7906
Ağırlıklı Ortalama Değerleri:				**2.28**	**78.26**	**0.250**			



Şekil 5: V566 Oph sisteminin V bandı ışık eğrileri

Tablo 3: Sadece fiziksel parametrelerin serbest bırakılmasıyla bulunan çözümler

	Yıl	L2 B	L2 V	Ω1	i	q	T2
Binnendijk	1957	0,217	0,220	2.28	78.26	0.250	6632
Bookmyer	1966	0,858	0,217	2.28	78.26	0.250	6600
Pugathofer	1958	0,217	0,220	2.28	78.26	0.250	6587
AAVSO	1971	0,202	0,209	2.28	78.26	0.250	6493
Pop & Todoran	1974	1,000	1,000	2.28	78.26	0.250	6489
Bookmyer	1973	0,216	0,219	2.28	78.26	0.250	6631
Dawson	1975	0,219	0,222	2.28	78.26	0.250	6627
Ankara	1988	0,199	0,207	2.28	78.26	0.250	6533
Ankara	1989	0,200	0,208	2.28	78.26	0.250	6481
Lafta	1983	0,231	0,231	2.28	78.26	0.250	6720
Niarchos	1988	0,205	0,211	2.28	78.26	0.250	6521
Ankara	2004	0,203	0,209	2.28	78.26	0.250	6525

Tablo 4: Sisteme ait 12 gözlemdeki parlaklık ve renk değerleri

	Yıl	B	V	B-V
Binnendijk	1957	7,98	7,45	0,53
Bookmyer	1966	7,95	7,44	0,51
Pugathofer	1958	7,81	7,43	0,38
AAVSO	1971	7,79	7,50	0,29
Pop & Todoran	1974		7,48	
Bookmyer	1973	7,94	7,51	0,43
Dawson	1975	7,87	7,49	0,38
Ankara	1988	7,88	7,47	0,41
Ankara	1989	7,84	7,47	0,37
Lafta	1983	7,87	7,47	0,40
Niarchos	1988	7,90	7,84	0,06
Ankara	2004	7,87	7,47	0,40

5. Sonuç

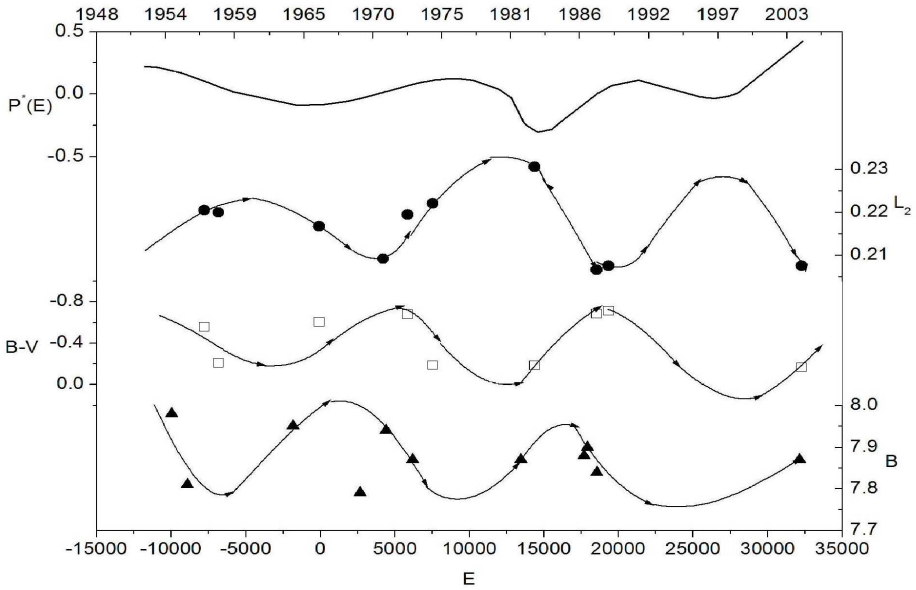
3. cisim varlığı ve geç tayf türünden yıldızlarda çevrimli manyetik etkinlik, O-C eğrilerinde aynı karaktere sahip dönemli değişimler şeklinde kendini göstermektedir. Bu iki mekanizmanın birbirinden ayrılması çok kesin olmamakla beraber 3. cisim varlığı ile ortaya çıkan çevrimsel yapılı değişimlerin, hem genlik hem de dönem açısından daha düzenli olması beklenir, oysa çevrimli manyetik etkinlik olgusunun, özellikle genlik açısından fazla düzenli olmadığı, bir çevrimden diğerine değişimler gösterdiği gözlemlerden bilinmektedir. 3. cisimden kaynaklanan O-C eğrilerindeki değişim düzenli simetrik olabilirken, manyetik çevrimlerden kaynaklanan O-C değişimlerinde beklenmemektedir. Manyetik etkinlik çevrim dönemlerinin istatistiksel olarak 5-25 yıl aralığına dağıldığı Maceroni ve ark. [12] ve Bianchini [13] tarafından vurgulanmıştır.

V566 Oph'ın $(O-C)_2$ değişimi incelendiğinde, bu etkinin manyetik kökenli olma ihtimali artmaktadır. Bu etkinin manyetik etkinlik kökenli olduğu ihtimalinden yola çıkarak, manyetik etkinlik gösteren yıldızlarda Applegate kuramlarını sağlayıp sağlamadığını kontrol edelim.

Applegate göre bir çift yıldız manyetik etkinlik nedeniyle dönem değişimi gösteriyorsa;

1. O-C değişiminin, ışınım gücü değişiminin ve renk değişim dönemleri aynı olmalı,
2. Değişimlerden birindeki maksimum veya minimum, diğerindeki maksimum veya minimum ile çakışmalı,
3. Sistemin ortalama parlaklığı artarken, sistem mavileşmelidir.

Sistemin rengindeki ve minimum derinlikleri arasındaki farkın değişimi Şekil 6'da $(O-C)_2$ değişimi ile birlikte gösterilmiştir. Aynı şekilde ikinci bileşenin akı değişimi de verilmiştir. İkinci bileşenin sıcaklık değişimi akı değişimi ile aynı olduğu için çizilmemiştir. Şekil 6 yakından incelendiğinde V566 Oph'un $(O-C)_2$, renk ve ikinci bileşenin akı değişim dönemlerinin yaklaşık olarak birbirine yakın olduğu görülmektedir. Yine değişimlerde maximumlar ve minimumlar yaklaşık olarak birbirleriyle çakışmaktadır. Bu değişimler bize yaklaşık 21 yıllık bir dönem vermektedir. Sistemin parlaklık değişimi farklı mukayase yıldızları kullanıldığı için elde etmek mümkün olmadı. Ama ikinci bileşenin parlaklık değişimi maksimum olduğunda sistemin renginin mavileşmediği açıkça görülmektedir. Applegate'in ilk iki öngörüsü sağlanmakta ancak 3. öngörüsünün sağlanıp sağlanmadığı konusu ise tartışmalıdır.



Şekil 6: V566 Oph sisteminin renk, parlaklık, sistem parlaklığı ve dönem değişimi

Diğer taraftan, sözü edilen üçüncü öngörü üzerinde tartışmalar sürmektedir. Zira, bu kurama göre sistem parlaklaştıkça leke miktarı azalmakta ve sistemin ışınım gücü artmaktadır. Bu nedenle de sistemin rengi mavileşmektedir. Ancak güneş benzeri manyetik etkinlik gösteren yıldızlarda yapılan gözlemler, farklı bir sonuç vermektedir. Buna göre sistemde leke miktarı arttıkça, lekeler çevresindeki parlak alanlar nedeniyle ışınım gücü artmaktadır. Sonuç olarak, V566 Oph sisteminin O-C eğrisindeki ikincil değişimin nedeni büyük olasılıkla manyetik etkinliktir.

Kaynaklar

[1] Bookmyer, B. B., (1976), "*Photoelectric Light Curves Of V566 Oph*", *PASP*, 88, 473
[2] Bookmyer, B. B., (1959), "*Photoelectric Light Curves Of V566 Ophiuchi And AB Andromedae*", *AJ*, 64, 65
[3] Binnendijk, L., (1957), "*W Ursae Majoris Type Systems", JRASC*, 51, 83
[4] Purgathofer, A., Widorn, Th., (1959), "*Lichtelektrische Beobachtungen Des Bedeckungsveranderlichen V566 Ophiuchi*", Mitt. Univ. Sternw. Wien., 10, 119
[5] http://www.aavso.org
[6] Pop, V.; Todoran, I., (1977), "*The Eclipsing Binary System V566 Ophiuchi*", *AN*, 298, 117
[7] Dawson, D.W.; Narayanaswamy, J., (1977), "*Period Change In The Eclipsing Binary V566 Ophiuchi*", *PASP,* 89, 47
[8] Niarchos, P.G.; Rovithis-Livaniou, H., (1993), "*A Photometric Study Of V566 Ophiuchi*", *Ap&SS*, 203, 197
[9] Lafta, S.J.; Grainger J.F., (1985), "*New Photoelectric Observations Of Four W UMa Systems: OO Aql, V839 Oph, V566 Oph, and SW Lac*", *Ap&SS*, 114, 23
[10] Seeds, M.A.; Dawson, D.W., (1985), "*A Further Update On The Period Of V566 Ophiuchi*", *IBVS*, 2836
[11] Kalimeris, A.; Rovithis-Livaniou, H.; Rovithis, P., (1994), "*On The Orbital Period Changes In Contact Binaries*", *A&A*, 282, 775
[12] Maceroni, C.; Bianchini, A.; Rodono, M.; van't Veer, F.; Vio, R., (1990), "*Magnetic Cycles In Solar-Type Single And Close Binary Stars*", *A&A*, 237, 395
[13] Bianchini, A., (1990), "*Solar-Type Cycles In Close Binary Systems*", *AJ*, 99, 194
[14] McLean, B.J., (1983), "Radial Velocities For Contact Binary Systems III – V566 Ophiuchi", *MNRAS*, 204, 817
[15] Hill, G., Fisher, W.A., Holmgren, D., (1989), "Studies of Late Type Binaries III – A Spectroscopic Study of V566 Ophiuchi", *A&A*, 218, 152
[16] Prsa, A., Zwitter, T., (2005), "A Computational Guide To Physics of Eclipsing Binaries I Demonstrations and Perspectives", *ApJ*, 628, 426
[17] Wilson, R.E., Devinney, E.J., (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", *ApJ*, 166, 605

WZ SGE SİSTEMİNİN X-IŞIN TAYF ANALİZİ

Gülnur İKİS GÜN[1]

Özet

Bu çalışmada WZ Sge sisteminin ROSAT uydusunun PSPC aleti ile alınmış verilerinden X-ışın tayfsal parametreleri ve bazı sistem parametreleri belirlenmiştir. Verilere bir çok değişik teorik tayf modeli uygulanmış ve verilerden elde edilen tayfa en iyi uyan teorik modeller olarak Raymond-Smith ve Isısal Bremstrahlung modelleri bulunmuştur. Sistemdeki sıcaklık için kT~2.17 keV ve kolon yoğunluğu için $N_H \sim 2.8 \times 10^{20}$ cm^{-2} bulunmuştur. 0.1-2.4 keV enerji aralığı için belirlenen akı değeri $F = 10^{-12}$ erg cm^{-2} sn^{-1} dir.

WZ Sge sistemi patlamaları arasında uzun süreler olan ve durağan evresinde zayıf X-ışını emisyonu gösteren bir sistemdir. α vizkozite parametresinin değeri düşürülerek patlama aralıkları süresi uzatılabilir fakat bu durumda bu tür sistemlerde α niçin bu kadar küçük olmalı sorusu ile karşılaşılır. Meyer ve Meyer-Hofmeister'in[1] Koronal Sifon modeli bu fenomeni başarıyla açıklamaktadır. Bu nedenle, bu model ile verilen formüller bu çalışmada elde edilen tayfsal analiz sonuçlarına uygulanmıştır. Bu modeli kullanarak kütle aktarım oranı $\sim 10^{14.48}$ gr $yıl^{-1}$, koronadaki kütle buharlaşması $\sim 10^{-5.4}$ gr cm^{-2} sn^{-1} ve koronanın yarıçapı $\sim 10^{9.7}$ cm bulunmuştur. Elde edilen bu değerler koronal sifon modelinin öngördüğü değerlerle uyum içinde bulunduğundan Meyer ve Meyer'in bu modelinin WZ Sge sistemini açıklamakta kullanılabileceğini göstermektedir.

Abstract

X-ray spectral parameters were determined for WZ Sge observed with the ROSAT PSPC.The raw data were fitted various spectral models and best fit spectral models are found to be that of Raymond-Smith and Thermal Bremsstrahlung. The best fit temperature was estimated to be kT~2.17 keV while the column density was found to be $N_H \sim 2.8 \times 10^{20}$ cm^{-2}. The estimated 0.1- 2.4 keV flux in the range of $F = 10^{-12}$ erg cm^{-2} s^{-1}.

WZ Sge stars show long outburst recurrence times and weak X-ray emissions during the quiescence states. It is possible to lengthen repetition cycles by decreasing the viscosity parameter (α); however there still remains the question why α is so small, specifically for these objects. The coronal Siphon Model of Meyer and Meyer-Hofmeister [1] can explain these phenomeneons succesfully.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü 17100 Çanakkale, e-posta: gulnur_tr@yahoo.com*

For this reason, the equations of this model were applied to the results of spectral analysis.Using this model, the mass accretion rate, mass evaporation rate in corona and the radius of the corona were calculated to be ~ $10^{14.48}$ gr yr^{-1}, ~ $10^{-5.4}$ gr cm^{-2} s^{-1} and ~ $10^{9.7}$ cm, respectively.The obtained values suggest that the corona can indeed operate in WZ Sge system.

1. Giriş

Coşkun Değişenler (CD) Roche lobunu doldurmuş ikincil yıldızdan bir Beyaz Cüce (BC) olan birincil yıldıza kütle aktaran sistemlerdir.İkincil yıldız birincil yıldız üzerine maddeyi iç Lagrange noktasından aktarır.Birincil yıldız etrafında akan maddenin taşıdığı açısal momentum ve vizkozite (α) yüzünden bir yığılma diski oluşur[2]. Durağan hal teorisi (Steady State Teory) yığılma ışınım gücünün (accretion luminosity) yarısının bu yığılma diskinden diğer yarısının da akan maddenin hızının birincil yıldızın yüzey hızına indirildiği sınır tabakasından (Boundary Layer) yayınlandığını öne sürer. Durağan halde (quiescent state), sınır tabakasındaki gazın optik olarak ince olduğuna ve göreceli olarak sert X-ışınları (~2-20 KeV) yayınladığına inanılmaktadır.Patlama durumunda, yığılma oranı önemli ölçüde artar ve X-ışın bölgesi optik olarak kalın olur böylece daha yumuşak X-ışınları (~0.1-1.0 KeV) yayınlanır. Beyaz Cüce kendi etrafında hızla dönmedikçe teoriler manyetik olmayan CD'lerde baskın olan X-ışın kaynağının sınır tabakası olduğunu söyler [3] .

Cüce Novalar (CN) CD'lerin bir alt sınıfıdırlar ve 2-6 kadir büyüklüğünde yarı-periyodik (quasy-periodic) parlamalar gösterirler. CN'lar dört parlaklık düzeyinde bulunurlar: durağan, patlamaya yükseliş, patlama ve patlamadan düşüş. Işık eğrilerindeki patlamaların farklarına göre CN'lar üç alt gruba ayrılırlar: U Gem yıldızları, SU UMa yıldızları ve Z Cam yıldızları [2]. SU UMa yıldızları onlarda daha sık gözlemlenen, normal patlamalarından daha uzun süreli ve daha parlak olan superpatlamalar(superoutbursts) gösterirler. Superpatlamalar sırasında da neredeyse periyodik olan ve süperhörgüç (superhumps) adı verilen fotometrik değişimler gösterirler. Süperhörgüçlerin periyodu genellikle yörünge periyodundan biraz daha uzundur. Gözlemlenen SU UMa yıldızlarının hemen tamamı CD'lerin yörünge periyodu dağılımının ~2-3 saat civarındaki boşluğunun aşağısında $P_{yörünge} < 2$ saat yörünge periyoduna sahiptirler [4] .

Durağan hal sırasında bir sonraki patlama tetikleninceye kadar madde diskte toplanır ve kompakt cisme doğru 10^{-9} M_Θ yıl $^{-1}$ lik bir oranda akmaya başlar ve böylece ışınım gücünde önemli miktarda artmaya sebep olur [5] .

Genel modellerde, durağan haldeki CN'lar düşük kütle aktarımı oranı $\dot{M}_\Theta$ rejiminde bulunurlar.Kiritik kütle aktarım oranı $\dot{M}_{kritik} \approx 2 \times 10^{16}$ gr $san^{-1} = 3.17 \times 10^{-10}$ M_Θ yıl $^{-1}$ dir [6,7]. $M < \dot{M}_{kritik}$ durumunda sınır tabakasının yoğunluk ve opaklığı düşüktür ve yığılma kuvvetinin yayınlanması için sıcaklık kT~ 10 KeV değerine kadar yükselir.Sonuç olarak, gaz optik olarak ince olur ve Bremsstrahlung X ışınları yayınlar. Standart yığılma diski modellerince durağan halde çok düşük kütle yığılma oranları ~ $10^{-12.5} - 10^{-13}$ M_Θ yıl $^{-1}$ verilir.Teorik olarak disk her yerinde yeterince soğuk olduğunda ışık eğrisindeki dik düşüşten sonra bu düşük yığılma oranları beklenir. Bundan başka ek önemli bir neden de ~ 10^8 K sıcaklığında optik olarak ince gazın soğuması serbest-serbest emisyon (Bremsstrahlung) ile meydana gelir ki bu göreceli olarak yetersizdir.Soğuma zamanının ($t_{soğuma}$) adiabatik genişleme zamanından ($t_{adiyabatik}$) daha uzun olduğu durumda sınır tabakası X-ışın yayınlayan sıcak bir koronaya doğru genişler [8]. Meyer ve Meyer-Hofmeister [1] etkisiz soğuk diskin üstünde kendi kendine sürekliliğini sağlayan sıcak koronanın var olabileceğini göstermişlerdir.Bu korona yaklaşık 10^{-11} M_Θ yıl $^{-1}$ bir kütle yığılması akımı tarafından desteklenir ve alttaki soğuk disk tarafından beslenir.Bu, durağan hal sırasında iç diskten buharlaşma olması ile sonuçlanır [5] .

CD'lerin çeşitli türleri arasında WZ Sagittae (WZ Sge) çok farklı bir sistemdir.WZ Sge nin gözlenen özelliklerinin hemen tamamı CN'ların gözlenen özelliklerinin en uç sınırlarındadır[9]. WZ Sge 1913 yılında bir Nova olarak keşfedildi ve 1946 yılında patlamasının keşfinden sonra Tekrarlayan Nova olarak tanımlandı. WZ Sge 1961 yılındaki tayfsal gözlemlerinden sonra bir çift sistem olduğu gösterilen ilk CD'dir. Kreminski WZ Sge sisteminin 81 dakika 38 saniye yörünge periyoduna sahip tutulma gösteren bir çift yıldız olduğunu buldu [10]. Bu bilinen CD'ler arasında en kısa yörünge periyodudur [9]. Warner, sistemi tayfsal özelliklerine dayanarak, bir CN olarak yeniden sınıfladı. J.T. McGraw tarafından keşfedilen 1978 Aralığındaki patlaması çok yakından takip edildi ve çeşitli gruplar tarafından rapor edildi. Patlamaların SU UMa tipi süpermaksimumlara benzerliği ve süperhörgüçlerin varlığı bu fenomen hakkında çok çeşitli yorumlar yapılması ile sonuçlandı[10]. Onun kısa periyodu ve patlamalar sırasında süperhörgüç yapılarının gözlenmesi WZ Sge'nin SU UMa tipine sokulması sonucunu doğurdu. WZ Sge'nin SU UMa tipinin çok uçlarda özellikler gösteren (sadece süper patlamalar göstermek ama normal bir patlama göstermemek gibi) bir üyesi olduğuna inanılmaktadır [11]. Diğer SU UMa tipi sistemlerle karşılaştırıldığında WZ Sge'nin patlama davranışının olağan dışı olduğu görülür. Bugüne kadar 1913, 1946, 1978 ve 2001 yıllarında olmak üzere sadece dört patlama gözlenmiştir. Bu patlamalar parlak (~8 kadir) ve uzun sürelidir (≈ 50 gün) ve 1978 yılında gözlenen patlamalar diğer SU UMa sistemlerinde gözlemlenenlerden oldukça farklıdır [12]. Bu patlamada 30 gün süren inişten sonra akı tekrar yükselmiş ve günler mertebesinde düzensiz dalgalanmalar göstermeye başlamıştır. Tekrar durağan hale dönmesi en azından ≈ 100 gün civarında sürmüştür Bu davranış diskten kaynaklanıyor olmalıdır fakat onun doğasını detaylı olarak açıklamak kolay değildir. WZ Sge ~ 33 yıl gibi çok uzun bir patlama tekrarlama süresine sahiptir [13]. Ek olarak 27.87 saniye ve 28.96 saniye süren hızlı dalgalanlamalar göstermektedir [14].WZ Sge durağan halde V~ 15 kadir civarında bir parlaklığa sahiptir [9].

Bu çalışmada durağan durumda iken gözlemlenmiş WZ Sge CN'sının X-ışın tayfsal analizi gerçekleştirilmiştir.Analiz sonuçlarına ve durağan haldeki sınır tabakası için olan teorilere bağlı olarak koronanın bazı yapısal parametreleri Meyer ve Meyer-Hofmeister'in[1] ve Mineshige *et al'* ın.[15] Koronal Sifon modeli kullanılarak hesaplanmıştır.

2. Veriler

Bu çalışmada ROSAT gözlemlerinin toplandığı ROSAT veri arşivinden alınan veriler kullanılmıştır. Seçilen veriler ROSAT uydusunun PSPC aleti ile 10-11 Nisan 1991 tarihinde elde edilmiştir. PSPC gaz doldurulmuş orantılı sayıcıdır ve X-ışın kamerası ile birlikte 0.1 – 2.4 KeV enerji aralığına hassastır. Bunların enerji ayırma gücü 0.93 KeV enerjide $\Delta E/E$ ~ % 44 dür. Uydunun ve PSPC aletinin ayrıntılı anlatımı Trümper[16] ve Pfeffermann[17] nın makalelerinde bulunabilir.

Toplam gözlem süresi 18191 saniyedir. WZ Sge'nin 10-11 Nisan 1991 tarihlerindeki AAVSO görünen bölge gözlemlerine dayanılarak sistemin hangi durumda olduğuna bakılmıştır.Görünen bölge verilerinden gözlem sırasında sistemin durağan halde olduğu sonucuna varılmıştır. Dünyanın dedektörle yıldız arasına girmesi veya çok parlak olması, yüksek arka plan sayımı, kötü bakış yönü ve zayıf dedektör performansı gibi sebeplerden gözlemlerde bazı boşluklar vardır.

ROSAT verilerinin indirgenmesi EXSAS programı ile yapılmıştır[18]. Her türlü düzeltmesi yapılmış sayım oranı 0.300 ± 0.005 sayım saniye^{-1}dir. Işık eğrisi Şekil.1 de görülebilir. Işık eğrisi elde edilirken 100 saniyelik foton paketlemesi (bin) yapılmıştır. Gözlemle ilgili bilgiler Çizelge.1'de verilmiştir.

3. Veri Analizi ve Sonuçlar

Veri setine çeşitli teorik modeller uygulanmıştır. Isısal Raymond-Smith modeli en iyi uyan modellerden biridir. Bu modelde element bollukları ve soğuma fonksiyonu Raymond ve Smith'in[19] makalesinden alınmıştır. Diğer en iyi uyum sağlayan model Isısal Bremsstrahlung'dur. Bu çalışmada her iki model de kabul edilebilir eşleşmeler (Fits) vermiştir. Analizlerin sonucunda her iki model için aşağıdaki değerler bulunmuştur. Raymond-Smith modeli için istatistik 115 serbestlik derecesine karşılık (χ_ω^2) 1.28, Galaktik Soğurma (Kolon Yoğunluğu) $N_H = (2.8 \pm 0.095)x10^{20}$ cm^{-2} ve sıcaklık T = 2.17 ± 0.51 KeV'dir. Isısal Bremsstrahlung modeli için istatistik aynı serbestlik derecesine için (χ_ω^2) 1.26, Galaktik Soğurma $N_H = (7.5 \pm 0.9)x10^{17}$ cm^{-2} ve sıcaklık T = 3.26 ± 1.12 KeV'dir. Elde edilen parametre değerleri Çizelge.2'de toplu olarak görülebilir.

Analizlerden elde edilen Kolon yoğunlukları iki model için birbirinden çok farklı bulunmuştur. Raymond-Smith modeli $N_H \sim 10^{20}$ cm^{-2} verirken Isısal Bremsstrahlung daha düşük bir kolon yoğunluğu değeri $N_H \sim 10^{17}$ cm^{-2} vermiştir. Her iki modelin kolon yoğunluğu değerleri arasında 10^3 kadar bir farklılık vardır.Bu sebeple en iyi karşılaştırmayı yapabilmek amacıyla sistem doğrultusunda gerçek galaktik soğurma değerini bulmak için literatürden iki tür hesaplama yapılmıştır. Literatürden sistem için daha önce sözü geçen Naylor'un[12] makalesinde bahsedilen ve Fabian tarafından verilen E (B-V)< 0.04 değeri alınmıştır. Hesaplanan Galaktik soğurma değeri Reina ve Tarengi[20] nin eşitlikleri kullanılarak 2.28 x 10^{20} cm^{-2} bulunmuştur. Diğer Galaktik Soğurma değeri ise Gorenstein'in [21] eşitlikleri ve aynı E (B-V) değeri kullanılarak 2.64 x 10^{20} cm^{-2} bulunmuştur. Taysal analiz sonucunda elde edilmiş bulunulan Galaktik soğurma değerleri ile teorik formüller ve E (B-V) değerine bağlı olarak bulunan değerler karşılaştırılmış ve Isısal Raymond-Smith modelinin verdiği Galaktik soğurma değerinin Isısal Bremsstrahlung modelinin verdiğinden daha doğru olduğu görülmüştür. En iyi eşleşmeler sonucu bulunan sıcaklık değerleri hata payları içinde hemen hemen aynıdır. Şekil.2'de her iki model için elde edilen en iyi eşleşmeler görülebilir. Raymond-Smith ve Isısal Bremsstrahlung için enerji akısı değerleri sırasıyla 2.72 x 10^{-12} erg cm^{-2} sn^{-1} ve 2.84 x10^{-12} erg cm^{-2} sn^{-1} dir. Bu değerlere karşılık gelen ve 90 parsek [22] uzaklık için hesaplanan ışınım gücü (Lüminozite) değerleri de yine aynı sıra ile 2.64 x 10^{30} erg sn^{-1} ve 2.75 x 10^{30} erg sn^{-1} dir. Her iki model için de akı ve ışınım gücü değerleri aynı büyüklüktedir. Elde edilen değerler Çizelge.3'de toplu olarak görülebilir.

WZ Sge sisteminin koronasının parametreleri Lui, Meyer ve Meyer-Hofmeister'in[5] Koronal Sifon Modelinin T (sıcaklık) eşitliği ve Mineshige et al.'ın [15] $\dot{\varepsilon}_{buharlaşma}$ (Koronadaki kütle buharlaşma oranı) ve $\dot{M}_{buharlaşma}$ (Koronadaki toplam kütle yığılması) eşitlikleri kullanılarak hesaplanmıştır. Bu eşitlikler kullanılırken sistemdeki Beyaz Cücenin kütlesi 1 M_Θ olarak alınmıştır. WZ Sge'nin kütlesi için bir çok araştırmacı çeşitli değerler vermişlerdir : (0.5-1.2 M_Θ)[10], (0.93 ± 0.19 M_Θ)[13], (0.8 M_Θ)[2], (0.82 M_Θ)[23] ve (1 M_Θ)[11]. 1 M_Θ tüm bu değerlerin ortalamasıdır. Raymond-Smith modeli ile elde edilen sıcaklık değeri 2.52 x 10^7 K veya $10^{7.4}$ K'dir. Meyer-Hofmeister'in[1] ve Mineshige *et al.*'ın [15] eşitliklerine bağlı olarak yapılan hesaplamalar sonucunda hesaplanan korona yarıçapı r $\sim 10^{9.7}$ cm, koronadaki kütle buharlaşma oranı $\dot{\varepsilon}_{buharlaşma} \sim 10^{-5.42}$ gr cm^{-2} sn^{-1} ve koronadaki toplam kütle yığılma oranı $\dot{M}_{buharlaşma} \sim 10^{14.48}$ gr $yıl^{-1}$ bulunmuştur. Bu değerler toplu olarak Çizelge.5'de görülebilir.

4. Tartışma

Bu tip sistemlerde yumuşak X-ışınları sınır tabakasından yayınlanmaktadır. Disk karasızlığı modeli (Disk Instability Model) CN'ların basit patlama özelliklerini başarılı bir şekilde açıklamasına karşın, bu model ile açıklanamayan bazı gözlemsel veriler vardır. Bunlardan biri WZ Sge sistemindeki patlamalar arasındaki uzun bekleme süresinin kaynağıdır. Bu süreyi uzatmak için vizkozite parametresinin (α) değeri düşürülebilir ama bu sefer de özellikle bu tür sistemler için α değeri niçin bu kadar düşük olmak zorunda sorusu ile

karşılaşılır. Bu modelin açıklayamadığı bir diğer konu ise bu tür sistemlerde durağan halde zayıf X-ışın emisyonunun varlığıdır. Bu problemleri çözmek için Meyer ve Meyer-Hofmeister[1] CN'ların yığılma diskinin iç kısmının buharlaşması modelini öne sürmüşlerdir[15].

Buna göre sistem durağan durumda iken sınır tabakasındaki madde BC etrafında bir korona oluşturacak şekilde buharlaşmaktadır. Buharlaşma olmaması durumunda ikincil yıldızdan gelen madde akışı diskin her yerinde artan bir yüzey yoğunluna sebep olur. Oysa Koronal Sifon Modelinde durum farklıdır. Buharlaşma diskin dış bölgelerine nazaran BC'ye yakın bölgelerde daha büyük değerdedir. Bu da BC'ye yakın yerlerde boşluğun daha çabuk oluşacağı ve diskin en iç tabakalarındaki bu boşluğun diskin dış tabakalarına doğru hızla büyüyeceği anlamına gelir.Bu durumda diskin iç sınır tabakasının yeri derece derece diskin daha dış kısımlarına doğru kayar. 1 M_{Θ} kütlelik bir BC'ye sahip bir CN'da patlamadan 30 gün sonra iç diskin yarıçapı BC'den $r = 10^{9.63}$ cm uzaklığındadır. Bu uzaklıkta buharlaşma oldukça düşük seviyededir ve düşük yersel durağan hal kütle aktarımını dengeler durumdadır. Bu koronadan BC üzerine kütle aktarım oranının düşük seviyelerde olması sonucunu doğurur. Boşluğun dış kısımlarından gerçekleşen madde aktarımına bağlı olarak koronal disk madde akımı bir miktar içeriye doğru itilir[5]. Bu işlemler sırasında yığılan materyal BC etrafında küresel ısısal bir tabaka oluşturur. Bu tabakanın yapısı Lui *et al.* [24] tarafından belirtildiği gibi geometrik olarak ince değildir. Daha önce pek çok araştırmacının da CN çalışmaları sonucunda var olması gerektiğini öne sürdükleri sıcaklıklara sahip bu koronal sınır tabakası sistem durağan halde iken yayınlanan X-ışınlarının kaynağı olarak görülür[5].

İç diskteki boşluğun bir diğer sonucu diskin geri kalan dış kısımlarında madde birikmesidir. Bu, kararsızlık başlangıcını buharlaşma olmadığı durumda olması gereken yere göre diskin daha dış kısımlarına taşır. Bu dış kısımlarda kiritik yüzey yoğunluna ulaşmak için daha yüksek miktarda maddeye ihtiyaç olacaktır ve bu da yığılma süresinin boşluk olmaması haline göre daha uzaması sonucunu doğurur[5].

Meyer ve Meyer-Hofmaister[25] disk evriminde yeni bir model önerdiler. WZ Sge'de disk yarı durağandır. Yoldaş yıldızdan transfer edilen kütlenin sadece yarısı disk yoluyla akar. Diğer yarısına ise genişleyen dış diskin büyümesi için ihtiyaç vardır. 3:1 rezonans yarıçapına ulaşıldığı zaman diskin büyümesi sona erer. Bundan sonra tüm transfer edilen madde içeri doğru akar, yüzey yoğunluğu artar ve bir kaç yıl içinde yeni bir patlama meydana gelir[25].

Lui *et al.* [24] sınır tabakasındaki kütle buharlaşması ile ilgili modellerini oluştururken radyatif soğuma fonksiyonu olarak Raymond ve Smith'ın[26] değerini kullanmaktadırlar. Ayrıca yine bu modelde kozmik bolluk değerlerine sahip tamamen iyonize olmuş Raymond-Smith[26] plazmasını öngörmüşlerdir.

Eracleous *et al.* [27] 2 ve 7 Mayıs 1979 ve 21 Nisan 1980 tarihlerinde *Einstein* uydusunun IPC (2-10 KeV) aletinden alınan verileri kullanarak WZ Sge sisteminin tayfsal parametrelerini hesaplamışlardır. Bu analiz sonucunda elde edilen parametreler Çizelge.4'de görülebilir. Elde edilen sonuçlardaki farklar bakılan enerji aralıklarının farklı olmasından kaynaklanabilir.

Mukai ve Shikowa[28] 4 Ağustos 1983 ve 19 Ekim 1985 tarihlerinde EXOSAT uydusunun ME (2-20 KeV) aletinden alınan verilere tafsal analiz uygulamışlar ve en iyi eşleşen model olarak Isısal Bremsstrahlung modelini bulmuşlardır. Bu analiz sonucunda elde edilen parametreler Çizelge.4'de görülebilir. Elde edilen sonuçlarla bu çalışmanın sonucundaki farklar bakılan enerji aralıklarının farklı olmasından kaynaklanabilir.

Holcomb *et al.* [29] ROSAT uydusu PSPC verileri ile yaptıkları çalışmada X ışın sertlik analizinde yörüngesel bir modülasyon bulmuşlardır. Bunun sebebi olarak yığılma kolonu, yığılma akımı veya diskin dış kısımlarındaki sıcak nokta gibi bir yapı tarafından X ışınlarının soğurulmasını öne sürmüşlerdir.

Richman[30] aynı ROSAT verisinin analizinde en iyi eşleşen model olarak Isasal Bremsstrahlung modelini bulmuştur. Richman'ın galaktik soğurma değeri bu çalışmada

bulunandan 10^3 kadar daha düşüktür. En iyi eşleşme sıcaklık değeri bu çalışmanınkinden % 62 yüksektir.

5. Sonuç

Analizler sonucunda Raymond-Smith modelinin en az Isısal Bremsstrahlung kadar iyi sonuçlar verdiği görülmüştür. Bu da incelenen sistemlerde X ışınlarının Raymond ve Smith[26] de ayrıntıları verilen plazma gibi bir plazmadan gelebileceğini göstermektedir.. Raymond-Smith modelinin sistem için verdiği sıcaklık değeri, Lui, Meyer ve Meyer-Hofmeister'in[24] ve Mineshige *et al.* 'ın[15] formülleri kullanılarak bu kaynak için korona yarıçapı, koronada kütle buharlaşma oranı ve buharlaşma ile koronadaki toplam kütle yığılması hesaplanmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge.4'de görülmektedir.

Elde edilen tüm sonuçlar sözü geçen yazarların koronal sifon akımı modelinde öngördükleri sayılarla uyumlu çıkmıştır. Bu da bu modelin WZ Sge sisteminde geçerli olabileceğini ve gözlemlenen bu durağan hal X ışınlarının korona sınır tabakasından gelebileceğini göstermektedir. Benzeri sonuçlar başka sekiz SU UMa sistemi için Gün ve Ercan'ın[31] çalışmasında da elde edilmiştir.

Sınır tabakasının ve Koronanın yapısının açıklığa kavuşabilmesi için daha çok çalışmaya ihtiyaç olduğu açıktır.

5. Çizelgeler ve Şekiller

Çizelge 1. Gözlem bilgileri. Gözlem süresi veri elde edilen toplam süredir.

Sistem	Gözlem tarihi	Gözlem süresi (san.)	Sayım oranı (foton sayısı x san^{-1})
WZ Sge	10-11 Nisan 1991	18191	0.300 ± 0.005

Çizelge 2. Isısal Bremsstrahlung ve Raymond-Smith modelleri kullanılarak yapılan analizler sonucu elde edilen parametre değerleri. X_ν^2 İstatistik değerini, kT sıcaklık değerini, N_H Galaktik soğurma değerini göstermektedir.

Model	X_ν^2	ν	N_H (cm^{-2})	kT (keV)
Isısal Bremsstrahlung	1.26	115	$(7.5 \pm 0.9) \times 10^{17}$	3.26 ± 1.12
Raymond-Smith	1.28	115	$(2.8 \pm 0.095) \times 10^{20}$	2.17 ± 0.51

Çizelge 3. Hesaplanmış enerji akıları ve Işınım Gücü (Lüminozite) değerleri.

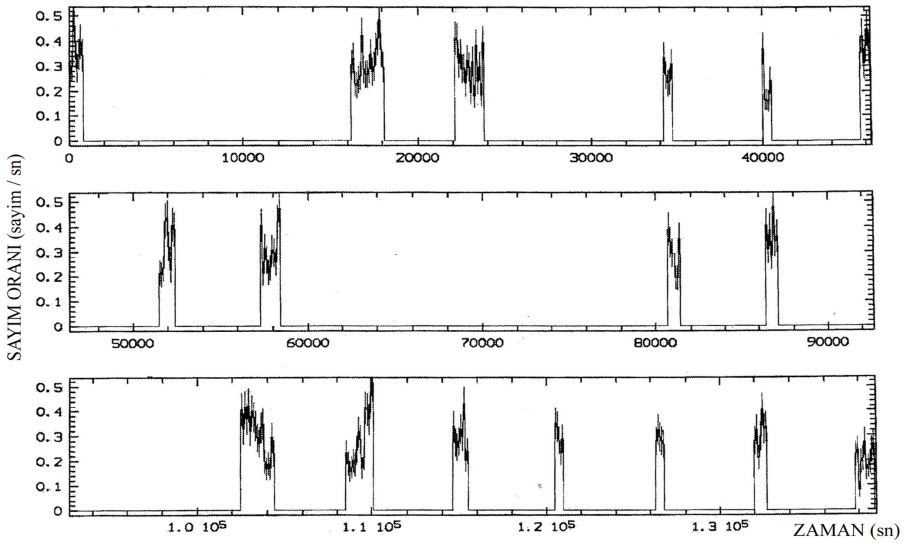
Model	Enerji Akısı (F) (erg x cm^{-2} x sn^{-1})	Işınım Gücü (L) (erg x sn^{-1})
Isısal Bremsstrahlung	2.84×10^{-12}	2.75×10^{30}
Raymond-Smith	2.72×10^{-12}	2.64×10^{30}

Çizelge 4. Yapılan diğer çalışmalarda elde edilen parametre değerleri.

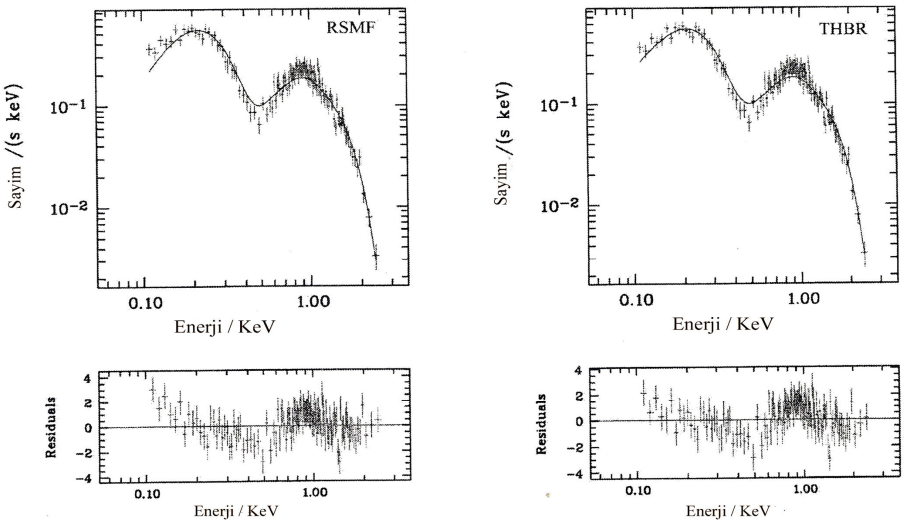
Araştırmacı	Sıcaklık (KeV)	Akı (x10^{-11} erg cm^{-2} sn^{-1})	Işınım Gücü(x 10^{31} erg sn^{-1})	N_H (cm^{-2})
Eracleous *et al.*	3-4	0.6 0.7 0.6	-	10^{20} - 10^{21}
Mukai ve Shikowa	-	0.39	0.21	-

Çizelge 5. Hesaplama sonuçları. T, Raymond-Smith modeli ile elde edilen sıcaklığı, r koronanın yarıçapını, $\dot{\varepsilon}_{evp}$ Koronadaki kütle buharlaşma oranını, $\dot{M}_{evp}$ Koronadaki toplam kütle yığılmasını göstermektedir.

Sistem	T (^{o}K)	r (cm)	$\dot{\varepsilon}_{evp}$(gr x cm $^{-2}$ x san $^{-1}$)	$\dot{M}_{evp}$(gr x yıl $^{-1}$)
WZ Sge	$2.52\text{x}10^{7} = 10^{7.4}$	$10^{9.7}$	$10^{-5.42}$	$10^{14.48}$



Şekil 1. WZ Sge sisteminin ışık eğrisi



Şekil 2. Raymond-Smith ve Isısal Bremsstrahlung modelleri kullanılarak yapılan tayf eşleşmeleri.

Bu çalışma Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Ulupınar Gözlemevi ve Astrofizik Merkezi tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

[1] Meyer, F. ve Meyer-Hofmeister, E., 1994," Accretion Disk Evaporation by a Coronal Siphon Flow ", *Astronomy and Astrophysics*, 288, 175.

[2] Deng, S.B., Zhang, Z.Y., ve Chen, J.S., 1994," A Statistical Study of IUE Spectra of Dwarf Novae 1: Quiescence ", *Astronomy and Astrophysics*, 281, 759.

[3] Pratt, G.W., Hassall, B.J.M., Naylor, T., Wood, J.H., ve Patterson, J., 1999," Optical and ROSAT X-Ray Observations of the Dwarf Nova OY Carinae in Superoutburst and Quiescence", *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, 309, 847.

[4] Thorstensen, J.R., Wade, R.A. ve Oke, J.B., 1986, " A Spectroscopic Study of the Cataclysmic Binary Star SU Ursae Majoris ", *Astrophysical Journal*, 121, 95.
[5] Lui, F. K., Meyer, F. ve Meyer-Hofmeister, E., 1997, " Evaporation of the Accretion Disk in Dwarf Novae During Quiescence ",*Astronomy and Astrophysics*, 328, 247.
[6] Pringle, J.E. ve Savonije, G.J.,1979, " X-Ray Emission from Dwarf Novae ", *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, 187, 777.
[7] Narayan, R. Ve Popham, R., 1993," Hard X-Rays from Accretion Disk Boundary Layers ", *Nature*, 362, 820.
[8] Silber, A., Vrtilek, S.D., Raymond, J.C., 1994, " Concurrent X-Ray and Optical Observations of two Dwarf Novae During Eruption ", *Astrophysical Journal*, 425, 829.
[9] Skidmore, W., Walsh, W.F., Wood, J.H., Stienning, R.F., 1997,"Multicolour Observations of Rapid Oscillations in WZ Sagittae", *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, 288, 189.
[10] Gilliland, R.L., Kemper, E., ve Sutzeff, N., 1986, " WZ Sagittae: Time-Resolved Spectroscopy During Quiescence ", *Astrophysical Journal*, 301, 252.
[11] Osaki, Y., 1995, " A Model for WZ Sagittae-Type Dwarf Novae: SU UMa/WZ Sge Connections ", *Publication of Royal Astronomical Society of Japan*, 47, 47.
[12] Naylor, T., 1989," IUE Archive Observations of Dwarf Nova WZ Sge During Outburst ", *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, 238, 587.
[13] Smack, J., 1993, " WZ Sge as a Dwarf Novae ", *Acta Astronomica*, 43, 101.
[14] Mukai, K., Patterson,J., 2004," XMM-Newton and Optical Observations of WZ Sagittae in Quiescence ", Compact Binaries in the Galaxy and Beyond, (*in Proc.IAU Colloquium 194, eds. Tovmassian, G, ve Sion, E.)*, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de Conferencias)*, 20, 244.
[15] Mineshige, S. Lui, B., Meyer, F. Ve Meyer-Hofmeister, E., 1998, " Evolution of Accretion Disks with Mass Evaporation During the Quiescence of WZ Sge-Type Dwarf Novae and X-ray Novae ", *Publication of Royal Astronomical Society of Japan*, 50, L5.
[16] Trümper, J.,1983, *Adv. Space. Res*., 2, 241.
[17] Pfeffermann, E., Briel, U.G., Hippmann, H., Kettenring, G., Metzner, G., Predehl, P., Reger, G., Stephan, K.H., Zombeck, M.V., Chappell, J., ve Murray, S.S.,1986, *SPIE*, 733, 519.
[18] Zimmermann, H.U., Belloni, T., Izzo, C., Kahabka, P., ve Schwentker, O., 1993, *EXSAS User's Guide*, MPE Report, 244.
[19] Raymond, J.C., ve Smith, B.W., 1977, " Soft X-Ray Spectrum of a Hot Plasma ", The *Astrophysical Journal Supplement Series*, 35, 419.
[20] Reina, C. ve Tarengi, M., 1973, " X-Ray Absorption and Optical Extinction in Interstellar Space ", *Astronomy and Astrophysics*, 26, 257.
[21] Gorenstein, P., 1975," Emprical Relation Between Interstellar X-Ray Absorption and Optical Extinction ", *Astrophysical Journal*, 198, 95.
[22] Sparks, W.M., Sion, E.M., Starrfield, S.G., Austin, S., 1992, " WZ SGE: An Accretion Test Case ", *Vira Del Mar Workshop on Cataclysmic Variable Stars (ASP Conference Series, eds. Vogt, N.)*, 29, 167.
[23] Skidmore, W., Mason, E., Howell, S.B., Ciardi, D.R., Littlefair, S., Dhillon, V.S.,2000, " Investigating the Structure of the Accretion Disc in WZ Sge from Multiwaveband Time-Resolved Spectroscopic Observations-I ", *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, 318, 429.
[24] Lui, F. K., Meyer, F. ve Meyer-Hofmeister, E., 1995," Dwarf Novae in Quiescence: the Relationship Between Disk Evaporation and Accretion onto a White Dwarf ", *Astronomy and Astrophysics*,.300,823.
[25] Meyer-Hofmeister, E., ve Meyer, F., 1998, *Astronomische Gesellschaft Meeting Abstract*, to appear in *Abstracts of Contributed Talks and Posters Presented at the Annual Scientific Meeting of the Astronomische Gesellschaft at Heidelberg*.
[26] Raymond, J.C., Cox, D.P., Smith, B.W., 1976," Radiative Cooling of a Low-Density Plasma ", *Astrophysical Journal*, 204, 290.
[27] Eracleous, M., Halpern, J., Patterson, J., 1991, " X-Ray Spectra of Cataclysmic Variables from the Einstein Observatory ", *Astrophysical Journal*, 382, 290.
[28] Mukai, K. ve Shiokawa, K., 1993," The EXOSAT Medium Energy (ME) Sample of dwarf Novae ", *Astrophysical Journal*, 418, 863.
[29] Holcomb, S., Caillanic, J.P., Patterson, J., 1995," Soft X-Ray Spectra and Light Curves of cataclysmic Variables ", *Bull.Amer.Astron.Soc*., 26, 1346.
[30] Richman, H.R., 1996," X-Ray Spectra of cataclysmic Variables from ROSAT ", *Astrophysical Journal*, 462, 404.
[31] Gün, G.İ. ve Ercan, E.N., 2003, "X-Ray Spectral Analysis of SU UMa Type Dwarf Novae Observed with Rosat ", *International Journal of Modern Physics D*, 12, 739.

REZONANT SİKLOTRON SAÇILMANIN MAGNETARLARIN YÜZEY IŞINIMLARI ÜZERİNE ETKİLERİ

Tolga GÜVER[1,2], Feryal ÖZEL[2], Maxim LYUTIKOV[3]

Özet

Bu çalışmada yüksek manyetik alanlı nötron yıldızlarında bulunması öngörülen yüklü parçacık yoğunluğu Goldreich-Julian yoğunluğundan fazla bir manyetosferin, böyle bir nötron yıldızının yüzey ışınımı üzerindeki etkileri incelenmiştir.

Anahtar Kelimeler *: Nötron Yıldızları, X-ışınları:Spektrum*

Abstract

In this paper, effects of a magnetosphere in which the charged particle number density exceeds Goldreich-Julian number density, on the surface emission of a highly magnetized neutron star is investigated.

Keywords : Neutron Stars, X-rays:Spectrum

1. Giriş

Anormal X-ışın pulsarları (AXP) ve Yumuşak Gama-ışın yineleyicileri (SGR), çok güçlü manyetik alanları tarafından güçlendirildiği düşünülen iki birbirine benzer nötron yıldız sınıfıdır [1]. Başlarda atımlı yumuşak X-ışın akıları [2] ve gama-ışın emisyonları [3] ile tespit edilen kaynaklar bugun için pekçok dalgaboyunda gözlenmiş ve pekçok ilginç özellikler gösterdikleri tespit edilmiştir [4]. Ancak sürekli, termal benzeri X-ışın spektrumları (kT ~ 0.3 – 0.6 keV) ve dönmeden kaynaklanan ışınım güçlerini çok aşan X-ışın ışınım güçleri (L_X ~ 10^{34-36} ergs/s) bu kaynakların belirleyici özelliklerinden olmuşlardır.

AXP ve SGR'lerin gözlenen X-ışın spektrumlarının empirik modellemesi genel olarak bir karacisim modeline ek olarak foton indisi 2.0 – 4.5 arasında değişen bir güç kanunu modeli ya da ikinci bir karacisim modeli gerektirmektedir. Bu şekilde modelleme spektrumu tanımlayıcı açıdan yeterli gibi görünse de bazıları nötron yıldızlarının atmosferlerinin ya da manyetosferlerin etkilerini hesaba katan daha detaylı ve fiziksel altyapısı olan modeller yakın zamanda geliştirilmeye başlanmıştır.

Farklı fiziksel özelliklerin dikkate alındığı, yüksek manyetik alanlı nötron yıldızları atmosferleri için farklı yazarlarca pek çok radyatif denge modeli geliştirilmiştir. Saçılmanın tüm açı- ve polarizasyon bağımlılıklarını hesaba katan modeller [5] ve [6] tarafından geliştirilmiştir. Modların rezonant bağlaşımlarını da hesaba katan vakum polarizasyon rezonansının etkileri tam olarak [5] ve [6] tarafından ve bir olasılıklı mod dönüşümü yaklaşımı ile de kısmi olarak [7] tarafından hesaplanmıştır. İyon siklotron çizgileri ise [8], [9], [10] tarafından hesaba katılmıştır. Son olarak manyetik alanın iki boyutlu yapısı [6] tarafından

[1] *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34119 Beyazıt İstanbul*
[2] *Arizona Üniversitesi Fizik Bölümü 1118 E. 4th St., Tucson, AZ, 85721*
[3] *British Columbia Üniversitesi, Fizik ve Astronomi Bölümü, 6224 Agricultural Road, Vancouver, BC, V6T 1Z1, Kanada*

ve atmosferdeki maddenin kısmi iyonize olması hali [7] tarafından hesaplanmıştır. Modellerin büyük kısmı, özellikle sert X-ışınları bölgesinde (2-10 keV) Planck eğrisinden ciddi sapmalar fazlalık bir akının varlığını göstermektedir. Süreklilikteki bu farklılığa ek olarak iyon siklotron frekanslarındaki soğurma çizgileri de vakum polarizasyonunun etkileri ile akıları biraz azalsa da, görülmektedir.

Nötron yıldızı yüzeyinden çıkan ışınım onun manyetosferi tarafından da bazı etkilere maruz bırakılabilir. [11] nötron yıldızlarının manyetosferlerinde $n=7 \times 10^{-2} B_Z/P$ cm^{-3} (B_Z Manyetik alan, P ise spin periyodu) ile verilen bir minimum plazma yoğunluğunun olması gerektiğini göstermiştir. Eğer manyetosferdeki plazma yoğunluğu bu minimum plazma yoğunluğuna eşit ise [12] bu yoğunluğun yüzey ışınımı üzerine etkisinin X-ışın bölgesinde etkili olmadığını göstermiştir. Ancak magnetarların durumunda, [13] bu kaynakların manyetosferlerinde akan yüksek miktardaki elektrik akımlarının, yüklü parçacık yoğunluğunu, rezonant siklotron saçılmanın etkili bir mekanizma olabileceği seviyelere çıkabileceğini göstermiştir. Bu etki AXP ve SGR X-ışın spektrumlarında gözlenen ve bir güç kanunu modeli ile açıklanan yüksek enerjili kuyruğun fiziksel sebebi olarak öne sürülmüştür. Bu fikirden yola çıkarak [14] kara cisim kaynağından çıkan ışınımın manyetosferde rezonant siklotron saçılması ve Comptonizasyona uğratılması sonucu etkileri hesaplamıştır. [14] ilk spektrumun yüksek enerjilere doğru kaydığını ve bunun da yüksek enerjilerde bir kuyruğa yol açabileceğini göstermiştir.

Magnetar bağlamında ise, hem atmosferin hem de manyetosferin bu etkilerinin birlikte gerçekleşmesi gerekmetedir ve bu iki etki henüz birbiriyle karşılaştırılmamıştır. Bu çalışma da hem tüm fiziksel etkiler hesaba katılarak yüksek manyetik alanlı bir nötron yıldızının atmosferinden çıkan ışınım, hem de bu ışınıma manetyosferin etkileri hesaba katılarak oluşan spektrum hesaplanmıştır. Saçılmanın hem spektrumun sürekliliğine, hem de proton siklotron çizgilerine etkileri gösterilmiştir.

2. Modeller

Radyatif dengedeki bir nötron yıldızı atmosferinden gelen emisyon ve bu ışınımın manyetosferde rezonant siklotron saçılmaya uğratılması hesaplarında [5] , [10] ve [14] 'de açıklanan metotlar takip edilmiştir.

Nötron yıldızı atmosfer modelleri, tamamen iyonize Hidrojen plazmaları için, vakum polarizasyonun ve iyon siklotron çizgilerinin etkilerini hesaba katılarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada ayrıca [15] takip edilerek iyon siklotron çizgilerinin harmonikleri de hesaba katılmıştır. Önceki çalışmalarda olduğu gibi radyatif denge çözümleri için Lucy-Unsöld algoritması kullanılmıştır. Yüzey emisyonu tamamen, atmosferin efektif sıcaklığı T_{eff} , yüzey manyetik alanı B ve yüzeydeki kütle çekim ivmesi g = GM/R ile belirlenir. Bu çalışma boyunca $g = 1.921 \times 10^{15}$ m/s^2 olarak alınmıştır.

[14]'deki yaklaşıma benzer olarak rezonant siklotron saçılmanın etkileri için Green fonksiyonları yaklaşımı ile hesaplanmıştır. Manyetosferdeki manyetik alanın küresel simetrik olduğu ve $1/r^3$ bağımlılığı ile değiştiği varsayılmıştır. Radyatif transfer denklemi iki-akımlı Schwarzschild-Schuster yaklaşımı ile çözülmüştür. Oluşan spektrum iki parametreye bağlıdır : Saçılma optik derinliği

$$\tau = \frac{\pi^2 e^2 nr}{3mc\omega_B}$$

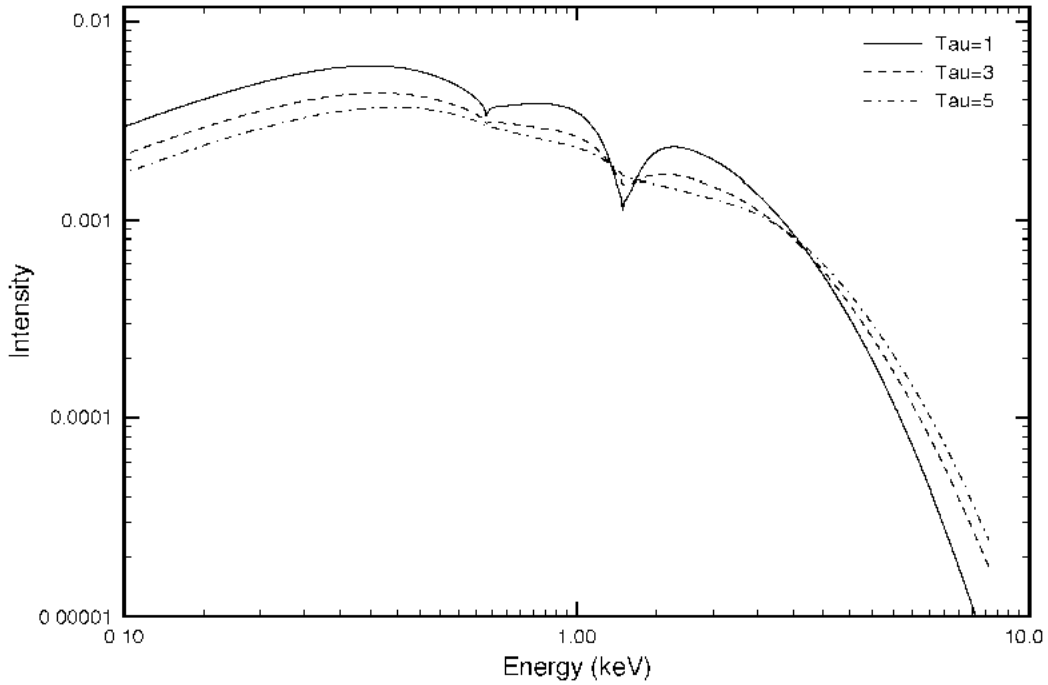
ve elektronların ışık hızı biriminde hızları β. Burada *n* plaza yoğunluğu, *r* siklotron saçılmanın oluşacağı bölgenin verilen bir foton enerjisine göre yarıçapı ve $\omega_B = eB/mc$ siklotron frekansı.

Hesaplamalarımızda, orijinal olarak [14] tarafından yazılan rezonant siklotron saçılma

kodu yüzey ışınım kodu tarafından üretilen çıktıyı alabilecek şekilde modifiye edilmiştir. Böylece sonuç X-ışın spektrumu hem yüksek manyetik alanlı bir nötron yıldızının yüzey ışınımı hem de bu ışınımın manyetosferde maruz kalacağı rezonant siklotron saçılma hesaba katılmış olarak elde edilecektir.

3. Sonuçlar

Saçılmanın yüzey ışınımı üzerine etkilerini inceleyebilmek için, 0.1, 0.3 ve 0.5 keV yüzey sıcaklıkları ve $10^{13} - 10^{15}$ G. arasında çeşitli manyetik alan değerlerine sahip modeller hesaplanmıştır. Oluşturulan bu spektrumlar daha sonra 1-10 arası optik derinlik ve 0.1 – 0.5 elektron hızı değer aralığını kapsayacak şekilde saçılmaya uğratılmıştır.

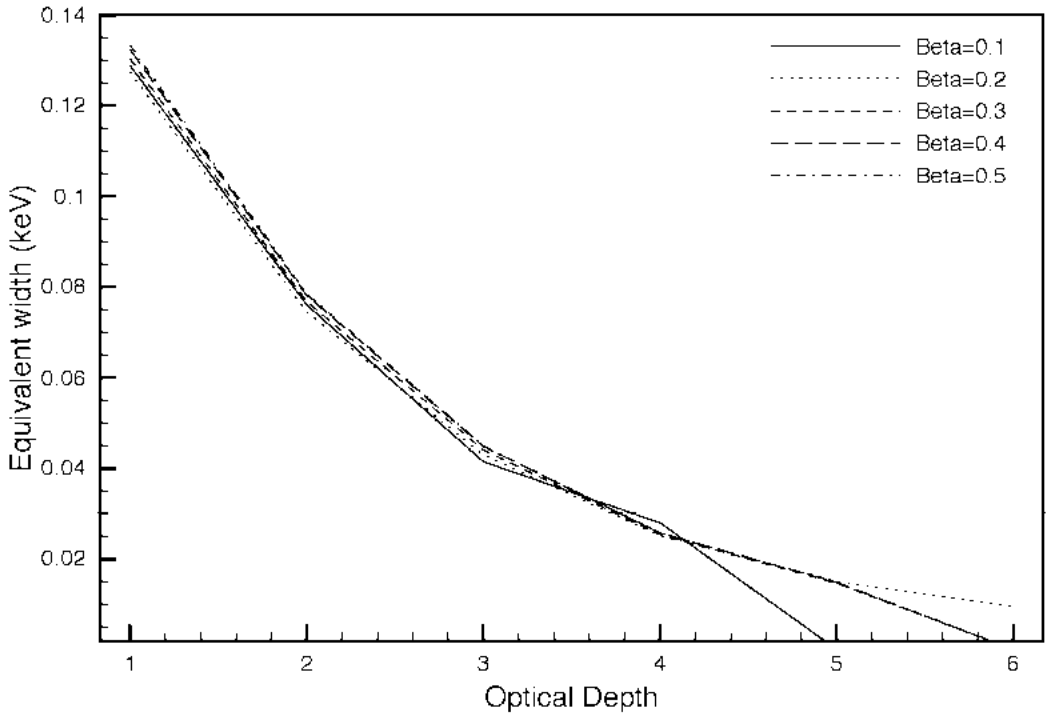


Şekil 1 Soğurma çizgilerinin ve sürekliliğin artan optik derinlik ile değişimi bu şekilde görünebilir.

Rezonant siklotron saçılmanın hem süreklilik hem de proton siklotron çizgileri üzerindeki etkilerini göstermek üzere Şekil 1'de 0.3 keV yüzey sıcaklığı, 10^{14} G yüzey manyetik alan şiddeti ve manyetosferdeki farklı optik derinlik değerleri için oluşan X-ışın spektrumları çizilmiştir. Rezonant siklotron saçılmanın etkisiyle [14] tarafından da belirtildiği gibi optik derinlik arttıkça proton siklotron çizgilerinin eşdeğer genişlikleri azalmaktadır. Bu ayrıca vakum polarizasyonunun da çizgi akılarını azaltmasına ek bir etkidir [10].

Spektrumun tepe noktasından sonraki foton enerjilerinde, zaten Plank eğrisinden sapmış şekilde görülen kuyruk daha da sert enerjilere doğru kaymaktadır. Bunun sebebi fotonların elektron tarafından her bir rezonant saçılmada enerjilerinin artmasıdır.

Şekil 2 ve Tablo 1'de, manyetosferik saçılma dolayısıyla proton siklotron çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin değişimi gösterilmiştir. Şekil 2'deki model hesaplaması $4x10^{14}$G yüzey manyetik alan şiddetli ve yüze sıcaklığı 0.5 keV olan bir nötron yıldızı için yapılmıştır. Farklı manyetik alan şiddetleri için sonuçlar Tablo 1'de verilmiştir. Şekil 2'de de görülebileceği gibi eşdeğer genişliğin değişimi elektron hızı β'ya çok bağlı olmamakta fakat optik derinlik τ ile hızla değişmektedir. Birim değerli bir optik derinlik bile eşdeğer genişliği yarı yarıya azaltmaya yetmektedir. Burada kullanılan model parametreleri ~$3x10^{16}$ cm^{-3} gibi bir parçacık yoğunluğuna denk gelmektedir. Bu değer 6s spin periyodu ve 10^{15} Gauss'luk bir nötron yıldızı için Goldreich-Julian yoğunluğunun ~2600 katıdır.



Şekil 2 Proton siklotron çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin değişimi.

Tablo 1. $\beta = 3$ için artan optik derinlik ile proton siklotron absorpsiyon çizgilerinin eş değer genişliklerinin değişimi. Bazı optik derinlik değerleri için çizgilerin eşdeğer genişliği verilmemiştir, bu çizginin o optik derinlik değeri için süreklilikten ayırt edilemediğini gösterir.

Manyetik Alan	**Çizgi Enerjisi**	**Eşdeğer genişlik (keV)**			
10^{14} Gauss	(keV)	Saçılmasız	$\tau = 1$	$\tau = 3$	$\tau = 5$
0.1	0.063	0.0013	0.00087	0.00044	-
0.1	0.126	0.0012	0.00080	0.00041	-
1	0.635	0.0405	0.02796	0.01464	0.0067
1	1.263	0.0302	0.01978	0.00954	0.0039
4	2.529	0.0639	0.03505	0.01202	-
4	5.051	0.2065	0.13029	0.04407	0.0146
8	5.050	0.3058	0.12968	0.02756	-
10	6.295	0.2753	0.12277	-	-

Hem vakum polarizasyonu hem de rezonan siklotron saçılmanın bir magnetarın X-ışın spektrumundaki etkileri benzerdir. Bu etkiler, eş değer genişlikteki azalmalar ve spektrumun yüksek enerjili kısmındaki Planck benzeri olmayan bir süreklilikdir. Bu ikinci bileşen genel olarak ikinci bir karacisim eğrisi ya da bir güç kanunu modelini termal bileşene ekleyerek modellenir. Tablo 2'de modeller tarafından üretilen spektrumların iki bileşenli karacisim modeli ile fit edildiğinde bulunan sonuçlar gösterilmiştir. Genel olarak yumuşak karacisim bileşeni nötron yıldızının yüzey sıcaklığını yansıtmakta fakat ikinci karacisim modeli yüksek enerjili kuyruğu modellemek için gerekmektedir.

Tablo 2. Farklı yüzey sıcaklıkları ve manyetik alan şiddetleri için süreklilik modellemesi sonuçları. B=10^{15} G ve T = 0.5 keV için optk derinlik değeri 3'e kadar ikinci bir bileşene ihtiyaç olmamıştır.

Manyetik Alan	Yüzey Sıcaklığı	Saçılmadan		τ = 1		τ = 3		T = 5	
10^{14} G		kT_1	kT_2	kT_1	kT_2	kT_1	kT_2	kT_1	kT_2
0.1	0.1	0.12	0.25	0.12	0.25	0.12	0.27	0.13	0.29
1	0.1	0.12	0.38	0.12	0.41	0.13	0.53	0.11	0.47
10	0.1	0.09	0.19	0.09	0.20	0.09	0.22	0.10	0.24
0.1	0.3	0.25	0.57	0.25	0.59	0.27	0.68	0.29	0.74
1	0.3	0.23	0.58	0.22	0.62	0.24	0.75	0.26	0.83
10	0.3	0.22	0.41	0.22	0.44	0.24	0.51	0.26	0.56
0.1	0.5	0.41	0.85	0.41	0.88	0.43	1.00	0.46	1.10
1	0.5	0.24	0.73	0.26	0.75	0.31	0.87	0.34	0.96
10	0.5	0.55	-	0.55	--	0.57	0.89	0.43	0.72

4. Tartışmalar

Bu çalışmada, [5], [10] ve [14]'deki metodlar kullanılarak, manyetosferik rezonant siklotron saçılmanın yüksek manyetik alanlı bir nötron yıldızının yüzey ışınımı üzerine etkileri incelenmiştir. Birim miktardaki bir optik derinliğin bile proton siklotron absorpsiyon çigilerini süreklilik spektrumundan ayrılamayacak hale getirebildiği gösterilmiştir.

Hem SGR'ler hem de AXP'lerin yüksek manyetik alanlı nötron yıldızları, magnetarlar, oldukları düşünülmektedir. Eğer bu böyleyse bu yıldızların yüksek manyetik alanları X-ışın spektrumlarında gözlenebilecek proton siklotron soğurma çizgilerinin oluşmasına yol açmaları beklenir. Ancak SGR 0526-66'ya ait RXTE spektrumlarından bazılarında gözlenen bir soğurma çizgisi benzeri yapı hariç hiçbir AXP ya da SGR'da proton siklotron çizgisi gözlenmemiştir. Rezonant siklotron saçılma bu durumu açıklamaya yardımcı olabilir.

Çalışmamızın devamında, bu modeller daha da geliştirilerek ve model spektrumlara genel rölativistik düzeltmelerde eklenerek, gözlemler ile karşılaştırılabilecek bir model oluşturulacak ve bu model XSPEC programına adapte edilecektir. AXP, SGR ve X-ışınlarında sönük izole nötron yıldızlarının (XDINS) Chandra ve XMM-Newton uydusu gözlemleri indirgenerek eldeki model kullanılarak bu yıldızların gerçek fiziksel özellikleri tespit edilmeye çalışılacaktır.

Kaynaklar

[1] Duncan C. D., Thompson C., (1992), "Formation of very strongly magnetized neutron stars - Implications for gamma-ray bursts", *ApJ*, 392, L9-L13

[2] Fahlman G. G., Gregory P. C., (1981), "An X-ray pulsar in SNR G109.1-1.0", *Nature*, 293, 202-204

[3] Mazets E. P., Golenetskii S. V., (1981), "Recent results from the gamma-ray burst studies in the KONUS experiment", *Ap&SS*, 75, 47-81

[4] Woods P. M., Thompson C., (2004), "Soft Gamma Repeaters and Anomalous X-ray Pulsars: Magnetar Candidates", *preprint(astro-ph/0406133)*

[5] Özel F., (2001), *ApJ*, "Surface Emission Properties of Strongly Magnetic Neutron Stars", 563, 276-288

[6] Lloyd A. D., (2003), "Model atmospheres and thermal spectra of magnetized neutron stars", *preprint(astro-ph/0303561)*
[7] Ho W. C. G., Lai D., Potekhin A. Y., Chabrier G., (2003), "Atmospheres and Spectra of Strongly Magnetized Neutron Stars. III. Partially Ionized Hydrogen Models", *ApJ*, 599, 1293-1301
[8] Zane S., Turolla R., Stella L., Treves A., (2001), "Proton Cyclotron Features in Thermal Spectra of Ultramagnetized Neutron Stars", ApJ, 560, 384-389
[9] Ho W. C. G., Lai D., "Atmospheres and spectra of strongly magnetized neutron stars", (2001), *MNRAS*, 327, 1081-1096
[10] Özel F., (2003), "The Effect of Vacuum Polarization and Proton Cyclotron Resonances on Photon Propagation in Strongly Magnetized Plasmas", *ApJ*, 583, 402-409
[11] Goldreich P., Julian W. H., (1969), "Pulsar Electrodynamics", *ApJ*, 157, 869
[12] Mikhailovskii A. B., Onishcenko O. G., Suramlishvili G. I., Sharapov S. E., (1982), *SvA*, 8, L369
[13] Thompson C., Lyutikov M., Kulkarni S. R., (2002), "Electrodynamics of Magnetars: Implications for the Persistent X-Ray Emission and Spin-down of the Soft Gamma Repeaters and Anomalous X-Ray Pulsars", *ApJ*, 574, 332-355
[14] Lyutikov M., Gavriil F. P., (2006), "Resonant cyclotron scattering and Comptonization in neutron star magnetospheres", *MNRAS*, 368, 690L-706L
[15] Güver T., Özel F., (2006) (Hazırlanmakta)

BL CAM YILDIZININ IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Mustafa HELVACI[1], Cahit YEŞİLYAPRAK[2], Deniz ÇOKER[1], Özgür BAŞTÜRK[1], F. Korhan YELKENCİ[1]

Özet

Bilindiği gibi, Astronomide kararsızlık kuşağı olarak bilinen tayf türü A-F aralığındaki anakoldan evrimleşmiş yıldızlar, çapsal (radyal) veya çapsal olmayan (non-radyal) zonklama yapmaktadırlar. Zonklayan yıldız gözlemlerinden yıldızların iç yoğunlukları ve diğer fiziksel paremetreleri hakkında önemli bulgular elde edilebileceği kanıtlanmıştır (Breger, 1995, Guzik, 1998, Kızıloğlu ve Ark., 2003). Yıldızların iç yapısıyla ilgili gözlemsel yolla elde edilecek bilgiler şüphesiz yıldız evrimi konusunda çalışan araştırmacılar için hayati önem taşımaktadır.

Bu çalışmada SX Phe türü zonklayan bir yıldız olan BL Cam yıldızı, TUG'da gözlenmiş ve ışık eğrisi analizi yapılarak çoklu zonklama mod yapısı ortaya konmuştur.

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, Ankara.*
e-postalar: Mustafa.Helvaci@science.ankara.edu.tr, denizcoker@gmail.com, ozbasturk@yahoo.com, korhanyelkenci@gmail.com,
[2] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Bölümü, 07058 Antalya,*
e-posta: orion@akdeniz.edu.tr

BAZI AGB YILDIZLARININ DÜŞÜK ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ KIRMIZI-ÖTE TAYFLARININ MODELLEMESİ

Mustafa HELVACI[1], Cahit YEŞİLYAPRAK[2], Bülent GÜÇSAV[1], Emre AYDIN[1], Deniz ÇOKER[1]

Özet

AGB yıldızlarının en belirgin özelliği evrimleşme sonucu merkezi yıldızın etraflarında yıldızı saran toz bir katman oluşmasıdır. Toz katmanın varlığından dolayı merkezi yıldızın tayfı etkilenir ve sürekli enerji dağılımı değişir (Elitzur, M, 1995). Bu çalışmada yaklaşık 20 AGB ve SR yıldızının VRI bantlarında (TUG projesi) gözlenmiş ve kırmızı öte gözlemleri eksik olan 20 ye yakın yıldızın kırmızı-öte sürekli enerji dağılımları modellenerek yıldızların fiziksel paremetreleri ortaya konmuştur.

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, Ankara*
e-postalar: Mustafa.Helvaci@science.ankara.edu.tr, emraydin@gmail.com, denizcoker@gmail.com
[2] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Bölümü, 07058 Antalya,*
e-posta: orion@akdeniz.edu.tr

YAKIN GALAKSİ KÜMELERİNDEKİ X-IŞIN KAYNAKLARIN DOĞASI

Murat HÜDAVERDİ[1,2], Hideyo KUNIEDA[1] , E. Nihal ERCAN[2]

Özet

İki galaksi kümesi, A194 ve A1060; XMM-PN verileriyle X-ışın özellikleri açısından analiz edildi. Her iki kümeye de geniş band kaynak tarama tekniği uygulandı ve 46-32 nokta kaynak, yani toplam 78 adet x-ışın kaynağı gözlemlendi. Kümülatif log(N)-log(S) akı limiti Fx < 10E-14 ergs/cm^{2}s olarak hesaplandı ve bu değer Lockman Hole değerleriyle kıyaslandı. Küme bölgelerinde kayda değer x-ışın fazlalığı bulundu. Küme yoğunluğu, alan yoğunluğuna göre en az 6 faktör kadar fazla olarak tespit edildi. Aynı oranın, lokal grup ile kıyaslanınca yaklaşık 15 faktör kadar yüksek olabileceği gösterildi. Bizim seçmiş olduğumuz x-ışın kaynakları 39.6 < log (L(x) < 40.8 ergs/s parlaklık aralığında olup; düşük kütleli x-ışın kaynakları, sıcak halo'lar veya starburst galaksilerin varlığına işaret etmektedir. Kaynakların böylesi dar bir parlaklık aralığına sıkışmış olmaları, ayrıca optik ve x-ışın parlaklık oranları (LX/LB) göz önüne alınarak; üst-sınır parlaklıktaki aktif çekirdekleri *infall-mekanizması*'yle, alt-sınır parlaklıktaki galaksileri ise yoğun plazma ortamının galaktik gazı sıyırıp, aktif galaktik çekirdeği yakıtsız bırakması şeklinde açıklıyoruz. Bunun doğal sonucu olarak da, küme kenarlarında parlak x-ışın kaynakları yer alırken; daha sönük olanları küme merkezlerinde toplanmaktadır.

Anahtar Kelimeler: Galaksiler, kümeler (Abell 194 ve Abell 1060)

Abstract

In this study, we report XMM-PN x-ray data analysis results of A194 and A1060. We applied a multi-band source detection technique and identified 78 sources in total, 46 and 32 respectively. Cumulative log(N)-log(S) is plotted for Fx < 10E-14 ergs/cm^{2}s lower limit and compared with LockmanHole field. A significant x-ray emission excess is found. The galaxy density is found to be factor - 6 higher than the field values and 15 - times higher than group

[1] *Nagoya University, Department of Particle and Astrophysical Science, Furocho, Chikusa, 464-8602, Japan, Tel:+81-52-788 6194, Faks: +81-52 789 1919, email: hudaverd@u.phys.nagoya-u.ac.jp*

[2] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek, 34342, İstanbul*

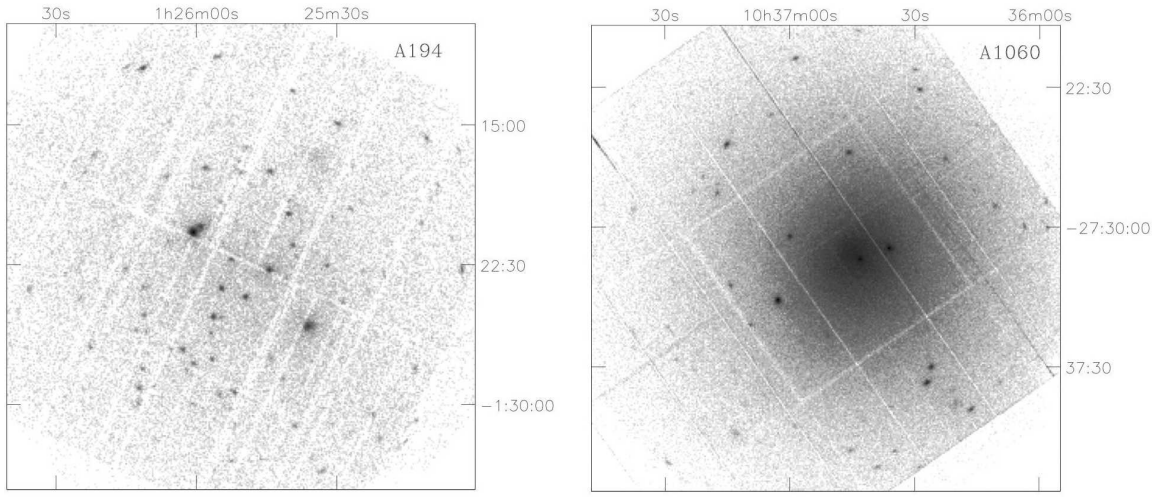
fields. Considering the low luminosity range of our sample $39.6 < \log (L(x) < 40.8$ ergs/s, we expect this emission to originate from hot halo or starburst galaxies unless the galaxy hosts an AGN in the center. If there is AGN, we suggest that 1) infall-mechanism triggers x-ray emission from AGN by fueling it in the out-skirts and 2) the emission is quenched as the galaxy falls deeper in to the clusters potential well by stripping most of its fuel to the ICM environment. The scenario also well explains why the bright galaxies locate in the outer parts.

Keywords: Galaxies, cluster, individual (Abell 194, Abell 1060)

Giriş

Küme üyesi galaksiler normal şartlarda x-ışın plasmasının (*Intra Cluster Medium* - ICM) parlaklığında gömülü oldukları için çalışılmaları kolay değildir. Ancak yeni nesil detektörlerin (*XMM-Newton* ve *Chandra*) ulaştığı tayfsal ve görüntü çözünürlüğü sayesinde galaksi kümeleri de çalışılmaya başlanmıştır.

Yapılan ilk optik taramalar aktif çekirdeklerin (AGN) kümelerde daha az olduğunu göstermiştir [1]. Dressler ve ekibi [2],[3] kümelerde ~%1, alan bölgelerinde de %5 seviyelerinde AGN bulmuşlardır. Yüksek kızıla-kayma değerlerinde kümelerin etek bölgelerinin x-ışın kaynakları açısından zengin olması, bölgeye çekim etkileri ile yeni düşmekte olan galaksilerin parlaması olarak açıklanmıştır. Cappi ve arkadaşları [4] z~0.5 olan 3C295 ve RX J0030 kümelerinde 53 ve 44 kaynak bulmuşlardır. Aynı şekilde Molnar [5] zengin bir küme olan Abell 1995'de (z=0.32) alana göre çok sayıda galaksi buldu. *Chandra* verileriyle Ruderman ve Ebeling [6] kızıla-kayma aralığı $0.3 < z < 0.7$ kümelerinde galaksi



Şekil 1: A194 (sol) ve A1060 (sağ) XMM-EPIC 0.3-10 keV görüntüleri.

sayısında 8σ fazlalık kaydettiler.Yakın galaksi kümeleri içinde durum farklı değildi. Henry & Briel [7] A2256 (z=0.06) *ROSAT* verileriyle alan galaksilerinden iki kat daha fazla yoğunluk tespit ettiler. Son olarak Martini ve ekibi [8] yakın kümelerde (0.05<z<0.31) yüksek sayıda AGN buldular.

Biz de bu bildiri ile Abell 194 (z=0.018) ve Abell 1060 (0.011) kümelerindeki x-ışın kaynaklarına ait çalışma sonuçlarımızı sunuyoruz (Şekil 1). Kaynakları kısmen sönük olmaları ve üye galaksilerin ortamdan ayırt edilme kolaylığından dolayı seçtik. Çalışmamızda Hubble sabiti 75 km/s.Mpc ve kozmik ivme parametresi q_o=0.5 olarak kabul edildi. Bu varsayımla A194 73Mpc ve A1060 46 Mpc mesafede yer almaktadır. 1 yay dakika 20.5 kpc ve 13 kpc'ye denk gelmektedir. Aksi belirtilmedikçe bütün hata aralıkları %90 olarak verilmiştir

2- Gözlemler ve Analiz Tekniği

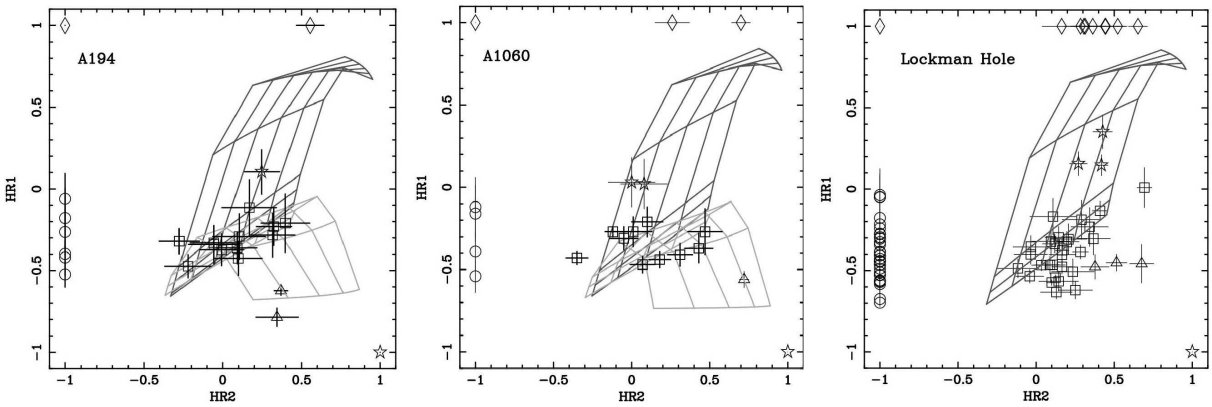
Çalışmada XMM-Newton uydu verileri kullanıldı. A194 Aralık 2002, A1060 Haziran 2004 yılında gözlendi. İki küme ile beraber Lockman Hole verileri de kontrol bölgesi olarak, sonuçları kıyaslama amaçlı analiz edildi. Bütün ODF verileri SAS programı ile rutin aşamalardan geçirildi, ortalama sayımın 2.7σ üst ve alt kısımları temizlendi. GTI dosyaları oluşturularak analize hazır hale getirildi.

Çok bantlı bir uygulama ile bütün veriler kaynak taramasından geçirildi. Galaksilerin olası fiziksel farklılıklarını da tespit edebilmek için düşük (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve yüksek (1.6-10 keV) enerji aralıklarında tarama yapıldı. Üç ayrı banttaki veriler, iki ayrı (EMLDETECT & EWAVELET) teknikle kıyaslamalı olarak tarandı. 25 yay derecenin dışında kalan kaynaklar elendi. PN ve MOS sonuçları SRCMATCH komutu ile birleştirildi ve son listeler oluşturuldu. Çözünürlüğü daha yüksek olduğu için bu bildiride yalnız EPN detektör sonuçlarını sunacağız. Uygulanan teknik neticesince, EPN verileriyle 46 galaksi A1947'den, 32 galaksi A0160'dan, toplam 78 galaksi tespit edildi.

3- Kaynakların Sınıflandırılması

Taramalarla tespit edilen bütün galaksilerin fiziksel olarak aynı özellikleri göstermedikleri, kiminin sadece düşük, kiminin sadece yüksek enerji aralıklarında ışınım yaptıkları görüldü. Her bir galaksinin sayımları tayf çalışmaları için yeterli olmadığından, kaynakların sınıflandırılması yoluna gidildi. Oluşturulan gruplar tayf analizleri için yeterli sayıma ulaştığı için gruba dahil galaksiler bu tayflarla temsil edildi. Sınıflandırma için *X-ray Color Diagram* (*XCD*) tekniği kullanıldı. Bu amaçla iki parametre tanımlandı HR1=(O-D)/(O+D) ve HR2=(Y-O)/(Y+O). Burada D,O ve Y yukarda izah ettiğimiz düşük, orta, yüksek enerji aralıklarındaki net sayımları temsil etmektedir. Her bir galaksinin XCD üzerinde dağılımlarını anlayabilmek için similasyonlar yapıldı. Power-law ve MEKAL termal plazma modelleri uygulanarak olası düşük, yüksek enerjili veya soğurumlu kaynakların diyagram üzerindeki yerleri tahmin edilmeye çalışıldı. Similasyonlarda hidrojen emilimi galaktik değerlerde, metal

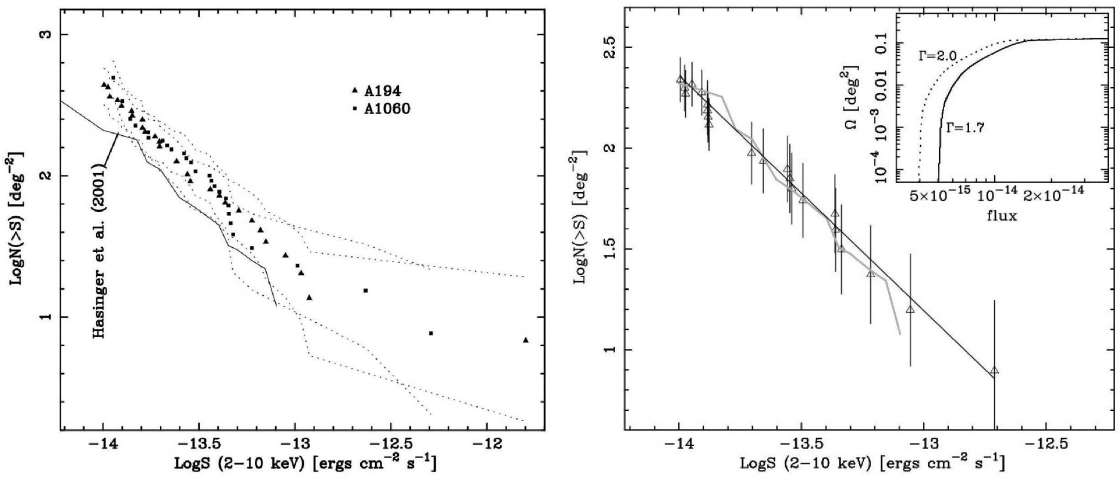
bollukları ortalama galaktik değer olan 0.3 solar olarak alındı. Power-law indeksi Γ, 1.0 → 3.0 arası değerde 0.1 basamakla, soğurumlu kaynaklar ise Nh, 0.01E22 cm^{-22} → 3.00E22 cm^{-22} arasında 0.5 basamakla kaydırıldı. Termal plazmalı galaksiler için sıcaklık değeri 0.5 keV kabul edilerek simulasyonlar gerçekleştirildi. Şekil 2 similasyon sonuçları neticesi tahmin edilen galaksi dağılımlarını göstermektedir.



Şekil 2: A194, A1060 ve Lockman Hole X-ışını renk diyagramları. Her sembol farklı türden kaynakları temsil etmektedir; □ soğurumsuz, ▯ soğurumlu, Δ ikili model plazma, ◊ yüksek enerjili , ○ düşük enerjili galaksileri göstermektedir. Gri çizgiler §3'de anlatılan similasyonu göstermektedir.

4- Log*(N)*-Log*(S)*

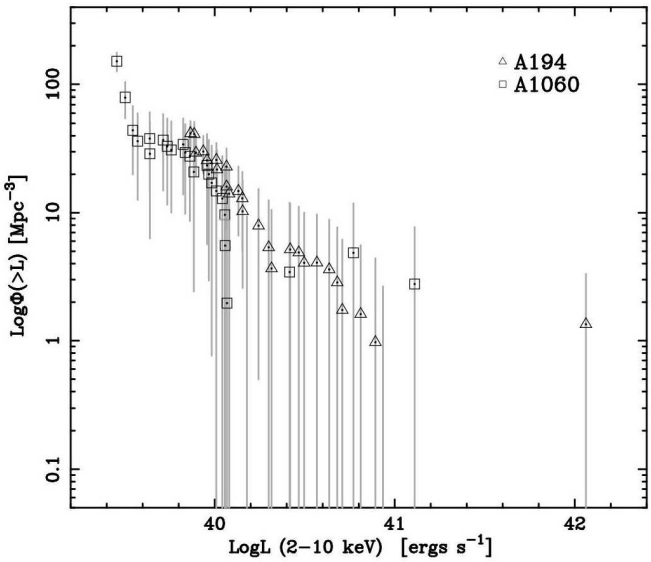
Bütün galaksilerin aynı akıda olmadıkları bilinen bir gerçektir. Belirli bir akı değerinin üzerinde galaksi sayısını gösteren Log*(N)*-Log*(S)* adlı grafik, galaksilerin bu özelliğinden yola çıkılarak tanımlanmış olup, kümeler hakkında önemli bilgiler verebilmektedir. N (>S) = ∑ 1/Ω (deg^{-2}) ifadesi bütün kaynaklar için hesaplanarak elde edilir. Biz de A194 ve A1060 galaksi kümesi sonuçlarını, Lockman Hole bölgesinin Log*(N)*-Log*(S)* grafiği ile kıyasladık.



Şekil 3: a) A194 (▲) ve A1060 (■) Log*(N)*-Log*(S)* değerlerinin Lockman Hole ile kıyaslanması. Noktalı yerler hata aralığı bölgesini göstermektedir. **b)** Bu çalışmadaki Lockman Hole sonuçlarının diğer alan sonuçları ile karşılaştırılması.

Şekil 3 Log*(N)*-Log*(S)* sonuçlarını göstermektedir. Galaksi nüfusunun galaksi kümesi bölgelerinde, alana orana fazla olduğu açıkça görülmektedir. Lockman Hole alan galaksilerini temsilen seçtiğimiz için bu sonucu diğer alan galaksileri sonuçları ile kıyasladık. Hasinger ve ekibinin [9] yine XMM ile yaptığı çalışmayla uyum içinde olduğu görüldü. (Şekil 3-b).

Ancak Log*(N)*-Log*(S)* galaksilerin alan yoğunluğunu verdiği icin yeterli değildir. Biz bu araştırmamızda yoğunluk hesaplamasını bir kademe daha ilerleterek en gerçekçi rakam olan *hacim yoğunluğu* yoluna gittik. Küme üyesi galaksi rakamlarındaki hatayı en aza indirmek için, öncelikle Log*(N)*-Log*(S)* alan yoğunluğu değerlerinin farkını aldık. Böylece KÜME ve ALAN farkını elde ettik ki, bu rakam tamamı ile kümeye ait galaksi yoğunluğunu göstermektedir. Daha sonra alan hacme çevrildi. Bunun için ise galaksi kümelerimizin kızıla-kayma değerlerini kullandık ve detektörün bize sunduğu alana ortalama küme derinliği olan 1 Mpc bir boyut katarak, kübik bir hacim hesaplaması yaptık. Akı değerleri kızıla-kayma değerleri yardımı ile parlaklığa dönüştürüldü ve küme galaksilerinin hacim-yoğunluğu hesaplanmış oldu. Şekil 4 yaptığımız hesap ile çıkan grafiği göstermektedir. X-ışın Lüminosite Fonksiyonu (XLF) adı ile anılan bu grafik belirli bir değerden parlak galaksilerin birim hacim yoğunluğunu göstermektedir. Parlaklık aralığında sıkışma gerçektende ilginçtir ($39.5 < \log L_X < 42.1$). Bunun olası fiziksel açıklamaları, sonuçlar kısmında yer alacaktır.



Şekil 4: X-ışın Lüminosite Fonksiyonu (XLF). Herhangi bir değerden üzerinde parlaklıklığa sahip galaksilerin birim hacim yoğunluğunu gösteren bu grafik, küme ve alan arasındaki galaksi yoğunluğu ile elde edildi. A194 galaksi parlaklık dağılımı Δ ile A1060 ise □ ile gösterildi.

5- Sonuçlar

Abell 194 ve Abell 1060 galaksi kümelerinin XMM-Newton x-ışın verileri analiz edildi. Her iki küme için Log(*N*)-Log(*S*) grafikleri hesaplandı. Sonuçlar kontrol bölgesi olan Lockman Hole ile kıyaslandı. Bu alan galaksilerine ait değerler, küme bölgelerinden elde edilen yoğunluk değerlerinden çıkartılarak salt küme yoğunluğu hesaplaması yapıldi. XLF

grafikleri elde edildi ve küme galaksilerinin 3σ daha fazla (i) x-ışınımına sahip olduklarını yada (ii) XLF grafiğinin daha farklı bir yorumuyla galaksi hacim yoğunluğu yüksek olduğu görüldü.

Şayet küme galaksileri gerçekten bir x-ışınım parlaklığı gösteriyorsa, burada galaksilerin x-ışınım mekanizmalarını irdelememiz ve küme ortamının bu mekanizmaya olası etkilerini tartışmamız gerekir. X-ışınımı galaksinin türüne (eliptik, lentik ve spiral vs.) ve görüş açımıza (head-on, edge-on) bağlıdır. Galaksi türü kollardaki yıldız oluşumu, ikili yıldız sistemleri sayısı ve x-ışın ikili yıldızları (HMXB ve LMXB) yoğunluğu hakkında bilgi vereceği için çok önemlidir. Galaksi kümeleri populasyonu bilindiği gibi eliptik galaksilerin çoğunluğu ile oluşur. Spiral galaksilerin alımlı süslü kolları ile, galaksi kümeleri gibi yoğun uzay alanlarında uzun mesafeli yol alamamaları çok makuldur. Kollarındaki gaz ve ağır metalleri kalabalık galaksi alanına girince ortama bırakırlar. Bu kalıntılar galaksiler arası plazmayı oluşturur. Yakın zaman eliptik galaksilerin *Chandra* veri analiz sonuçları bu tür galaksilerin x-ışınlarının kaynağının sıcak halo gazından daha çok, galakside dağınık bir şekilde bulunan (LMXBler) x-ışın ikililerinden geldiğini göstermiştir. Tabi bütün bu hesaplamalar galaksinin aktif bir çekirdek halleri içindir. AGN olması durumunda, ışımanın büyük ölçüde aktif çekirdekten geleceği aşikardır.

5.1. LMXB: X-Işın/Optik Parlaklık (L_X/L_B) Oranı Testi

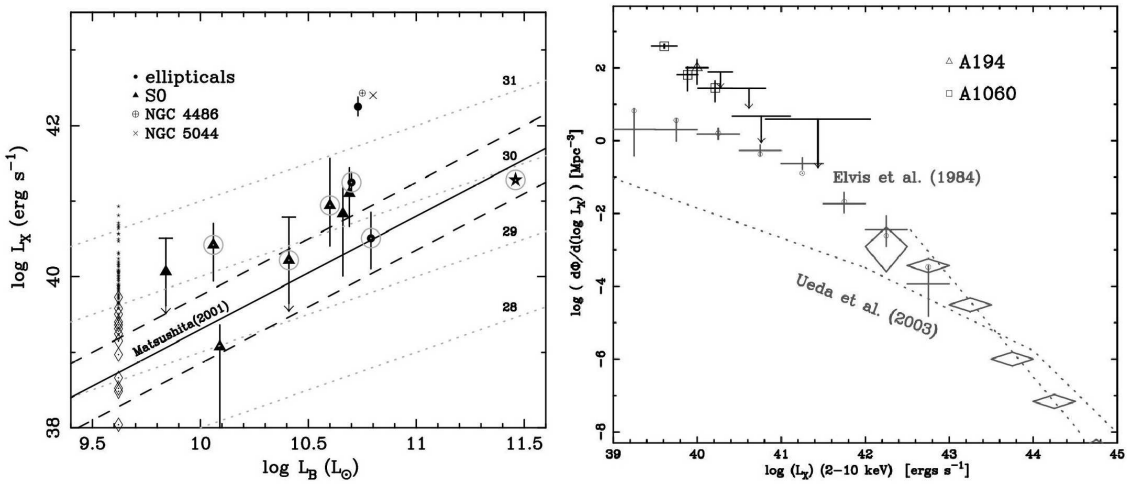
X-ışınımının galaksinin kollarında yer alan ikili sistemlerden kaynaklandığını kontrol için öncelikle x-ışınım optik oranı (L_X/L_B) olarak bilinen değeri kullanıp diğer sistemlerle kıyasladık. Bu değer, B-band optik görüntüsünün galaktik toz ve yakın zaman yıldız oluşumlarına hassas olması ve bu bölgelere işaret etmesi mantığına dayalıdır. Bu yüzden Yıldızlar Arası Bölge (ISM), sıcak halo ve LMXBs hakkında önemli bulgular sunar.

Tablo 1 : Optik eşlenimli X-ışın kaynakları ve kaynakların bazı özellikleri. Açıklamalar için §5.1

Src	Name	z	log (r_e)	m_B	M_B	log ($L_B/L_\odot$)	log (L_X)	log (L_X/L_B)	Type	Group
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
#1	NGC 547	0.018239	0.951	12.91	-21.42	10.73	42.25	31.52	E1	A194
#8	NGC 541	0.018086	1.417	13.07	-21.25	10.66	40.83	30.17	S0	A194
#23	NGC 543	0.017666	0.675	14.46	-19.80	10.09	39.08	28.99	S0	A194
#27	[D80] 051	0.013219	0.730	14.45	-19.18	9.84	40.06	30.22	S0	A194
#56	NGC 545	0.017806	1.704	12.97	-21.31	10.69	41.10	30.41	S0	A194
#1	NGC 3312	0.009627	1.421	11.85	-21.10	10.60	40.94	30.34	Sb	A1060
#3	NGC 3311	0.011985	1.979	12.08	-21.34	10.70	41.25	30.55	E2	A1060
#5	NGC 3309	0.013593	1.337	12.12	-21.58	10.79	40.51	29.72	E3	A1060
#11	[S96a] 028	0.039604	1.420	12.78	-23.24	11.46	41.28	29.82	SB	A1060
#12	ESO501-G 047	0.016088	1.937	14.32	-19.74	10.06	40.42	30.36	S0	A1060
#22	NGC 3308	0.011855	1.621	12.78	-20.62	10.41	40.22	29.81	S0	A1060

Tespit ettiğimiz galaksiler içerisinden 11 tanesi optik gözlemlerle de tespit edildi. Biz bu galaksiler her iki band parlaklıkları yanında, kızıla-kayma, etkin yarıçap, görünen parlaklık (M_B), mutlak parlaklık değerlerini Tablo 1'de listeledik. Etkin yarıçap *re*, parlaklığın yarıya indiği noktanın merkeze uzaklığı, görünen mavi parlaklık $M_B = m_B + 5\text{-}5\log(d)$, d galaksinin

bize parsek cinsinden uzaklığı kullanılarak hesaplanmıştır. B-band parlaklıklar $logL_B = -0.4(M_B-5.41)$ eşitliği kullanılarak hesaplanmıştır. X-ışın tayfları model fitleriyle elde ettiğimiz x-ışın parlaklarını LX olarak aldık. Yüksek band [0.2-10 keV] X-ray ve optik (B-band) parlaklık oranları $log(LX/LB)$ grafiği Şekil 5-a'da gösterilmiştir. Grafikteki kesiksiz kalın çizgi Matsushita ve arkadaşlarının [10] tespit ettiği ortalama dağılım çizgisidir. Bizim 11 galaksi örneğimiz bu ortalama değerin üzerinde yer aldığı açıkça görülmektedir. Burada her bir kaynağın fiziksel özelliklerinden detaylı olarak bahsetmeyeceğiz. Daha fazla bilgi için bakınız [11]. Elimizdeki 11 optik eşlenimli kaynağın, LMXB ve yıldız oluşumu açısından zengin ve bu yüzden küme ortamlarında daha parlak oldukları düşünülebilir. Ancak bu sadece tespit ettiğimiz kaynakların %10'undan daha azı için yeterli bir açıklamadır. Diğer kaynaklar optik eşlenim göstermemektedir. Biz yinede Lx değerlerine dayanarak kaynakları log(LX/LB) grafiği Şekil 5-a'da olabilecekleri yerlere koymaya çalıştık. Bu çalışmamızla bile, kalan 52 galaksinin, yani bütün kaynakların %68'inin hiçbir şekilde gizli LMXB'lerle açıklanamayacağını gördük. Galaksi kollarında dağınık bir şekilde bulunan bu diskrit kaynakların yetersizliği, dikkatimizi galaksi merkezlerine çevirmemize neden oldu. Bir sonraki başlık aktif çekirdek olasılıkları tartışılacaktır.



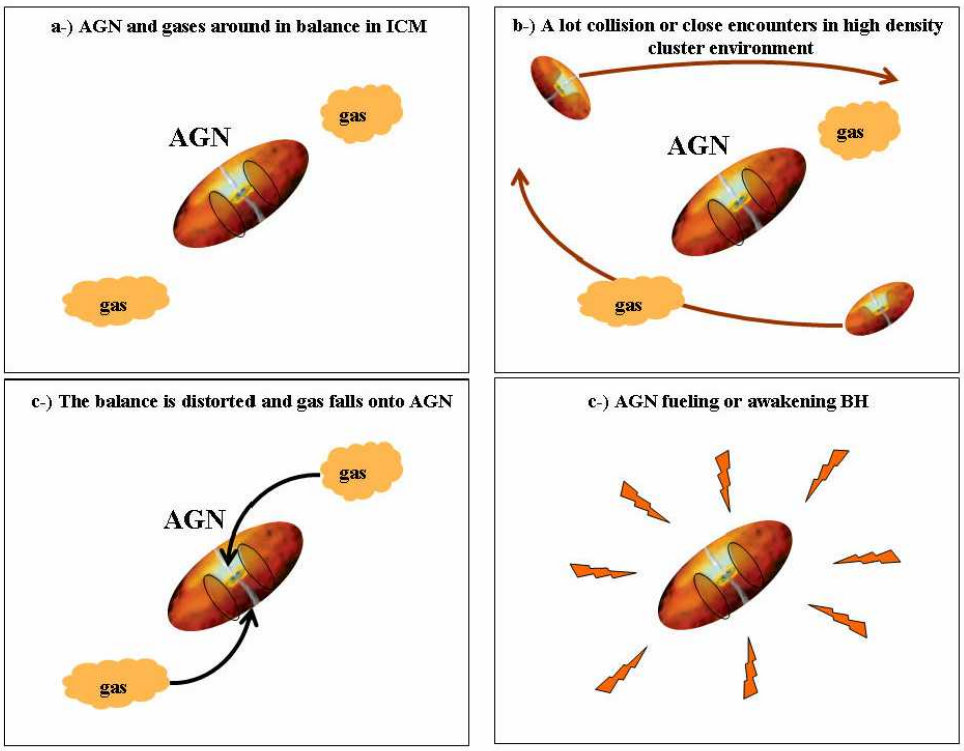
Şekil 5: Burada küme galaksilerinin ışınım kaynağı LMXB ve AGN alan değerleriyle karşılaştırıldı. **(a) LMXB:** Kaynakların x-ışın , mavi parlaklık (LX-LB) oranları alan değerleri. **(b) AGN yoğunluğu:** Boş alan ve galaksi kümeleri AGN yoğunluk kıyaslamaları (XLF).

5.2. Entegre X-Işınım Parlaklık Fonksiyonu (*XLF*)

Olası AGN yoğunluğunun alan değerlendirilmesi ile kıyaslaması yapılması çok basit ve bir o kadarda değerli sonuçlar sunabilmektedir. X-Işınım Parlaklık Fonksiyonu (XLF) denilen bu çalışma, verilen bir değerden daha parlak galaksilerin uzay yoğunluklarını Mpc^{-3} cinsinden verir. Bu hesaplamada aşağıda yazılı, iki power-law devam formundan faydalandık.

$$\frac{d\Phi(L_X, z=0)}{d\log L_X} = A\left[\left(\frac{L_x}{L_*}\right)^{\gamma 1} + \left(\frac{L_x}{L_*}\right)^{\gamma 2}\right]^{-1}$$

Burada $d\Phi(L_X,z)/\log L_X$ kısmı $\log L_X$ başına düşen hacim yoğunluğudur. Model değişkenleri olarak Ueda [12] değerlerinden faydalandık. X-ışınım sonuçlarından elde ettiğimiz değerleri Şekil 5-b'de alan ve grup galaksi yoğunluğu ile kıyaslamalı biçimde görebilirsiniz. A194 ve A1060 kümelerinden elde ettiğimiz sonuçlar fazla yoğunluk değerleri ile hemen dikkat çekmektedir. Gerçi grafiği iki şekilde okumak mümkün; (1) yakın galaksi kümeleri x-ışınım parlaklıkları yüksek yada (2) galaksi kümelerinde AGN nüfusu fazla. Galaksi kümelerini bir ipe dizili inci taneleri gibidir. Galaksiler, küme merkezlerine doğru uzanan filamentler üzerinde yer alırlar. Bu açıdan bizim bu inci kolyeye uzunlamasına bakıyor olmamız, yani projeksiyon etkisi söz konusu olabilir düşüncesiyle, simulasyon sonuçlarını göz önüne aldık. Simulasyon sonuçlarına göre filament yoğunluğunu ve ortalama kümeler arası mesafeyi hesaba kattık. Tespit ettiğimiz bu AGN yoğunluğunun sadece bir projeksiyon etkisi olması için inci kolyemizin 100 Mpc uzunluğunda olması gerektiğini hesapladık. Ancak ortalama iki küme arası mesafe en fazla 10 Mpc olduğu ansiklopedik bir bilgidir. Yoğunluğun tamamını projeksiyon etkisine vermek gerçekçi olmamakla beraber, bu etkinin tespit ettiğimiz AGN yoğunluğunu biraz artırdığı da inkar edilemez. Bu ihtimali de değerlendirdikten sonra, tekrar olası fiziksel senaryolarımıza dönebiliriz.



Şekil 6 : a) Kümedeki AGN'ler çevresindeki gaz ile dengede bulunuyor. b) Ancak galaksi kümeleri çarpışmaların ve yakın geçişlerin çok olduğu uzay alanları olduğu için, c) AGN ve gaz dengeleri bozuluyor. d) Galaksi üzerine düşen gaz aktif çekirdeği besleyerek parlaklığını artırıyor veya uyumakta olan bir karadelik ise uyandırıyor.

Yakın zaman Chandra çalışmaları galaksilerin küme içerisinde rasgele dağılmadıklarını, parlak galaksilerin küme eteklerine yakın bölgelerde yer aldığını gösterdi [13],[14]. Bizim tespit ettiğimiz galaksilerin parlaklık değerleri ve dağılımları göz önüne alınacak olursa aynı fiziksel etki A194 ve A1060 için söz konusu olabilir. Yani, küme alanına giren galaksiler, ilk yoğun ICM gazı ile yüzleştiklerinde parlaklıkları artabilir. Galaksi kümeleri alana göre çarpışma veya en azından yakın geçişlerin sık yaşandığı alanlardır. Bir galaksinin etrafında dengede olan gaz kümeleri pekala galaksi potesiyeline düşebilir ve bu düşüş galaksimizin çekirdeğindeki AGN parlaklığını artırır. Şayet merkezde uyuyan bir karadelik varsa, bu gaz beslemesi uyuyan karadeliği uyandırır ki bu senaryo populasyon fazlalığını açıklar. Bu aktif çekirdek tetikleme ve uyandırma zincirlemesi Şekil 6'da gösterilmiştir. Küme merkezine doğru yoğunluk eksponansiyal şekilde artar. Merkeze doğru ilerleyen AGNler yoğun plazmaya maruz kalır ve galaksiler kollarındaki gazları yani yakıtlarını, yavaş yavaş ortama bırakırlar. Bu senaryo, neden 10E42 erg/sn'den daha parlak galaksi tespit edemediğimizi açıklayabilir.

Yazar Dr. Murat Hüdaverdi, değerli fikirlerinden dolayı Yoshihiro Ueda'ya, A1060 SUBARU verilerini yayınlanmadan bizlerle paylaşan Hitomi Yamanoi'ye teşekkürü bir borç bilir. Bu bildiri, BOGAZİÇİ ÜNİVERSİTESİ VAKFI tarafından yazara verilen ulaşım desteği sayesinde, ulusal gök bilimcilerine ulaşabilmiştir.

Kaynaklar

[1] Osterbrock D. E., 1960, ApJ, 132, 325

[2] Dressler A., Gunn J. E., Schneider D. P., 1985, ApJ, 294, 70

[3] Dressler A., Smail I., Poggianti B. M. et al. 1999, ApJS, 122, 51

[4] Cappi M., Mazzotta P., Elvis M., et al. 2001, ApJ, 548, 624

[5] Molnar S. M., Hughes J. P., Donahue M. et al, 2002, ApJ, 573, 91

[6] Ruderman J. T. and Ebeling H., 2005, ApJ, 623, 81

[7] Henry J. P. and Briel U. G, 1991, A&A, 246, L14

[8] Martini P., Kelson D. D., Mulchaey J. et al., 2006, arXiv:astro-ph/0602496

[9] Hasinger G, Altieri B., Arnaud M. et al., 2001, A&A, 246, L14

[10] Matsushita K., ApJ, 132, 325

[11] Hudaverdi M., Kunieda H., Tanaka T., et al., 2006, PASJ, 58, 6

[12] Ueda Y., Masayuki A., Ohta K., et al., 2003, ApJ, 598, 886

[13] Martini P., Kelson D. D., Kim E., et al., 2002, ApJ, 576, L109

[14] Johnson O., Best P. N. ve Almaini O., 2003, MNRAS, 343, 924

ETKİN SOĞUK YILDIZLARDA MANYETİK AKININ YÜZEYSEL TAŞINIMI VE YILDIZ LEKELERİNİN ÖMÜRLERİ

Emre IŞIK[1]

Özet

Bu çalışmada, soğuk cüce ve alt dev yıldızlarda diferansiyel dönme, yıldız yarıçapı ve leke büyüklüğünün yıldız lekelerinin ömürlerine etkisi konusunda sayısal benzetimler yapılmış, ayrıca lekelerin olası biçimsel yapısı irdelenmiştir. Yıldız lekeleri, manyetik alanın yüzeye dik olduğu çift kutuplu manyetik bölgeler (ÇMB) olarak tasarlanmıştır. Bir ÇMB'nin diferansiyel dönme ve boylamsal akış etkisi altında çalkantılı difüzyonu için iki boyutlu bir doğrusal model yardımıyla benzetimler yapılmıştır. Diferansiyel dönme için AB Dor, Güneş ve HR 1099'un alt dev bileşeninin gözlenen diferansiyel dönme oranları kullanılmıştır. Başlangıç enlemi, diferansiyel dönme oranı ve yerel enleme göre eğiklik açısının değişik değerleri için yapılan benzetimlerde ÇMB'lerin manyetik akı değişimi ve ömürleri hesaplanmıştır. Güneş'te gözlenen büyük ÇMB'lere yakın çaptakiler için diferansiyel dönme oranı ile eğiklik açısının değiştirilmesi, yaşam süresinde bir aya varan değişikliklere neden olmaktadır. Çok büyük ÇMB'lerde ise (kesirsel alan ~0.1-0.2) eğiklik açısının varlığı, ömürde dikkate değer bir uzamaya yol açmaktadır. Böylesi ÇMB'lerin yüzey akışları altında evrilerek kutup lekesi oluşturabileceği ve oluşan lekenin başka bir akı katkısı olmaksızın bir yıl düzeyinde bir ömrü olabileceği saptanmıştır. HR 1099'un alt dev bileşeninin gözlenen zayıf diferansiyel dönmesi ve yarıçapı hesaba katıldığında, 70° enlemde ortaya çıkan, açısal çapı Güneş'teki büyük ÇMB'lerinki yöresinde olan bir ÇMB'nin yaklaşık iki yıl kadar yaşayabileceği bulunmuştur.
Yıldız lekelerinin biçimsel yapısına ilişkin yapılan yaklaşımlarda tek kutuplu manyetik bölgeler kullanılmıştır. Etkin yıldızlarda gözlenen büyük lekelerin tek ya da çok parçalı oluşunun lekenin manyetik akı evrimine etkisi sınanmıştır. Diferansiyel dönmenin etkisi olmadığı durumda söz konusu iki durumun birbirine yakın yaşam süreleri verdiği bulunmuştur. Tek parçalı leke benzetmesinde manyetik akının doğrusal biçimde azalışı, analitik çözümle doğrulanmıştır.

Anahtar kelimeler: Yıldızlar: manyetik alanlar – manyetohidrodinamik (MHD) – yıldızlar: etkinlik

Abstract

The effects of surface differential rotation, stellar radius, and spot size on the lifetimes of starspots have been simulated and possible configurations for starspots are considered. Starspots have been considered as bipolar magnetic regions (BMRs). Turbulent diffusion of a BMR under the effects of differential rotation and meridional flow has been simulated under different stellar conditions. For the surface differential rotation, we have taken the observed values AB Dor, the Sun, and the subgiant component of HR 1099. With these settings, we estimate the dependence of starspot lifetimes on the emergence latitude, the tilt angle, spot size and stellar radius. Finally we

[1] *Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max-Planck-Str. 2, 37191, Katlenburg-Lindau, Almanya*
Tel.: +49-5556-979273, Faks: +49-5556-979190, e-posta: ishik@mps.mpg.de

present test simulations for the evolution of an isolated starspot having different configurations and compare the decay of a monolithic spot without large scale flows.

Key words: Stars: magnetic fields – magnetohydrodynamics (MHD) – stars: activity

1. Giriş

Hızlı dönen soğuk yıldızlarda oldukça etkin çalışan hidromanyetik dinamo, yüzeyde konvektif enerji akısını baskılayacak derecede güçlü manyetik bölgeler oluşturmakta ve bu bölgeler, çevresine göre daha soğuk yıldız lekeleri olarak karşımıza çıkmaktadır. Doppler ve Zeeman-Doppler görüntüleme teknikleri, yıldız lekelerinin dolaylı olarak gözlenmesine olanak sağlamaktadır. Bu yöntemlerle farklı zamanlarda elde edilen parlaklık ve manyetik alan haritaları, genç tek yıldızlarda ve hızlı dönen yakın çift yıldızların evrimleşmiş alt dev ya da dev bileşenlerinde leke dağılımının alçak ve orta enlemlerde bir ay zarfında tümüyle değiştiğini, buna karşın kutup lekelerinin on yıl kadar yaşayabildiğini göstermektedir [1]. Gözlenen lekelerin tek parçalı mı, yoksa çok parçalı mı olduğu sorusu güncelliğini korumaktadır [2]. Literatürde yıldız lekelerinin ömürlerine odaklanan bir kuramsal çalışma bulunmamaktadır. Bu çalışmanın amacı, yüzey akışlarının yıldız lekelerinin ömürlerini nasıl etkileyebileceğini ve kutup lekelerinin oluşumunu araştırmaktır.

İkinci bölümde kuramsal modelin altyapısı, üçüncü bölümde ÇMB'ler olarak yıldız lekelerinin evrimi, dördüncü bölümde yıldız lekelerinin yapısına ilişkin irdelemeler verilmiştir. Beşinci bölümde ise sonuçlar sıralanmıştır.

2. Model

Yıldız lekelerini oluşturan manyetik alanın bünyesel dağılımı bilinmemektedir. Bu nedenle çalışmada yıldız lekeleri, olası en basit biçimde, işareti olan, yüzeye dik manyetik alan dağılımları olarak ele alınmıştır. Bu durum, Güneş'in büyük ölçekteki yüzey manyetik alanı için iyi bir yaklaşımdır [3], [4]). 3. bölümde yıldız lekeleri, Güneş'ten bildiğimiz çift kutuplu manyetik bölgeler (bundan böyle ÇMB) olarak betimlenmiştir. Bir ÇMB'nin enleme (λ) ve boylama (ϕ) bağlı işaretli manyetik akı yoğunluğu,

$$B(\lambda,\phi) = B^{+}(\lambda,\phi) - B^{-}(\lambda,\phi) \qquad (1)$$

biçiminde ifade edilmiştir. ÇMB'nin manyetik alan dağılımı için [5] ve [6]'nın Güneş'te manyetik akı taşınım modelleri için kullandığı

$$B^{\pm}(\lambda,\phi) = B_0 \exp\left[-\frac{2[1-\cos\beta_{\pm}(\lambda,\phi)]}{\beta_0^2}\right] \qquad (2)$$

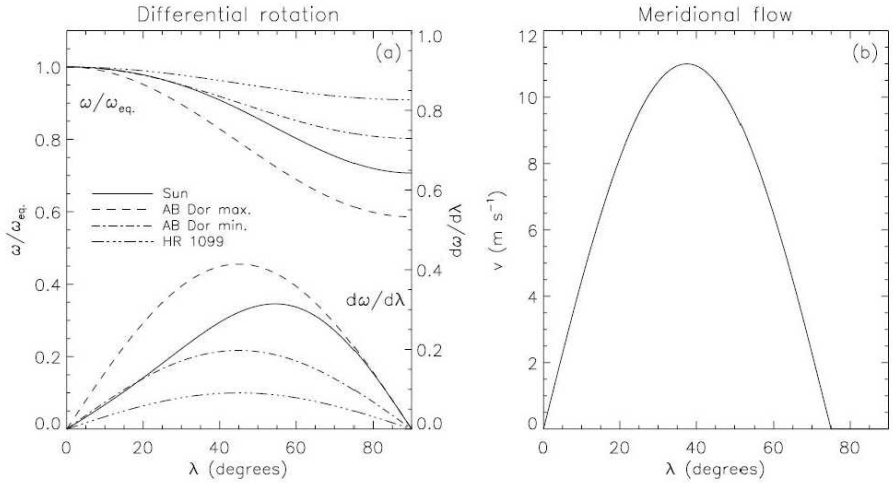
fonksiyonu kullanılmıştır. Burada $\beta_{\pm}(\lambda,\phi)$, pozitif ya da negatif kutbun merkezi ile verilen bir (λ,ϕ) konumu arasındaki yıldız merkezli açıdır. Bir ÇMB'nin toplam büyüklüğü, her bir kutbun başlangıç genişliği β_0 ve kutup merkezleri arasındaki yıldız merkezli açı $\Delta\beta$ ile belirlenmektedir. B_0, keyfi bir biçimde 250 G olarak seçilmiştir. Bu değer, Güneş'teki etkin bölgelerin manyetik akı yoğunluğu değerlerine uygun olduğu için seçilmiştir. Modelimiz kapsamında B_0 için seçilen değer ne olursa olsuni sonuçları değiştirmeyecektir; çünkü aşağıda verilen manyetik indüksiyon denklemi ile belirlenen akı taşınımı, edilgen ve doğrusal bir süreçtir (manyetik alan, akışlara tepki vermeden taşınır). Lekeleri manyetik alan yeğinliği başlangıç maksimum değerinin belli bir kesrinin üzerinde olan bölgeyi seçtiğimiz için sonuçlar zaten B_0 seçiminden bağımsız olmaktadır. ÇMB'lerin kutupları ya aynı enlem üzerinde, ya da kutupları birleştiren doğru, yerel enlem λ ile $\alpha = 0.5\lambda$ kadar bir "eğiklik

açısı" yapacak biçimde, Güneş'te bilinen Joy yasasına uyumlu doğrultuda konuşlandırılmaktadır. Tanımlanan ÇMB'lerin evrimi, (R_*, λ, ϕ) küresel koordinatlarda yazılan manyetik indüksiyon denklemi ile belirlenir:

$$\frac{\partial B}{\partial t} = -\omega(\lambda)\frac{\partial B}{\partial \phi} + \frac{1}{R_* \cos\lambda}\frac{\partial}{\partial \lambda}\left(v(\lambda) B \cos\lambda\right) + \frac{\eta}{R_*^2}\left[\frac{1}{\cos\lambda}\frac{\partial}{\partial \lambda}\left(\cos\lambda \frac{\partial B}{\partial \lambda}\right) + \frac{1}{\cos^2\lambda}\frac{\partial^2 B}{\partial \lambda^2}\right] + S(\lambda, \phi) - D_r(\eta_r) \qquad (3)$$

Burada ω, enleme bağlı açısal hız (yıldızın dönme hızı), R_* yıldızın yarıçapı, v enleme bağlı boylamsal akış hızı, η çalkantılı manyetik difüzyon katsayısı, S ÇMB'leri tanımlayan kaynak fonksiyonu (2), D_r ise özgül difüzyon katsayısı η_r olan yıldız yarıçapı doğrultusundaki difüzyonu temsil eden terimdir (bkz. [6]). (3) denkleminin sayısal çözümü için manyetik alan, küresel harmonikler cinsinden ifade edilmiştir. En yüksek küresel harmonik derece olarak l = 63 alınmıştır. Bu derece, Güneş yarıçapı için Güneş'teki süpergranüllerin büyüklük ölçeğine (~30 Mm) karşılık gelmektedir. Akı taşınımı modelinin ayrıntıları için bkz. [7] ve [8].

Açısal hızın enleme bağlılığı için Güneş'in [9], AB Doradus'un ve HR 1099 alt dev bileşeninin [10] gözlenen diferansiyel dönme kesitleri alınmıştır. Boylamsal akış kesiti için Güneş'in gözlenen boylamsal hız alanını iyi temsil eden bir fonksiyon alınmıştır ([11], [5]). Yüzey hız alanları Şekil 1'de gösterildiği gibidir.



Şekil 1. (a) Ekvatordaki (λ = 0) değerine boylanmış açısal hız (sol eksen, üstteki eğriler) ve makaslama oranı ("shear rate"; sağ eksen, alttaki eğriler). Eğriler, Güneş'in diferansiyel dönmesine [9], AB Dor'un gözlenen minimum ve maksimum diferansiyel dönme oranına ve HR 1099'un etkin alt dev bileşenin diferansiyel dönmesine [10] karşılık gelmektedir. **(b)** Boylamsal akış hızının enleme göre değişimi (pozitif hız değerleri, akışın kutba doğru olduğu anlamına gelmektedir). Makaslama oranı ve boylamsal akış hızı kesitleri, ekvatora göre ters bakışıktır (antisimetriktir).

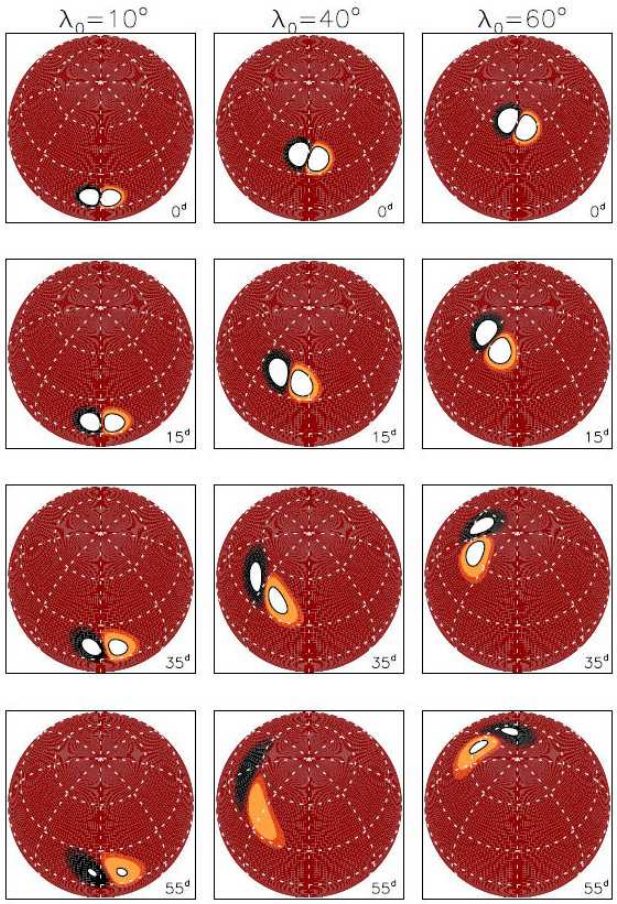
3. Yıldızlarda ÇMB'lerin evrimi

Bu bölümde yıldız lekeleri, ÇMB'ler biçiminde ele alınmıştır. Burada geçerli olan varsayım, ÇMB'lerin yıldız lekelerini barındırmasıdır. Ayrıca Zeeman-Doppler görüntüleri ve manyetik alanın doğası göz önüne alınırsa yıldız lekelerinin yüzeye giren ve yüzeyden çıkan manyetik alanlar tarafından oluşturulduğu, uygun bir varsayımdır. Zeeman-Doppler görüntülerinde yüzeye koşut alanlar da görülmektedir; fakat çalışmamızda alanın yatay

bileşenini göz ardı etmekteyiz. Yatay manyetik difüzyon katsayısı $\eta = 600$ km^2 s^{-1} [12], dikey manyetik difüzyon katsayısı $\eta_r = 100$ km^2 s^{-1} [6] alınmıştır. Bir ÇMB'nin belli bir andaki yüzey alanı, belirli bir eşiğin üzerinde manyetik alan yeğinliğine sahip olan bölgenin alanı olarak belirlenmiştir. Bu eşik, başlangıçtaki maksimum manyetik alan yeğinliğinin (B_0) %14'ü olarak alınmıştır. Bu değer, Güneş'in SOHO/MDI manyetogramlarında seçilen bazı ÇMB'lerin yaşam süreleri ile benzetimlerimizin verdiği yaşam sürelerinin uyumu göz önüne alınarak belirlenmiştir.

3.1. Güneş yarıçaplı anakol yıldızı

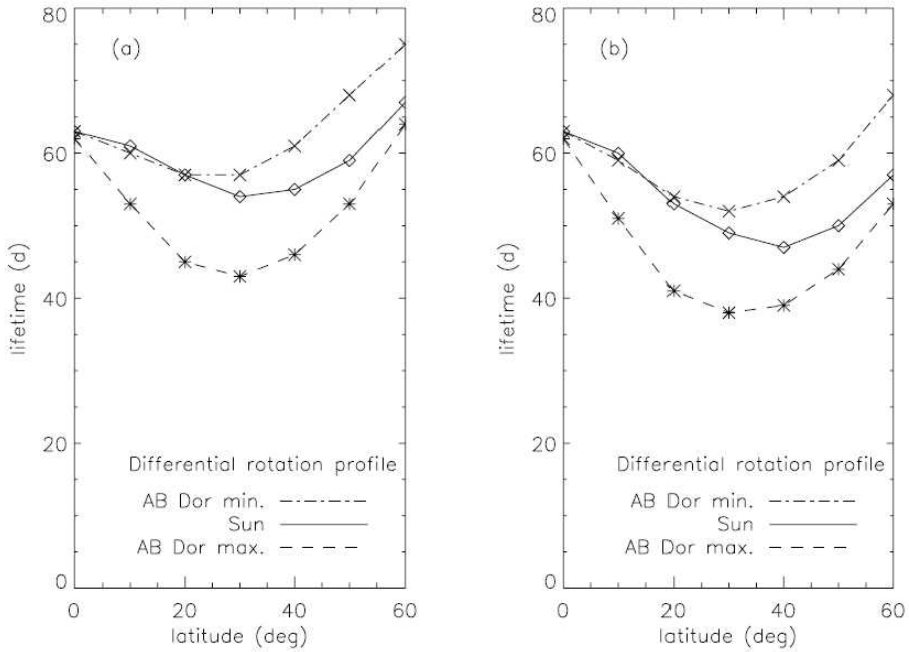
Bu bölümde, Güneş'in diferansiyel dönmesini ve yarıçapı Güneş'le neredeyse aynı olan [13] K0V türü yıldız AB Dor'un gözlenen diferansiyel dönme kesitini alarak yaptığımız benzetimlerden söz edeceğiz. Şekil 2'de $\beta = 4°$, $\Delta\beta = 10°$ olan bir ÇMB'nin farklı başlangıç enlemleri için evrimi verilmiştir. Diferansiyel dönme için Güneş'in dönme yasası alınmıştır.



Şekil 2. Güneş yarıçapında bir yıldızda, 10°, 40° ve 60° enlemlerde, enlemin yarısı kadar eğiklik açısıyla ortaya çıkan üç ÇMB'nin evrimi. Alan yeğinliği $0.14B_0$ eşik değerinin üzerinde olan bölgeler, yıldız lekesi olarak belirlenmiş ve her iki kutbun da ortasında koyu kenarlıkla gösterilmiştir. Her pencerede, ortaya çıkıştan sonra geçen gün sayısı verilmiştir. Yıldızın dönmesi, ekvatorun durgun olduğu çerçevede gösterilmiştir. Başlangıç maksimum manyetik alan yeğinliğinin %4 ve %2 kadarını gösteren kenarlıkların içleri her bir kutup için iki ayrı renk tonu ile doldurulmuştur.

55 gün sonunda ÇMB'lerin aldıkları duruma bakılırsa, yüksek enlemlerde en uzun ömürler, alçak enlemlerde daha kısa, orta enlemlerde ise en kısa ömürler elde edilmiştir. Orta enlemlerde en yüksek oranda olan diferansiyel dönme, ÇMB'nin uzunluk ölçeklerini daha hızlı azaltmaktadır; bu da daha hızlı difüzyona neden olmaktadır. Üst enlemlerde ise,

1. başlangıçtaki eğiklik açısının enlemle artması, diferansiyel dönmenin de yardımıyla pozitif ve negatif manyetik kutuplar arasındaki akı sıfırlanması ekisini azaltmaktadır,
2. boylamsal akışın yukarı enlemlere doğru yavaşlaması (bkz. Şekil 1) nedeniyle difüzyonla yitirilen akının çevreye saçılması daha yavaş gerçekleşmektedir.

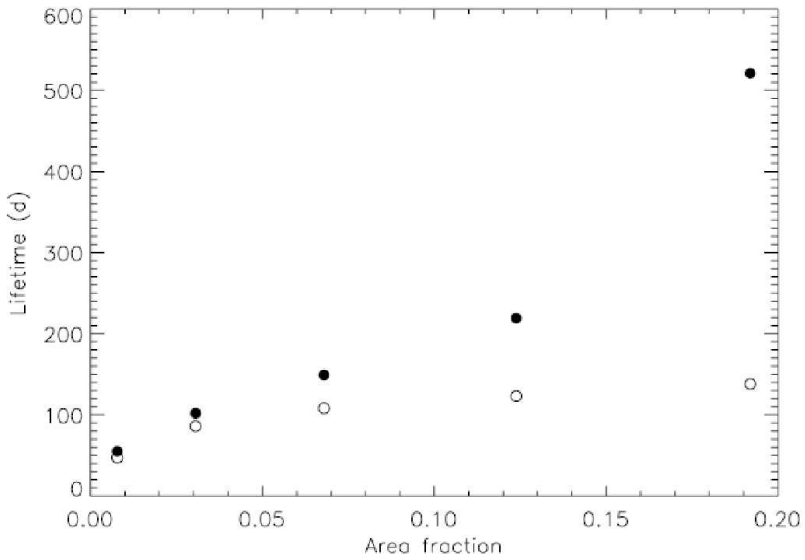


Şekil 3. (a) Şekil 1a'da verilen farklı diferansiyel dönme kesitleri için Şekil 2'deki gibi eğik ÇMB'lerin yaşam sürelerinin enlemc bağlılığı. **(b)** a'daki ilc aynı, fakat eğiklik açısının sıfır olduğu durum.

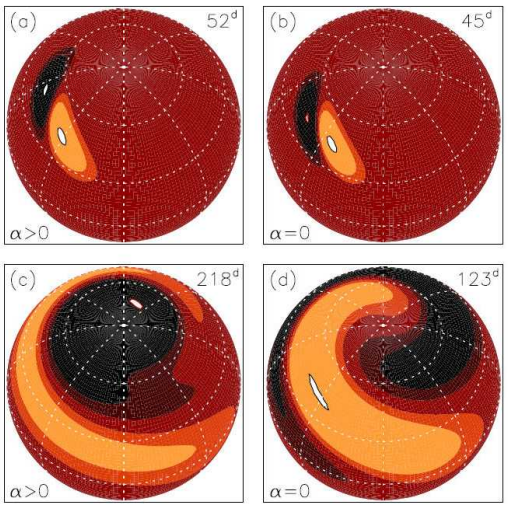
Bu nedenlerle yüksek enlemlerde daha uzun leke yaşam süreleri beklenmelidir. Leke ömrünün ortaya çıkış enlemine bağlılığı, Şekil 3a'da çeşitli diferansiyel dönme kesitleri için gösterilmiştir. Dönme makaslaması (rotational shear) ne kadar büyükse yaşam süreleri de o kadar kısa olmaktadır. ÇMB'ler için eğiklik açıları sıfır alındığında ise (Şekil 3b) yukarıda birinci maddede verilen etki ortadan kalktığı için yaşam süreleri kısalmaktadır.

Leke ömrünün leke büyüklüğüne bağlılığı, 40° enlem için Şekil 4'te gösterilmiştir. Leke büyüklüğü, ÇMB alanının yıldızın toplam yüzey alanına oranı (kesirsel alan) şeklinde verilmiştir. İçi dolu daireler, 20° eğiklik açısı ile ortaya çıkan ÇMB'leri, içi boş daireler ise eğiklik açısı olmadan ortaya çıkan ÇMB'leri temsil etmektedir. Eğiklik açısı, yüzey alanı büyüdükçe artan oranda uzun yaşam sürelerine neden olmaktadır. Bunun nedeni, aşağıdaki örnekle açıklanabilir:

Kesirsel alanı yaklaşık 0.008 ve 0.12 olan, eğik ($\alpha > 0$) ve eğik olmayan ($\alpha = 0$) ÇMB'lerin ömürlerinin sonunda aldıkları durumlar, ortaya çıkışlarından beri geçen gün sayısıyla birlikte Şekil 5'te verilmiştir. Büyük olan ÇMB, bir eğiklik ile ortaya çıktığında (Şekil 5c), bir süre sonra dairesel yapıda bir kutup lekesinin oluşumuna yol açmaktadır. Bu kutup lekesi, neredeyse dairesel olan şeklinden dolayı diferansiyel dönmenin ömür kısaltıcı etkilerinden arınmış durumdadır. Bu yüzden difüzyonun daha yavaş ilerlemesine neden olarak toplam yaşam süresinin yaklaşık 7 ay olmasını sağlamıştır.



Şekil 4. Güneş yarıçapındaki bir yıldızda 40° enlemde ortaya çıkan eğik (içi dolu daireler) ve eğik olmayan (içi boş daireler) ÇMB'lerin yaşam sürelerinin kesirsel alanlarına bağlılığı.



Şekil 5. (a-b) Başlangıçtaki kesirsel alanı 0.008 olan, 40° enlemde eğiklik açısı ile (a) ve eğiklik olmadan (b) ortaya çıkmış bir ÇMB'nin eşik alan yeğinliğinin altına düşmeden hemen önceki durumu. (c-d) a ve b'deki gibi, ancak kesirsel yarıçapı 0.12 olan, eğik ve eğik olmayan iki ÇMB'nin evrimleri sonundaki durumları.

3.2. HR 1099'un alt dev bileşeni

Hızlı dönen yakın çift HR 1099'un alt dev bileşeni olan etkin yıldızın yarıçapını 3.3 güneş yarıçapı alarak yaptığımız benzetimlerde, aynı kesirsel alanlar için cüce yıldıza göre çok daha uzun yaşam süreleri elde edilmiştir. Bunun başlıca nedeni, modelde yüzey manyetik alanı için difüzyon zaman ölçeğinin yıldız yarıçapına

$$\tau_l = \frac{R_*^2}{\eta l(l+1)} \qquad (4)$$

biçiminde bağlı oluşudur. Burada η manyetik difüzyon katsayısı, l ise difüzyona uğrayan manyetik bölgenin boyutlarına karşılık gelen küresel harmonik derecedir. Uzun yaşam

süresinin ikinci nedeni ise HR 1099'da diferansiyel dönmenin AB Dor ile Güneş'inkinden daha zayıf olmasıdır.

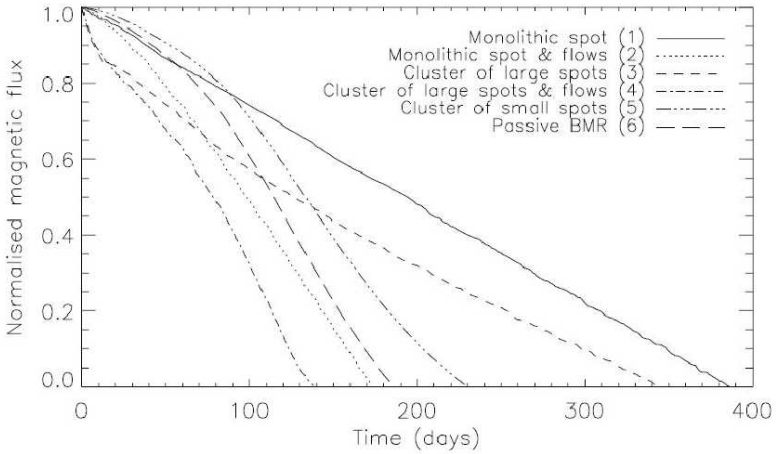
Yapılan benzetmelerde, enlemin yarısı kadar eğiklik açısıyla 70° enlemde ortaya çıkan, 0.008 kesirsel alana sahip olan bir ÇMB'nin HR 1099 üzerinde 2 yıl kadar yaşayabileceği bulunmuştur.

4. Yıldız lekelerinin yapısı ve evrimi

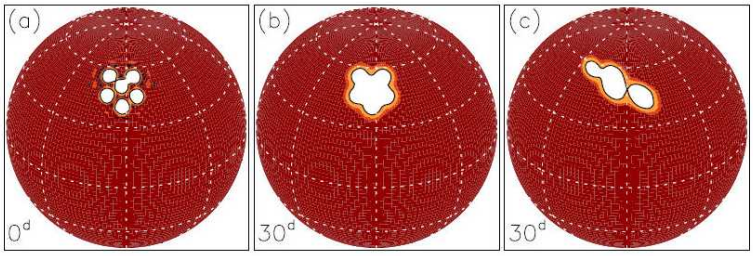
Bu bölümde yıldız lekelerinin yapısına ve akı evrimine ilişkin deneme benzetimleri sunulmuştur. Lekeler tek kutuplu olarak betimlenmiştir. Ana sorun, gözlenen büyük yıldız lekelerinin çok parçalı mı, tek parçalı mı olduklarının bilinmemesidir. Geniş ölçekli yüzey akışlarının Güneş lekelerinin dinamiğini önemli ölçüde etkilemediği bilindiği için aşağıdaki yaklaşımların bazılarında diferansiyel dönme ile boylamsal akışı yok saymaktayız. Benzer biçimde, konvektif akışları baskıladığı bilinen Güneş lekeleri için manyetik difüzyon katsayısının 10-50 $km^2\ s^{-1}$ aralığında olduğu belirlendiği için [14] bazı modellerde böylesi düşük değerler aldık. Her bir modelde toplam manyetik akı, 1.5×10^{22} Mx olarak alınmıştır. Deneme modelleri şöyle sıralanabilir:

1. Tek parçalı leke (kesirsel alan: 0.005). Diferansiyel dönme ve boylamsal akış (bundan böyle "geniş ölçekli yüzey akışları") yok. η_r = 50 $km^2\ s^{-1}$. Şekil 6'da "monolithic spot".
2. Tek parçalı leke (kesirsel alan: 0.005). Geniş ölçekli akışlar var. η_r = 50 $km^2\ s^{-1}$. Şekil 6'da "monolithic spot & flows".
3. Büyük lekeler topluluğu (lekelerin toplam kesirsel alanı: 0.006). Geniş ölçekli akışlar yok. η_r = 50 $km^2\ s^{-1}$. Şekil 6'da "cluster of large spots".
4. Büyük lekeler topluluğu (lekelerin toplam kesirsel alanı: 0.006). Güneş benzeri geniş ölçekli akışlar var. η_r = 50 $km^2\ s^{-1}$. Şekil 6'da "cluster of large spots & flows".
5. Geniş bir alana yayılmış (kesirsel alan: 0.05; manyetik ve manyetik olmayan bölgeler dahil), küçük lekeler topluluğu. Güneş benzeri geniş ölçekli akışlar var. η_r = 50 $km^2\ s^{-1}$. (Şekil 6'da "cluster of small spots"). Bu modelde lekeler tek tek belirlenmemiş, ancak geniş ölçekli akışların etkisi altında zayıf (25 G), tek kutuplu bir manyetik alan dağılımı olarak temsil edilmiştir.
6. Bir önceki ile aynı model (kesirsel alan: 0.05), fakat η_r = 600 $km^2\ s^{-1}$, yani ÇMB gibi tümüyle edilgen bir akı dağılımı. (Şekil 6'da "passive BMR").

Yukarıda verilen modeller için akının zamanla değişimi, Şekil 6'da gösterilmiştir. 1. modelde akı, zamanla doğrusal olarak azalmaktadır ve geniş ölçekli akışların etkisi olmadığı için yaşam süresi uzundur. 2. modelde akışlar, doğrusallığı bozarak ömrü büyük oranda azaltmıştır. 3. modelde ilk aşamada bütünü oluşturan parçalar, Şekil 7a,b'de görüldüğü gibi hızlıca difüzyona uğramakta, tek bir parçada birleştikten sonra ise doğrusal, 1. modeldekine koşut biçimde evrilmektedir. 4. durumda akışlar da katıldığı için, Şekil 7c'de görüldüğü gibi diferansiyel dönme, leke topluluğunu dağıtmaktadır. Böylece bileşenlerin uzunluk ölçeğinin hızla küçülmesi, kısa bir ömre neden olmaktadır. Küçük lekeler topluluğu (5. model) ve ÇMB benzeşiği 6. model, geniş ölçekli akışların etkisinden dolayı doğrusal olmayan biçimde evrilmektedir. Aynı nedenle bunların yaşam süreleri görece kısadır.



Şekil 6. Çeşitli deneme benzetimlerinden elde edilen manyetik akı değişimleri. Manyetik akı, başlangıç değeri olan 1.5×10^{22} maxwell'e boylanmıştır. Ayrıntılar için metne bakınız.



Şekil 7. (a) 3. ve 4. leke modellerinin başlangıçtaki durumu. **(b)** 3. modelin bir ay sonraki durumu. (c) 4. modelin bir ay sonraki durumu.

Geniş ölçekli akışların olmadığı durumda tek parçalı lekenin akısının neden doğrusal olarak azaldığını basit bir analitik modelle açıklayabiliriz. Başlangıçta bir düzlem üzerinde, düzleme dik bir z eksenine göre bakışık biçimde dağılmış olan bir skaler B alanını ele alalım. Leke yarıçapının yıldız yarıçapının yanında boşlanabileceğini düşünerek küresellik etkilerini de boşlayalım. Alan için difüzyon denklemi, (r, θ, z) silindirik koordinatlarında

$$\frac{\partial B}{\partial t} = \eta\left(\frac{\partial^2 B}{\partial r^2} + \frac{1}{r}\frac{\partial B}{\partial r}\right) \qquad (5)$$

biçimindedir. Burada η, manyetik difüzyon katsayısıdır. Başlangıçta

$$B(r, t=0) = B_0 \exp\left(\frac{-r^2}{R_0^2}\right) \qquad (6)$$

biçiminde Gauss biçimli bir alan dağılımı olsun. Bu durumda (5) denklemi için "kendine benzeyen" (self similar) şöyle bir çözüm yazılabilir:

$$B(r,t) = \frac{\Phi_{0T}}{\pi R^2(t)} \exp\left(\frac{-r^2}{R^2(t)}\right). \qquad (7)$$

Burada $\Phi_{0T} = \int_0^{\infty}\int_0^{2\pi} B(r,0) r d\theta dr = \pi R_0^2 B_0$, korunan toplam manyetik akı, $R(t) = (4\eta t + R_0^2)^{1/2}$, zamanla değişen karakteristik uzunluk ölçeğidir. Bu durumda, $\eta / R^2(t)$ şeklinde olan difüzyon zaman ölçeği de zamana bağlıdır. Yeğinliği, bir f eşik düzeyinin (benzetimlerimizde f= 0.14) üzerinde olan bölge içinden geçen manyetik akı integre edilirse

$$\Phi(t) = \Phi_0 \left(1 - \frac{4 f \eta t}{(1-f) R_0^2} \right) \qquad (8)$$

bulunur. Burada $\Phi_0 = \Phi_{0T}(1-f)$, başlangıçta bölgeden geçen akı değeridir. (8) denkleminin gösterdiği doğrusal akı azalışı, Model 1 için yapılan sayısal benzetimi doğrulamaktadır. Gerçekten de, f = 0.14 ve karakteristik uzunluğun başlangıç değeri olarak da Model 1'deki Gauss biçimli alan dağılımının σ genişliği seçildiğinde sınırlı bölgeyle tanımlanan lekenin ömrü 1623 gün (yaklaşık 1.5 başlangıç difüzyon zaman ölçeği) kadar bulunmaktadır. Bu değer, Model 1 göz önüne alınarak η_r = 0 için yapılan sayısal benzetme ile uyumlu sonuç vermiştir. Bu durum, ayrıca yapılan sayısal benzetimlerin güvenilir olduğunu göstermektedir.

5. Sonuç

Bu çalışmada geniş ölçekli yüzeysel akışların ve yıldız yarıçapının yıldız lekesi ömürlerini nasıl etkileyebileceği üzerinde sayısal benzetimler yapılmıştır. Diferansiyel dönme ve yıldız yarıçapının, yıldız lekelerinin kısa süreli evriminde önemli rolü olduğu görülmüştür. Orta enlemlerde eğiklik açısıyla ortaya çıkan büyük leke çiftlerinin boylamsal akışın da yardımıyla yıldızın kutbu çevresinde birikerek uzun süre (cücelerde aylarca, alt devlerde yıllarca) yaşayan kararlı kutup lekeleri oluşturabileceği görülmüştür. Orta enlemlerdeki yıldız lekeleri için 2 ay yöresinde yaşam süreleri bulunmuştur. Bu durum, yıldızlarda etkin bölgelerin yaşam sürelerine ilişkin Ca II H & K gözlemlerine dayanan tahminlerle örtüşmektedir [15]. Buna karşın hızlı dönen etkin yıldızlardan 1 ay süreyle alınan Doppler görüntüleri arasında korelasyon bulunamaması (bkz. [1]), bir yıldız lekesi ölmeden önce başka yıldız lekelerinin sürekli olarak ortaya çıkması ile açıklanabilir. Ayrıca, orta enlemlerde kutup lekesini besleyecek manyetik yönelimde ÇMB'ler ortaya çıktığında kutup lekelerinin 10 yıla varan yaşam süreleri açıklanabilir. Bu çalışmada son olarak yıldız lekelerinin yapısına ilişkin basit modeller önerilmiş ve denenmiştir. Yapılan sayısal benzetimler, gözlenen yıldız lekelerinin tek parçalı mı çok parçalı mı olduğu konusunda bir fikir vermemektedir.

Teşekkür

Yüzeysel akı taşınımı kodu ile ilgili yardımlarından dolayı Ingo Baumann'a, verimli tartışmalar için Manfred Schüssler'e ve Sami Solanki'ye teşekkür ederim.

Kaynaklar

[1] Hussain, G. A. J. (2002), "Starspot lifetimes", *Astronomische Nachrichten*, 323, 349

[2] Solanki, S. K., Unruh, Y. C. (2004), "Spot sizes on Sun-like stars" *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, 307

[3] Solanki, S. K., (1993), "Small scale solar magnetic fields", *Space Science Reviews*, 63, 1

[4] Martinez-Pillet, V., Lites, B. W., Skumanich, A., (1997), "Active region magnetic fields. I. Plage fields", *Astrophysical Journal*, 474, 810

[5] van Ballegooijen, A.A., Cartledge, N. P., Priest, E. R., (1998), "Magnetic flux transport and the formation of filament channels on the Sun", *Astrophysical Journal*, 501, 866

[6] Baumann, I., Schmitt, D., Schüssler, M., (2006), "A necessary extension of the surface flux transport model", *Astronomy and Astrophysics*, 446, 307

[7] Baumann, I., Schmitt, D., Schüssler, M., Solanki, S. K., (2004), "Evolution of the large-scale magnetic field on the solar surface: A parameter study", *Astronomy and Astrophysics*, 426, 1075
[8] Baumann, I., (2005), Doktora tezi, Universität Göttingen, Almanya. Online: http://www.solar-system-school.de/alumni/baumann.pdf
[9] Snodgrass, H. B., (1983), "Magnetic rotation of the solar photosphere", *Astrophysical Journal*, 270, 288
[10] Donati, J.-F., Collier-Cameron, A., Petit, P., (2003), "Temporal fluctuations in the differential rotation of cool active stars", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 345, 1187
[11] Hathaway, D. H., (1996), "Doppler Measurements of the Sun's Meridional Flow", *Astrophysical Journal*, 460, 1027
[12] Wang, Y.-M., Nash, A. G., Sheeley, N. R., (1989), "Magnetic flux transport on the Sun", *Science*, 245, 712
[13] Ambruster, C. W., Fekel, F. C., Brown, A., (2003), "The Radii of Solar Neighborhood ZAMS Stars", *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, ed. A. Brown, G. M. Harper, T. R. Ayres, University of Colorado, s.912
[14] Martinez-Pillet, V., Moreno-Insertis, F., Vazquez, M., (1993), "The distribution of sunspot decay rates", *Astronomy and Astrophysics*, 274, 521
[15] Donahue, R. A., Dobson, A. K., Baliunas, S. L., (1997), "Stellar Active Region Evolution - I. Estimated Lifetimes of Chromospheric Active Regions and Active Region Complexes", *Solar Physics*, 171, 191

T40 İLE FARKLI TÜRDEN DEĞİŞEN YILDIZ GÖZLEMLERİ

Ahmet İSKENDER[1], Emre AYDIN[2], Barbaros EVİN[2], Özgür BAŞTÜRK[2], Korhan YELKENCİ[2], Bülent GÜÇSAV[2], Cahit YEŞİLYAPRAK[3], Mustafa HELVACI[2]

Özet

T40 teleskopunda kırmızı yıldız gözlemleriyle beraber yürüttüğümüz farklı türden (Delta Scuti ve RR Lyrae gibi) değişen yıldız gözlemlerinin ilk ara sonuçları sunulmuştur. Bu yıldızların zonklama özelliklerinin ortaya çıkarılması için ışık eğrileri ve periyotları incelenmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Değişen Yıldızlar, Delta Scuti, RR Lyrae, Periyot*

Abstract

The preliminary results of different types of variable stars (Delta Scuti and RR Lyrae etc.) observed in T40 telescope have been presented. In order to reveal the pulsational properties of these types of stars, the light curves and periods are examined.

Key Words: *Variable Stars, Delta Scuti, RR Lyrae, Period*

1. Giriş

SR tipi değişen yıldız gözlemleriyle birlikte yürüttüğümüz ve SR yıldızları gibi zonklayan değişenlerden olan Delta Scuti ve RR Lyrae türü yıldızlar gözlenmiştir. Delta Scuti tipi yıldızlar, A – F tayf türünden, çapsal ve çapsal olmayan zonklama kiplerine sahip, 1 kadirden daha küçük genlikli ve kısa dönemli (~ 0.5 – 8 saat) değişenlerdir. RR Lyrae tipi yıldızlar ise, yine A – F tayf türünden fakat dönemleri 0.2 – 1 gün arasında değişim gösteren, zonklayan yıldızlardır. Bu yıldızların ışık eğrileri ve dönemleri de değişim göstermektedir. Bu tür yıldızların gözlemlerinden elde ettiğimiz sonuçlarla, birden fazla kipte zonklama yapan ve zonklama periyotlarının zamanla değişim gösterdiği bilinen bu yıldızlar hakkında yapılan çalışmalara, yeni gözlemsel veriler sağlamayı amaçlıyoruz. Bu çalışmada, halen devam eden projemiz kapsamında yakın zamanda gözlenmiş bu tür yıldızların ilk ara sonuçları verilecektir.

2. Gözlenen Yıldızlar ve Analizleri

2006 yılından itibaren önce SSP – 5 fotometresi, daha sonra ise ST – 8E CCD'si ile B ve V filitrelerinde gözlenen yıldızların temel özellikleri, Çizelge 1'de verilmiştir. Yıldızlara ait temel veriler, Simbad Veri Tabanı [1] ve Hipparcos Kataloğu'ndan [2] alınmıştır. Fotometre ile yapılan gözlemler Rasat programı [3] ile CCD ile yapılan gözlemler ise MaxIm DL 4.0 programı [4] ile indirgenmiştir.

[1] *İnönü Üniv., Fen-Edb. Fak., Fizik Bölümü, 44069, Yerleşke, Malatya, e-posta: aiskender@inonu.edu.tr*
[2] *Ankara Üniv., Fen Fak., Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü, Tandoğan, Ankara*
[3] *Akdeniz Üniv., Fen-Edb. Fak., Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya*

Çizelge 1: Gözlenen değişen yıldızların temel özellikleri

Yıldız	*α / δ (J2000)*	*m_V*	*Tayf*	*Değişim*	*P (gün)*
AD CMI	07 52 47 / 01 35 50	9.4	F2 III	RR Lyr	**0.1230**
CN DRA	19 46 45 / 68 26 17	6.3	F0 III	DSCT	**0.1000**
GP AND	00 55 18 / 23 09 49	10.9	A3	DSCT	**0.0786**
HD 210957	22 13 39 / 18 54 10	8.0	A9 IV	DSCT	**0.0440**
V620 HER	17 11 03 / 24 14 16	6.2	A8 V	DSCT	**0.0883***
V2129 CYG	20 38 29 / 60 55 06	8.3	F8	DSCT	**0.1500**

* Çoklu periyot (0.0883, 0.0498, 0.1295)

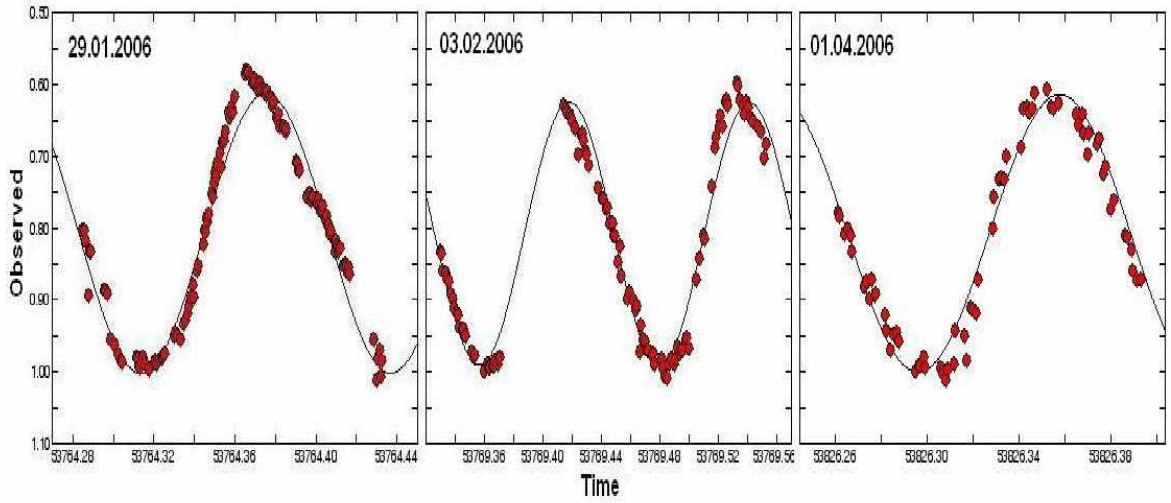
Bu yıldızların periyot analizlerinde, Period [5] ve Period04 [6] programları kullanılmıştır. Belirlenen periyotlar, Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2: Değişen yıldızların bilinen periyotları ile yeni belirlenen periyotları (P_i)

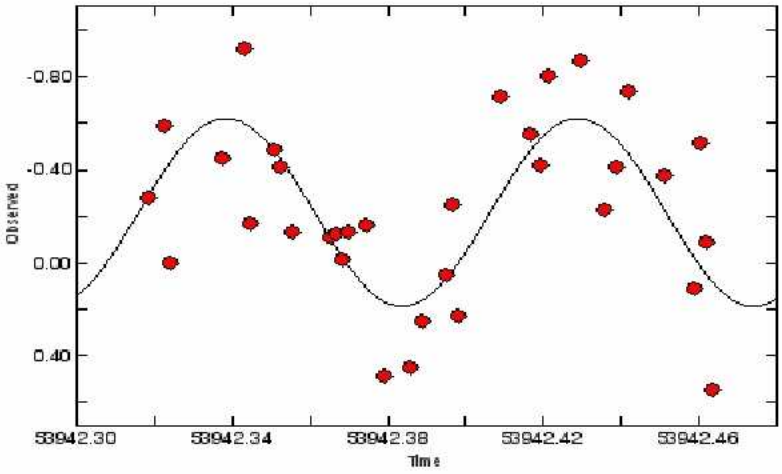
Yıldız	*P (gün)*	*P_1 (gün)*
AD CMI	**0.1230**	*0.1230*
CN DRA	**0.1000**	*0.0904*
GP AND	**0.0786**	*0.0792*
HD 210957	**0.0440**	*0.0305**
V620 HER	**0.0883**	*0.0909*[#]
V2129 CYG	**0.1500**	*0.1684*

* Çoklu periyot (0.0305, 0.636)
[#] Çoklu periyot (0.0909, 0.0497, 0.1331)

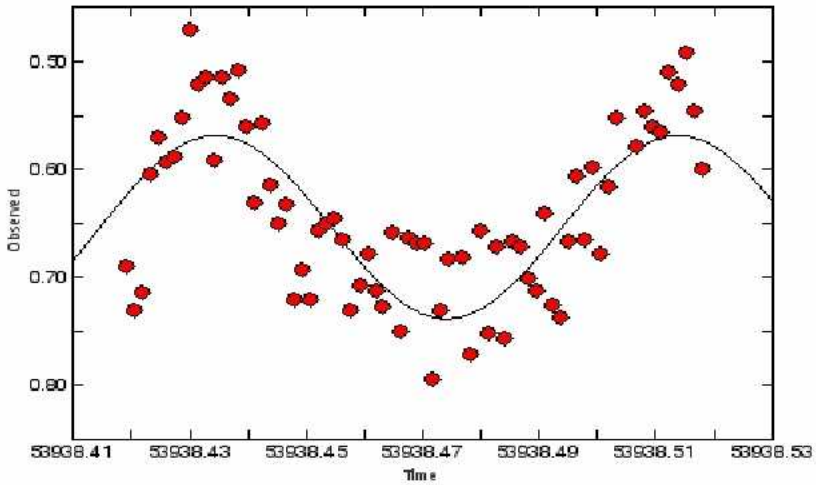
Bu yıldızların ışık eğrileri, Şekil 1, 2, 3, 4, 5, ve 6'da verilmiştir.



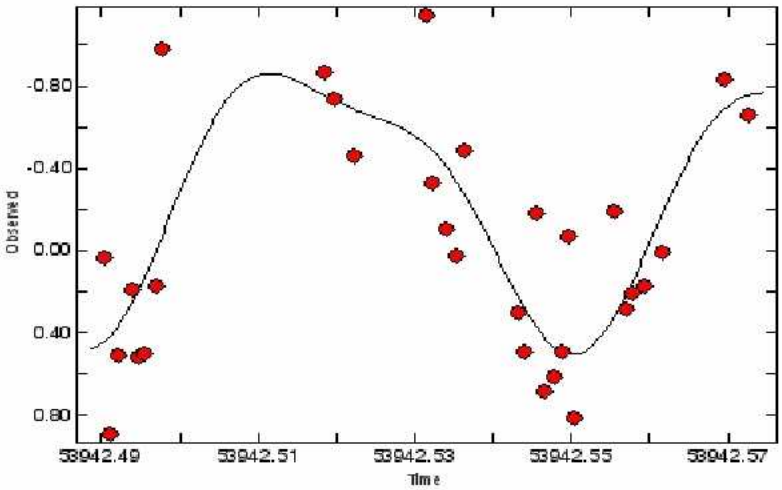
Şekil 1: AD CMI yıldızının 0.1230[g] periyoduna göre ışık eğrisi



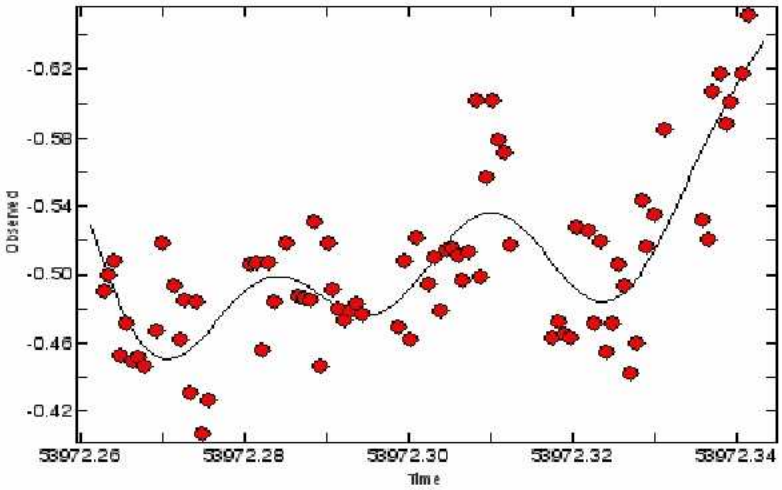
Şekil 2: CN DRA yıldızının 0.0904^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



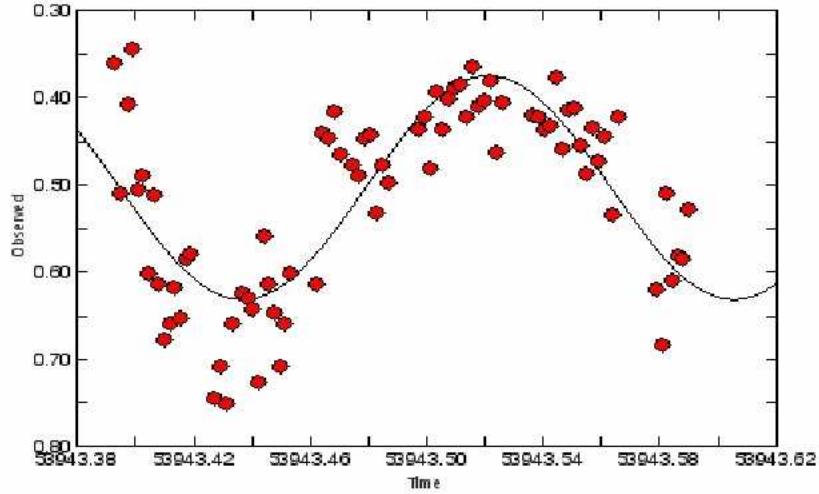
Şekil 3: GP AND yıldızının 0.0792^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



Şekil 4: HD 210957 yıldızının 0.0305^{g} ve 0.0636^{g} periyotlarına göre ışık eğrisi



Şekil 5: V620 HER yıldızının 0.0497^{g}, 0.0909^{g} ve 0.1331^{g} periyotlarına göre ışık eğrisi



Şekil 6: V2129 CYG yıldızının 0.1684^{g} periyoduna göre ışık eğrisi

Gözlemlere devam edilmektedir ve burada verilen sonuçlar, gözlemeye yeni başladığımız bu tür yıldızların küçük bir bölümünü oluşturmaktadır ve ilk ön sonuçlarıdır. Belirlenen periyotların bazıları belirgin olarak ışık eğrilerine uyarken, bazılarında sapmalar görülmektedir. Bunlar, bu yıldızlarda birden fazla periyot olacağının göstergesi olmakla beraber, birden fazla periyoda sahip olan değişen yıldızların, bu periyotlarının kesin belirlenebilmesi için daha fazla veriye ve uzun süreli gözlemlere ihtiyaç olduğu açıktır.

3. Sonuç

Kırmızı değişen yıldızların uzun dönemli gözlemlerinin yanında yeni başladığımız farklı türden zonklayan yıldız gözlemlerinden elde ettiğimiz ilk ön sonuçlar sunulmuştur. Elde ettiğimiz periyotların bir kısmı daha önceden bilinen periyotlarla uyum içindeyken, bazılarının periyotlarında farklılıklar olduğu, birden fazla periyoda sahip yıldızlarında olduğu görülmüştür. Devam edecek bu gözlemlerden elde edilecek yeni ve güncel verilerle, bu yıldızların değişim gösteren ışık eğrileri ve periyotlarına, zonklama özelliklerine ve kip değişimlerine katkıda bulunulacaktır.

Teşekkür

Sağladığı gözlem olanakları (teleskop, gözlem zamanı, vd.) ve kütüphane olanağından dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Müdürlüğü'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

[1] *Simbad Astronomical Database*, http://simbad.u-strasbg.fr
[2] ESA, (1997), "The Hipparcos and Tycho Catalogues. Celestia", *European Space Agency ESA SP* – 1200. ESA Publications Division, Noordwijk
[3] Yeşilyaprak, C., Parmaksızoğlu, M., Uluç, K., Aslan, Z., (2001), "VZ Cam'ın ışık ölçümü", 12. UAK, Ed. C. İbanoğlu, *Ege Üniv. Yayınları*, İzmir, 255 – 263
[4] MaxImDL 4.0: http://www.cyanogen.com
[5] Horne, J. H., Baliunas, S. L., (1986), "Period", *ApJ,* 302, 757 – 765
[6] Lenz, P., Breger, M., (2005), "Period 04", *Communications in Asteroseismology (CoAst),* 146, 53 – 59

ASTEROİDLERİN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİNDEN BELİRLENEBİLEN BULGULAR VE ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİNDE BAZI ASTEROİDLERİN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

Afşar KABAŞ[1]

Özet

Asteroidler kendi eksenleri etrafında dönerken, düzensiz şekilleri, düzgün olmayan yüzey morfolojileri ve yüzeylerindeki albedo değişimleri sebebiyle gözlemciye yansıttıkları ışığın kesrini periyodik olarak değişikliğe uğratırlar. Bu sebeple asteroidlerin ışık değişim gözlemleri (fotometrik gözlemleri) yapılabilmektedir. Ortalama parlaklık değişimleri 0.2 kadir yöresindeyken, dönme periyotları genellikle 5-30 saat arası değişir. Bununla birlikte 2 saat gibi kısa dönemli olanları da mevcuttur. Işık eğrisini etkileyen diğer önemli bir faktör de asteroidin Dünya ve Güneş'e göre olan konumudur.Işık eğrilerinden elde edilebilecek parlaklık ve genlik bilgilerinden yola çıkarak, asteroidi en iyi ifade eden üç eksenli elipsoidin Zappala (1980)'de açıklanan yarı analitik yöntem ile yarı büyük eksen uzunlukları oranı (a/b ve b/c) ve dönme ekseninin uzaydaki yönelimi (kutbunun ekliptikel koordinatları (λ_0,β_0)) belirlenebilmektedir. Temmuz 2005'ten bu yana Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevinde bazı ana kuşak asteroidlerin opozisyon civarı fotometrik gözlemleri dönme periyotları süresince yapılmış ve ışık eğrileri elde edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Asteroidler, Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri, Asteroid Işık Eğrileri*

Abstract

While an asteroid rotates, the Sun light which reflects to observer from the asteroid varies due to different values of albedo, irregular shape and surface morphology. Hence, photometric observation of asteroids is possible. Mean amplitude of the light curves are usually 0.2^m and periods of rotation are usually between 5-30 hours. However, some asteroids which have short period like 2 hours are exist. The other important effect on the light curve is the position of the asteroid respect to the Sun and the Earth. The semi major axis ratios (a/b and b/c) and the direction of the rotation axis (ecliptical coordinates of the pole (λ_0,β_0)) of the best ellipsoid (three axis ellipsoid) which corresponds to real shape of the asteroid can be determined from magnitude and amplitude values of the light curve of this asteroid by the semi-analytic method described in Zappala (1980). Photometric observations of some main belt asteroids at near-opposition have been performed during their rotation periods and their light curves have been obtained in Çanakkale University Astrophysics Research Centre and Observatory date from July 2005.

Keywords: *The Asteroids, Photometric Observations of Asteroids, Asteroidal Light Curves*

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü (Yeni Yerleşke), Fen-Edebiyat Fakültesi, 17100 Çanakkale, Tel: 0(286)2180018/1816, akabas@comu.edu.tr*

1. Giriş

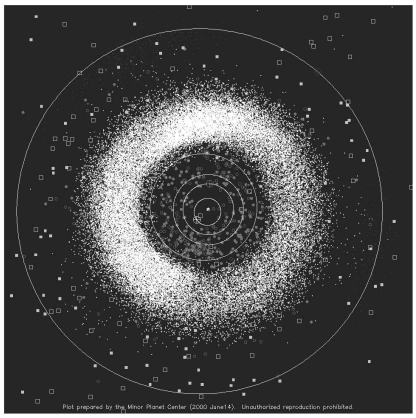
Asteroidler, Güneş Sisteminin şekillenmesinden sonra arda kalan ve gezegen oluşturmak üzere asla birleşemeyecek olan kalıntılardır. Bir teoriye göre ise Jüpiterin diferansiyel çekimi altında dağılmış bir gezegenin ufalanmış parçalarıdırlar.

Güneş Sisteminin erken dönemlerine ait oldukları için, asteroidlerin içeriği Güneş Sisteminin başlangıcındaki kimyasal kompozisyon hakkında bilgi verici niteliktedir.

Asteroidler Güneş Sistemindeki yörünge guruplaşmalarına göre, Yakın Asteroidler (Near Earth Asteroids, NEAs), Ana Kuşak Asteroidler (Main Belt Asteroids, MBAs), Kuiper Kuşağı Asteroidleri (Kuiper Belt Objects, KBOs) gibi birkaç sınıfta toplanır.

1.1. Ana Kuşak Asteroidler (MBAs)

Güneş'ten ortalama uzaklıkları 2.5 AB kadardır. Mars ve Jüpiter arasında yoğunlaşmışlardır. Yörüngeler çembere çok yakın olup, yörünge eğimleri 0°-30° arası değişir. Bu kuşaktaki bazı asteroidlerin boyutları 1000 km'ye kadar varabilmektedir [1], (Şekil-1).



Şekil-1: Mars ve Jüpiter yörüngeleri arasında yoğunlaşmış Ana Kuşak asteroitler (MBAs) ve daha içteki noktalarla gösterilmiş Yakın Asteroidler (NEAs)

1.2 Yakın asteroidler (NEAs)

Güneş'ten ortalama uzaklıkları 1 AB kadar olup, Ana Kuşak Asteroidlere göre daha eliptik yörüngelerde dolanırlar. İstatistiksel hesapların gösterdiğine göre bilinen Yakın Asteroidlerin %20-40'ının 10-100 milyon yıllık bir zaman aralığı içinde Dünya'ya çarpma olasılığı söz konusudur. Şu an ki bilgilere göre boyutlarının 200-1000 m arasında olduğu tahmin edilmektedir. Yakın Asteroid gözlemleri devam ettikçe, yeni keşfedilen küçük boyutlu Yakın Asteroid sayısı giderek artmaktadır. Ancak bu asteroidlerin yer tabanlı gözlemleri, hızlı hareket etmeleri ve açısal olarak Güneş'e yakın olmaları sebebiyle oldukça zor yapılabilmektedir [2].

2. Asteroid Gözlemleri

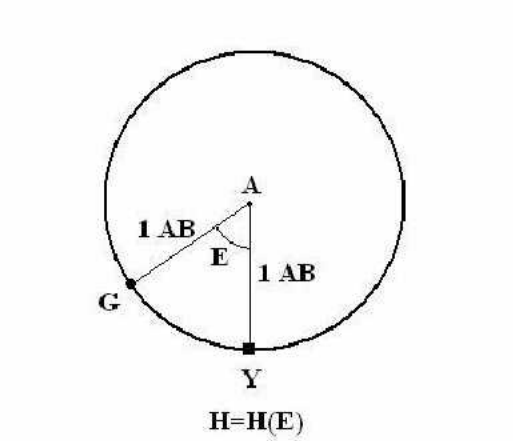
Asteroid gözlemlerini iki sınıfa ayırmak mümkündür: Yer tabanlı gözlemler ve uzay teleskopu ya da uydu ile yapılan uzaydan gözlemler. Asteroidlerin yer tabanlı gözlemleri dört temel guruba ayrılmıştır: Fotometrik gözlemler, yıldız örtülmeleri, speckle interferometri ve radar gözlemleri.

Asteroidler kendi eksenleri etrafında dönerken, düzensiz şekilleri, düzgün olmayan yüzey morfolojileri ve yüzeylerindeki albedo değişimleri sebebiyle gözlemciye yansıttıkları ışığın kesrini periyodik olarak değişikliğe uğratırlar. Bu sebeple asteroidlerin ışık değişim gözlemleri yani fotometrik gözlemleri yapılabilmektedir. Ortalama parlaklık değişimleri 0.2^m yöresindeyken, dönme periyotları genellikle 5-30 saat arası değişir. Bununla birlikte 2 saat gibi kısa dönemli olanları da mevcuttur. Işık eğrisini etkileyen diğer önemli bir faktör de asteroidin Dünya ve Güneş'e göre olan konumudur.

3. Fotometriden Elde Edilenler

3.1. Bir Asteroidin Mutlak Parlaklığı

Solar evre açısını (E) değiştirmeden Güneş'i ve Yer'i söz konusu asteroide 1 AB kalıncaya kadar yaklaştırdığımızı düşünelim (Şekil-2). Bu andan itibaren asteroidin görünen parlaklığına indirgenmiş parlaklık (reduced magnitude) denir. Bir asteroidin görsel bölgede ve E solar evre açısı altındaki indirgenmiş parlaklığı H (E) ya da V(1,E) olarak gösterilmektedir. İndirgenmiş parlaklıkta E solar evre açısı 0 ise söz konusu parlaklık $H_0(0)$ veya $V_0(1,0)$, asteroidin mutlak parlaklığı olarak tanımlanır.

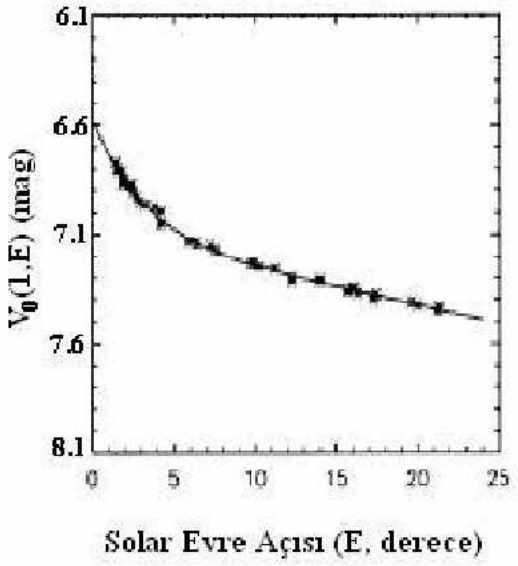


Şekil-2: Bir asteroidin indirgenmiş parlaklığının anlaşılmasında yukarıdaki şekil kullanılabilir. Asteroidi merkez kabul eden 1 AB yarıçaplı hayali çember üzerinde Yer ve Güneş bulunmakta. GAY açısı solar evre açısı olarak (E) adlandırılır. Bu durumda asteroidin Yer'den görünen parlaklığı indirgenmiş parlaklık (H) olacaktır.

Bir asteroidin yörüngesi üzerindeki farklı noktalardan elde edilmiş olan ışık değişimleri birbirleriyle karşılaştırılmadan önce indirgenmiş parlaklıkların belirlenmiş olması gerekir. Böylece hareketli asteroidin Güneş'e ve Yer'e olan uzaklık değişimlerinden kaynaklı parlaklık değişimi hesaplardan düşülmüş olur. Geriye kalan ışık değişimi, asteroidin geometrik yönelim parametreleri (aspect açısı (A), dönme evre açısı (R), eğim açısı (obliquity,w)), solar evre açısı (E), şekil, boyut, yüzeydeki albedo dağılımı ve yine yüzeyin ışık dağıtıcılık özelliklerine (S) bağlıdır.

3.2. Solar Evre Eğrisi (Solar Phase Curve)

E = 0°--25° arasındaki bir bölgede, herhangi bir ana kuşak asteroide ait birkaç adet ışık eğrisi elde edildiğini düşünelim. Bu ışık eğrilerinin aynı dönme evre açısına (aynı R değerleri, asteroid o anda gözlemciye aynı yüzünü gösterir) denk gelen maksimum parlaklıkları (V_0(1,E)) evre açısına göre (E) çizdirilecek olursa Şekil-3'tekine benzer bir grafik elde edilir.



Şekil-3: Bir ana kuşak asteroidin karşı konumu (opozisyon) civarında (E=0°--25° arası bölgede) elde edilen ışık eğrilerinin aynı dönme evre açısına denk gelen maksimum parlaklıkları solar evre açısına göre çizdirildiğinde solar evre eğrisi (solar phase curve) adı verilen eğri elde edilmiş olur.

Asteroidin ışık değişiminin, geometrik yönelim parametrelerine (aspect açısı (A), dönme evre açısına (R), eğim açısına (obliquity,w)), solar evre açısına (E), şekil ve boyuta, yüzeydeki albedo dağılımına ve yine yüzeyin ışık dağıtıcılık özelliklerine (S) bağlı olduğunu belirtmiştik. Şekil-3, aynı asteroide ait ışık eğrilerinden oluşturulmuş olduğu için H_0(E) ifadesi (V_0(1,E)'yi H_0(E) olarak da gösterebiliriz) o asteroid için ve bu opozisyon için şekilden ve boyuttan bağımsız olacaktır. Ayrıca H_0(E), aynı dönme evre açısına (R) karşılık gelen indirgenmiş maksimum parlaklık olduğu için dönme evre açısından da (R) bağımsız olur. Bu durumda,

$H_0 = H_0$ [(A,w), E, S, albedo dağılımı]

şeklinde bir fonksiyon olur.

R gibi A ve w da geometrik yönelim parametreleridirler. A, asteroidin görünüş ya da cephe açısı olarak bilinir (aspect angle). Gözlemcinin bakış doğrultusuyla asteroidin dönme ekseni arasında kalan açıdır. Eğim açısı (obliquity) olarak isimlendirilen w ise asteroidin dönme ekseni ve Yer'in oluşturduğu düzlemin, asteroid, Yer ve Güneş düzlemine dik olan düzlemle yaptığı açıdır. E'nin solar evre açısı olduğunu biliyoruz. S, yüzeyin ışık dağıtıcılık özelliğidir (scattering properties of the surface). S, solar evre açısına ve asteroidin taksonomik yapısıyla da ilişkili olan birkaç fizikse parametreye güçlü olarak bağlı olan bir fonksiyondur. Aynı asteroid için S'nin S = S(E) şeklinde bir fonksiyon olduğunu düşünebiliriz. Asteroidten

yansıyan ışığın, asteroide gelen toplam ışığa oranına albedo diyoruz. Aslında albedo dağılımı, S'nin bağlı olduğu fiziksel parametreler içerisindedir ve aynı asteroid için H_0 albedodan bağımsızdır. Bu durumda,

$$H_0 = H_0 [(A,w), E, S(E)]$$

olarak düşünülebilir. A 'nın ve w'nın E = 0°--25° arasındaki zaman diliminde çok değişmediği bilinmektedir (özellikle ana kuşak asteroidleri için). O halde bu asteroidin bu opozisyonu için $H_0 = H_0$ (E) ifadesi yanlış olmayacaktır.

Solar evre eğrisini veren noktaların üzerine fit edilmiş eğrinin düşey ekseni kestiği noktada asteroidin mutlak parlaklığı ($H_0(0)$ veya $V_0(1,0)$) vardır. Mutlak parlaklık, opozisyondan opozisyona A'nın değişmesinden dolayı değişebilir. Solar evre eğrisinin karakteristiğini belirleyen matematiksel parametre G ile simgelenmiştir. G değeri asteroidin taksonomik sınıfına göre değişim gösterir. Solar evre eğrisinden asteroidin mutlak parlaklığına ve G parametresine ulaşmak ve bu parametreden de taksonomik sınıf ve dolayısıyla da albedo ile ilgili bir tahminde bulunmak mümkün olabilmektedir. Ayrıca asteroid yüzeyinin ışık dağıtıcılık özelliği (S = S(E)) hakkında da solar evre eğrisi vasıtasıyla bilgi edinilebilmektedir.

Işık eğrisinin kendisinden direkt olarak elde edilebilen bilgilerden biri de asteroidin sinodik dönme periyodudur. Sinodik dönme periyodundan ve yörünge üzerindeki konumdan yola çıkarak sideral dönme periyoduna ulaşılabilir.

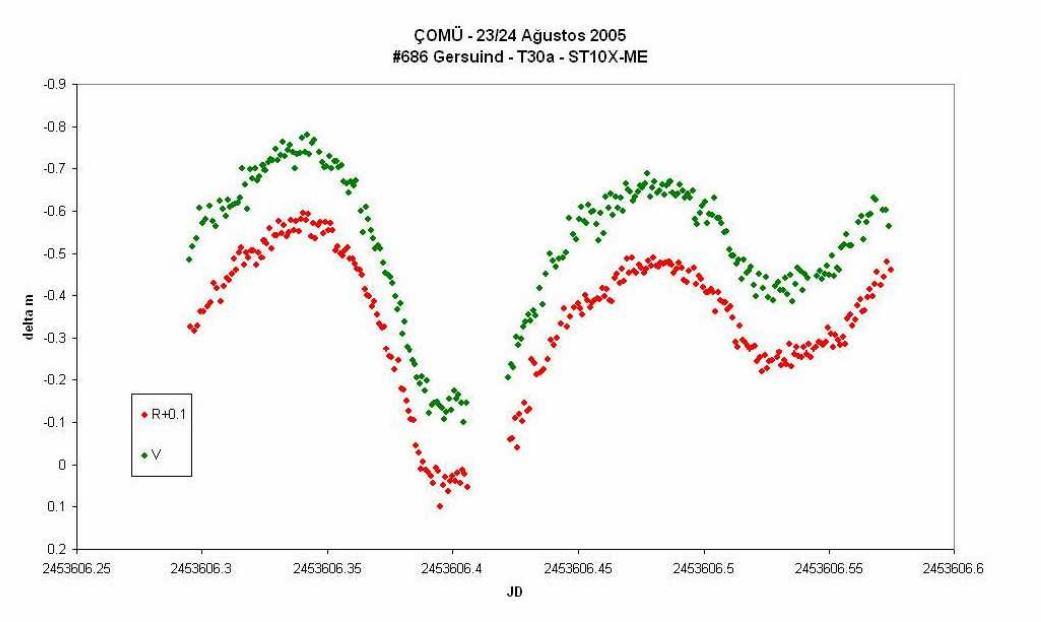
3.3. Eksen Oranları ve Kutup Koordinatları

Işık eğrilerinden elde edilebilen maksimum parlaklık ve genlik bilgilerinden yola çıkarak, asteroidi en iyi ifade eden üç eksenli elipsoidin Zappala (1980)'de açıklanan yarı analitik yöntem ile yarı büyük eksen uzunlukları oranı (a/b ve b/c) ve dönme ekseninin uzaydaki yönelimi (kutbunun ekliptikel koordinatları (λ_0,β_0)) belirlenebilmektedir. Bu yöntemden başka, 1979'da Taylor tarafından önerilen ve fotometrik astrometri adı verilen yine aynı amaca yönelik bir başka metod da yer almaktadır. Tüm bu yöntemlerin uygulanabilmesi, aynı asteroide ait farklı opozisyonların gözlenmesini gerektirir. Farklı opozisyonlardan elde edilen farklı solar evre eğrilerinin karşılaştırılmasıyla a/b, b/c ve (λ_0,β_0) bilgilerine ulaşılmaktadır.

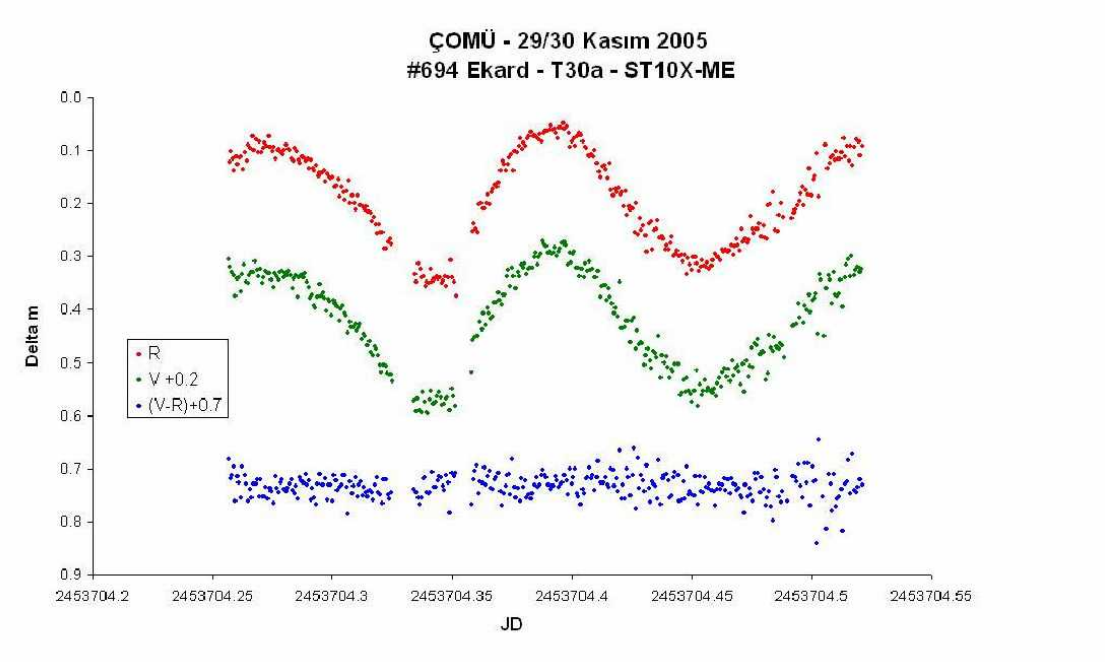
4. Çanakkale Üniversitesi Gözlemevinde Bazı Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri

Asteroidlerin çoğunluğu 12 kadir ve üstü parlaklıkta yer alır. Sönük sayılabilecek nesneler olduklarından dolayı, asteroidlerin ışık ölçüm gözlemlerinde genellikle CCD dedektörü kullanılır. Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevindeki teknik donanım 13-14 kadir dolayındaki asteroidlerin CCD gözlemlerini ve CCD fotometrilerini gerçekleştirebilecek düzeydedir. Gözlemevimizin gözlem programına Temmuz 2005 itibariyle özellikle ana kuşaktan bazı asteroidler eklenmiştir. 2005 yaz zamanı deneme gözlemlerinin ardından Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde asteroid gözlemlerine hız kazandırılmaya çalışılmış ve bu amaçla çalışma konusu projelendirilmiştir (iki yıl süreli TÜBİTAK projesi).

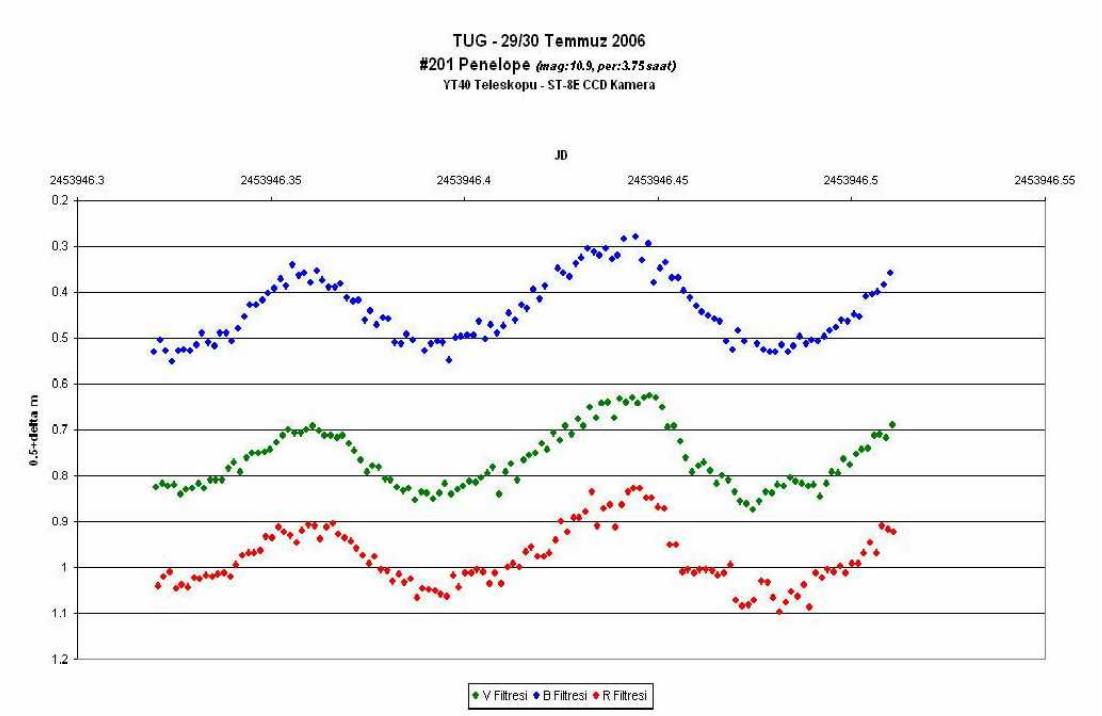
2005 yaz zamanından bu yana Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde gözlenen bazı asteroidlerin elde edilmiş ışık eğrileri Şekil-4, Şekil-5 ve Şekil-6'da görüldüğü gibidir. #201 Penelope'nin 2006 opozisyonu halen gözlenmeye devam edilmektedir.



Şekil-4: 686 Gersuin'in ışık eğrisi (23/24 Ağustos 2005), 12.5 kadir, 6.313 saat dönme periyodu



Şekil-5: 694 Ekard'ın ışık eğrisi (29/30 Kasım 2005), 12 kadir, 5.925 saat dönme periyodu



Şekil-6: 201 Penelope'nin ışık eğrisi (29/30 Tem.2006), 10.9 kadir, 3.75 saat dönme periyodu (TUG)

Kaynaklar

[1] W.Crane: *Astrometry of Minor Planets using CCD Imaging from the Telescopes in Education 24" Telescope at Mt. Wilson.*
[2] D. Hestroffer, V. Zappalà, D. Carollo, M. Gai, F. Mignard, P. Tanga: *Science of the Solar System with GAIA.*
[3] M. Delbò, A. Cellino, V. Zappalà: *Determination of Physical Parameters ofAsteroids from GAIA Photometry*, 21 January 2004, GAIA-PWG Workshop
[4] Zappala, V.:1981, *Moon and Planets* 24, 219.
[5] Taylor, R.C.:1979, in T.Gehrels (ed.), *Astron. Astrophys.* 83, 249.
[6] Barucci, M.A.:1983, *Astron. Astrophys.* 54, 471.
[7] Scaltriti, F., Zappala, V. : 1977, *Astron. Astrophys.* 56, 7.
[8] Surdej, A., Surdej, J.:1985, *Astron. Astrophys.* 149, 186.

SN2004dj SÜPERNOVASI GÖZLEMLERİ

Yasemin KAÇAR[1], Volkan BAKIŞ[1], Mehmet Emin ÖZEL[1]

Özet

Süpernova (SN) patlamaları ani ve çok büyük enerji çıktısı ile kendini gösteren yıldız ölümü süreçleridir. Büyük kütleli yıldızlar, kısa süren yaşamları sonunda kendi kütlelerinin altında ezilmeleri sonucu bir patlama ile enerji üretim evresi yaşamlarına son verirler. Her gökadada yaklaşık 100 yılda bir sıklıkta meydana gelen bu olayların gözlenmesi özel takip ve dikkat gerektirmektedir.

Bu çalışmada, ÇOMÜ Ulupınar Gözlemevi'nde Ağustos 2004'te gerçekleştirilen bir süpernova gözleminin ayrıntıları verilmektedir. Ülkemizde yapılan ilk optik SN gözlemi olduğu düşünülen SN2004dj patlamasının H-çizgilerine sahip Tip II sınıfı bir olay olduğu ve 11 milyon ışık yılı uzaklıktaki NGC2403 gökadasında oluştuğu anlaşılmaktadır. Olay; yıldız evrimi, süpernova oluşumu ve süpernova sonrası olaylar hakkındaki bilgilerimiz ışığında, literatür verileri de kullanılarak değerlendirilmektedir. Internet yardımıyla diğer gözlemlerin de bir araya getirilmesi ile elde edilen ışık eğrisi üzerinde durulmaktadır.

Anahtar Kelimeler: *Süpernova, SN2004dj, NGC2403, ÇOMU Ulupınar Gözlemevi*

ABSTRACT

Supernovae are very energetic and sudden explosions, at the end of evolution of massive stars. Such stars scatter their evolutionary material into interstellar medium enriching it for new generations of stellar systems. Supernova bursts occur approximately once a hundred years for an average galaxy and it needs special attention for proper observations.

In this presentation, we aim to give observational information about SN2004dj event detected at ÇOMÜ Ulupınar Observatory in August 2004. This is probably the first optical SN observation in Turkey. This SN is a Type-II class and occurred in the 11 million light year away galaxy NGC2403. This event is evaluated by the aid of our data and other information from internet. We obtained the optical light curve and give some preliminary evaluation of data.

Keywords: *Supernovae, SN2004dj, NGC2403, ÇOMU Ulupınar Observatory*

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100 Çanakkale, Tlf: 286-218 00 18-1819, yaseminkacar@comu.edu.tr, vbakis@physics.comu.edu.tr, Tlf: 286-218 00 18-1768, meozel@comu.edu.tr*

1. Giriş

Süpernovalar, ani ve çok büyük bir ışık şiddeti artması ile kendini gösteren yıldız patlamalarıdır ve şiddetli gravitasyonel çökmeler yoluyla sıkı cisimleri (NY, KD) yaratabilecek güçtedirler. Büyük kütleli yıldızların evrimlerinin sonunda meydana gelen bu tür bir yıldız patlaması olayları sırasında, yayınlanan toplam ışıma gücü bazı hallerde yıldızın içinde bulunduğu gökadanın ışıma gücü mertebesini (L≈1010 L⊙) bulabilirler. Bir süpernova patlamasında yayınlanan enerjinin yaklaşık 1046-50 erg mertebelerinde olduğu gözlemlere dayanarak hesaplanmaktadır. Süpernovaların mutlak parlaklıkları MSN ≈ -16, -20 kadire kadar yükselir. Süpernovalar tek yıldızların evriminde görülebileceği gibi ikili sistemlerde de meydana gelirler. Patlama sonrasında büyük miktarlarda, madde yıldızdan büyük hızlarda (V~1-2x104 km/s) dışarı atılır. Dışarı atılan dış kabuk yıldızlararası ortamı zenginleştirir ve radyo, optik ve x-ışın bölgelerinde uzun bir müddet gözlenebilen süpernova kalıntıları oluştururlar.

1.1 Süpernovaların Sınıflandırılması

Süpernovaların sınıflandırılması, büyük çoğunluğu diğer gökadalarda yapılan gözlemlere dayanır.

Kullanılan en genel SN sınıflandırma sistemi, SN'ların görünen optik tayflarında H çizgilerinin olup olmaması ilkesine dayanır. Spektrumlarında H çizgileri görülenler Tip-II olarak adlandırılırken, H çizgisi görülmeyenler Tip-I olarak adlandırılırlar. Bu gGenel sınıflandırmanın yanı sıra her iki tür de kendi aralarında alt gruplara ayrılır. Tip-I SN'lar Ia, Ib ve Ic olmak üzere üç alt gruba ayrılırken, Tip-II SN'lar da başlıca IIb, II-P ve II-L alt gruplarına ayrılırlar (genel bilgi için, bakınız http://en.wikipedia.org/wiki/supernova).

Tip-I süpernovalarının ~%80'ni Ia'lar oluşturur. Bunlar, birbirine oldukça benzer ışık eğrilerine sahiptirler. Bunların tayflarında CaII, SiII ve HeI'in soğurma çizgileri görülür. Bunlar ayrıca orta ve yaşlı yıldız topluluklarında (populasyon) meydana gelirler. Tip-II SN'ları ise daha büyük bir farklılıklar gösteren ışık eğrilerine sahiptirler. Parlaklık derecesindeki yayılmalar da Tip-I'den daha geniştir. Yıldızların merkezinde enerji üretiminde en son adım Fe üretimidir. Bu süreç tamamlandığında patlama meydana gelir. Yıldızın çöküşü ile büyük miktarda madde (3-5 M⊙) dışarıdaki katmanlarla birlikte dışarı atılır.

Tip II SN'ların tayfında H ve HeI'in soğurma çizgileri görülür. Bunlar genç yıldızlarda meydana gelirler ve NY ya da KD kalıntılarına yol açan kızıl dev tekli yıldızların evriminin son bölümünü oluşturur.

Daha detayda bakıldığında SN sınıflaması başka detaylarda içerir:

1.1.1. Tip-I Süpernovalar

Hemen hemen her tür galakside gözlenebilen I. Tip süpernovalarda ışık şiddetinin artması daha hızlı ve enerji çıkışı daha yüksektir. Genişleyen dış tabakada çok az H bulunur. Çünkü yıldız H'nini tüketmiştir. Bunlara yaşlı yıldız kümelerinde rastlanmaktadır. Işık eğrilerine ve soğurma spektrumlarına göre Ia, Ib ve Ic olmak üzere üç alt gruba ayrılır.

1.1.1.1. Tip-Ia Süpernovalar

Bu tür olaylarda, maksimum parlaklığın yakınlarında tayflarında H ve He çizgileri görülmemesine karşılık karbonun oksijene yanmasıyla meydana gelen orta kütleli elementlerin çizgileri ile güçlü SiII (615nm) çizgileri gözlenir. Bu kaynaşma (fusion) reaksiyonlarının ana ürünü Co, Fe, Ni gibi demir grubu elementlerdir. Bir Tip-Ia süpernovasında yaklaşık 1M⊙ kütlesi kadar demir yıldızlararası ortama atılır, yani Tip-Ia'lar ardında demir bakımından oldukça zengin süpernova kalıntıları bırakır.

Diğer tür süpernovaların tersine, Tip Ia'lar çok özel bir türdür. Çünkü bunlar bir yakın çift yıldız sistemi içerisinde yer alan güneş benzeri iki normal yıldızın varlığını gerektiren karmaşık bir mekanizmanın ürünüdür. Farklı kütlelere yani farklı evrim sürelerine sahip iki normal yıldız bir ikili sistem oluşturuyorlarsa, evrim süreci tek yıldıza göre farklı bir biçimde gelişir. Önce yıldızlardan büyük kütleli olanı evrimini hızla tamamlayıp bir beyaz cüce olur. Daha sonra ikinci yıldız kızıl-dev evresine geçip şişmeye ve dış atmosferini beyaz cüce eşinin üzerine dökmeye başlar. Bu dönüş sırasında BC'nin kütlesi, Chandrasekhar limitini aştığında BC dev bir termonükleer bomba gibi patlayıp tümüyle yok olur. Patlama sırasında ortaya çıkan radyoaktif nikel ve kobaltın kararlı demire bozunmasıyla oluşan ışınım, bu olayların spektrumlarında, karakteristik yarı ömür değerleri (77 gün) ile tanınır. Bu olaylar, bu süpernovaya çok büyük bir parlaklık kazandırır. Dolayısıyla Tip Ia SN'lar çok uzaklardaki gökadaların içinde de rahatlıkla görülebilirler. Ve aynı kütleye erişince, aynı mekanizmayla patladıkları ve bu nedenle de aşağı yukarı aynı mutlak parlaklığa sahip olduklarından, kozmik uzaklıkların belirlenmesinde Tip Ia SN'lardan yararlanılır. En şiddetli ve aşağı yukarı aynı parlaklıkta standart kandiller sayılan süpernovalar oldukları için milyarlarca ışıkyılı uzaklıktan bile görülebilirler ve bu nedenle de uzak gökadaların mesafelerinin belirlenmesinde kullanılırlar. Mutlak parlaklık dereceleri aynı olduklarından (M~-20 kadir), ışıklarının görece parlak ya da soluk oluşu, olayın bize yakın yada uzakta olduğunu gösterir. (Tip Ia SN'lar için alternatif bir oluşum yolu da, birbiri çevresinde dolanan iki BC'nin kütleçekim enerjisi kaybederek birbirlerine giderek yaklaşmaları ve sonunda birleşerek Chandrasekhar limitini aşmalarıdır.)

Bu gruptaki süpernovalar eliptik gökadaların yaşlı yıldızları arasında, etkin gökada çekirdeklerinde (AGN), eliptik (E), eliptik-spiral (SO), düzensiz (Ir) ve açık sarmal gökadalarda (Sc) gözlenir ve bileşenlerinden en az biri BC olan çift yıldız sistemlerinde meydana gelir, bu nedenle, parlaklıklarında hep aynı mutlak parlaklığa ulaşırlar. Çok şiddetli olan bu süpernova patlamalarında uzaya ~20 000 km/s'lik hızla madde atılır ve bu madde çok az veya hiç hidrojen içermez. Bu da, bu olayların kolayca ayırt edilmesini sağlar.

1.1.1.2. Tip Ia Süpernovaların Oluşumu

Yakın çift yıldız sisteminde bulunan bir BC, zaman içinde eşinden çaldığı madde üzerinde biriktirip ve bu çalıntı gazla artan kütlesi Chandrasekhar limitini aştığında, BC, yoz elektron basıncı yardımıyla bulunduğu konumda daha fazla kararlı olarak kalamaz. Kendi üzerine çöker, yarıçapı azalır, yoğunluğu artar ve dolayısıyla iç sıcaklığı da artar. BC'nin merkez bölgesinde artan sıcaklık nedeniyle, karbon yanması başlar ve yüzeye doğru yayılır. Böylece tüm BC'ye yayılan bir zincirleme ısıl-çekirdek (termonükleer) reaksiyon sonunda patlar ve uzaya saçılır. Büyük ölçüde karbon ve oksijenden oluşan BC'nin kütlesi 1,4 M⊙'ni aştığında karbon çekirdekleri birleşerek daha ağır çekirdekler oluşturmaya başlar ve BC'nin yüzeyine doğru hızla yayılan bu süreç sonunda yıldızın tümü atomlarına ayrılarak uzaya dağılır. Bu sürecin son ürünü, nikel-56 radyoaktif izotopudur, 6 günlük yarılanma ömrü olan nikel-56, daha sonra yine radyoaktif element olan ve 77 günlük bir yarılanma ömrüne sahip olan kobalt-56'ya bozunur. Kobalt da sonunda kararlı bir element olan (ve başka bir elemente bozunmayan) demir-56'ya dönüşür. Evrendeki demirin büyük çoğunluğu da bu süreçle ortaya çıkar. BC'nin bir füzyon bombasına dönüşmesi sonucu yıldız tamamen patlar ve uzaya dağıldığında serbest kalan toplam enerji ~1044joul (1051erg) civarındadır. Serbest bırakılan enerjiyle yıldızın mutlak parlaklığı M=19-20 kadire kadar çıkabilir. Geriye süpernova kalıntısı olarak kalan dış katmanlarının genişleme hızı ~104km/s'dir.

Gökbilimcilerin açıklamakta zorlandıkları bir bilmece, bir BC'nin nasıl olup ta 1,4 M⊙ kütlesine erişecek kadar madde toplayabilmesidir. Çünkü eş yıldızdan çalınan H, BC'nin üzerine biraz yığılmaya başlayınca, termonükleer tepkimeler sonunda hemen He çekirdekleri oluşturur. Klasik bir 'nova' patlaması şeklinde açığa çıkan enerji, BC üzerinde oluşmaya

başlayan katmanı, alt katmanlardan da bir miktar alarak, ortadan kaldırır. Bu süreç zaman içinde birçok kez tekrarlandığından, uzun bir süre sonunda BC'lerin kütle kazanmak yerine, kütle kaybetmeleri gerekir. Bu soruna bazı kuramcılar şu çözümü öneriyorlar: Tip Ia SN'lar, 'süper yumuşak x-ışın kaynakları diye tanımlanan özel bir grup ikili yıldız sistemi içinde meydana gelirler. Bu tür ikili sistemlerdeki BC öylesine sıcaktır ki (5x105 -7x105 K derece), bol miktarda düşük enerjili x-ışını yayarlar. Bir BC böylesine ısındığında, üzerine düşen H'i biriktirip anlık bir nova patlaması şeklinde füzyon tepkimesi gerçekleştirmek yerine, H üzerine değer değmez onu He'a dönüştürür. Bu sürekli tepkime de yıldızın x-ışınları yaymasına ve bu nedenle soğumasına yol açar. BC'nin patlama anındaki içeriği de, üzerine düşen toplam maddenin hangi sürede geldiğine bağlı olarak değişir. Bu senaryo, Tip Ia SN'ların bir başka gizemli özelliğini de açıklar. BC'nin üzerine düşen madde büyük ölçüde H olduğu halde, hemen hemen hiçbir Tip Ia süpernovanın tayfında H çizgilerine rastlanmaz.

1.1.1.3. Tip-Ib ve Tip-Ic Süpernovalar

Tip Ib ve Ic süpernovaları Tip-Ia'dan farklıdırlar ve büyük kütleli yıldızların evrimlerinin sonunda meydana gelirler. Bu bakımdan Tip-II SN'lara benzerler. Bunları oluşturan yıldızların şiddetli yıldız rüzgarlarına sahip olması ve dış katmanlarını bu rüzgarlar nedeniyle zaten kaybetmiş olması spektrumlarında H çizgilerinin görülmeme sebebini açıklar. Bu tip olaylar sadece spiral gökadaların yıldız oluşum bölgelerinde meydana gelirler.
Tip Ib süpernovaların tayflarında H ve Si çizgileri olmamasına karşılık güçlü He çizgileri gözlenir. Tip Ic süpernovalarında ise H ve Si çizgileri gözlenmez, buna karşılık zayıf He çizgileri görülür. Tip Ib süpernovalar H katmanını kaybetmiş ve altındaki zengin He katmanı açığa çıkmış yıldızların patlamaları olarak yorumlanabilir. Tip Ic süpernovaları da, H ve He katmanını kaybetmiş ve altındaki zengin karbon katmanı açığa çıkmış olan yıldızların patlamalarıdır.

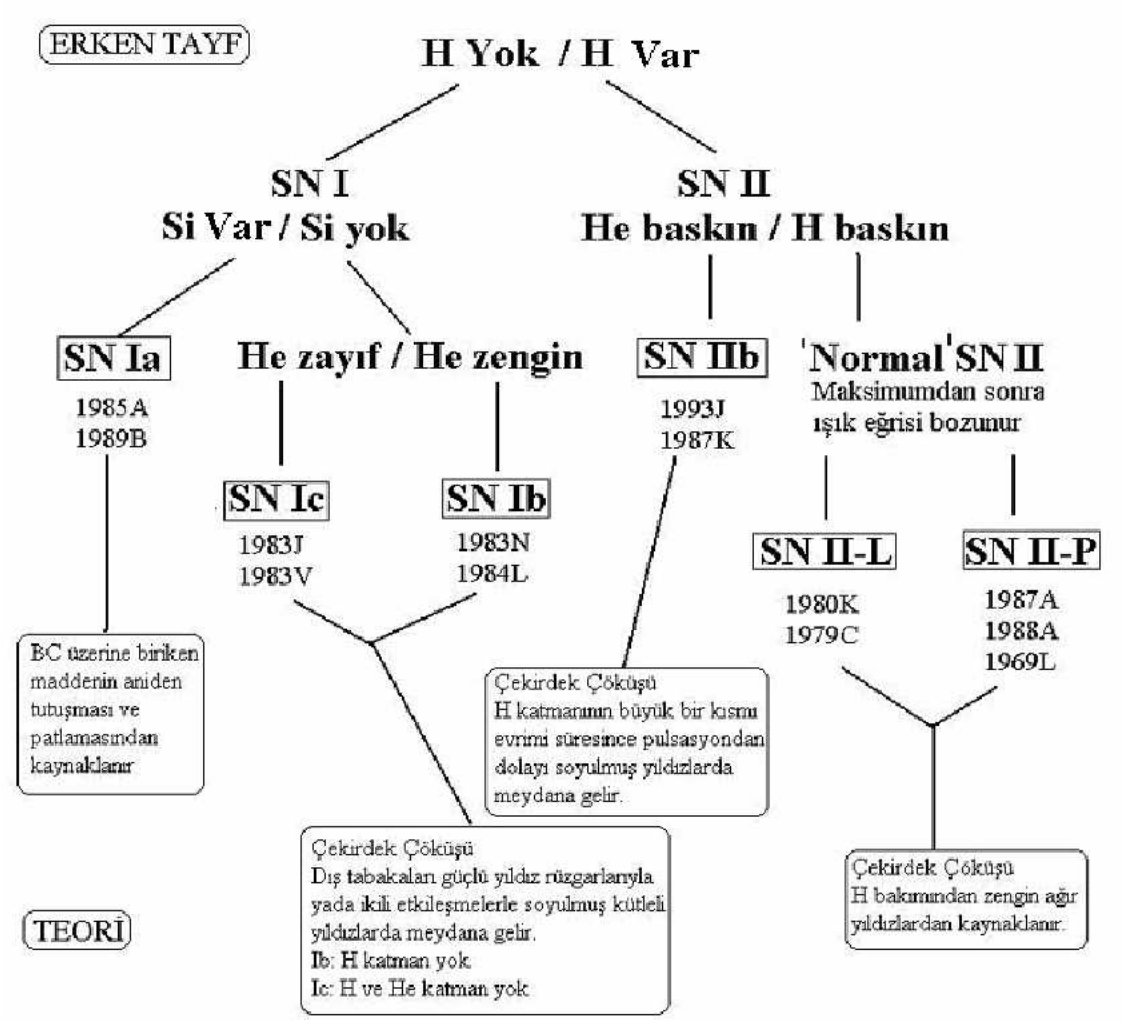
1.1.2 Tip-II Süpernovalar

Yalnızca Sc ve Sb tipi gökadaların sarmal kolları arasında Topluluk I (genç) yıldızlarında meydana gelen bu tür süpernovalar, ışık eğrilerinin şekline ve tayflarındaki ışıma çizgilerine göre alt gruplara ayrılır. Büyük kütleli yıldızların kısa süren yaşamlarının sonunda meydana gelirler ve farklı kütleli yıldızların farklı kimyasal kompozisyonu olacağı için, ışık eğrileri çok farklılıklar gösterirler. Bundan dolayı da çok çeşitli sınıflandırmalar yapılmıştır. Işık eğrilerinin lineer olması yada bir bölgede düzlük göstermesine göre gruplandırılırken, bunun yanında farklı ışıma çizgilerinin de gruplandırmaya dahil edilmesi durumu karmaşıklaştırır. Çoğu II. Türden süpernova geniş bandlı ışıma çizgileri gösterirken, bazı süpernovalar, dış katmanlarının etkileşimi sonucu, göreli olarak daha dar ışıma çizgi özelliği gösterebilir. Bu dar (narrow) çizgi özelliği gösteren süpernovalar SN IIn olarak adlandırılır. Diğer bir süpernova türü olan SN IIb'nin özelliği ise, erken tayfında H çizgileri gösterirken ilerleyen zamanlarda güçlü He çizgileri görülmesidir. IIb olarak adlandırılmasının nedeni, Ib türü süpernovaların da göze çarpan özelliği olan güçlü He çizgilerine sahip olması benzerliğine dayanır. Maksimum parlaklıktan sonra bir süre bir düzlük (plateau) ile devam eden ışık eğrisine sahip olanlar SN II-P olarak adlandırılırken, ışık eğrisi lineer yada üstel devam edenler de SN II-L olarak adlandırılır. II-P ve II-L süpernovalarının zarflarındaki H miktarları farklı olabilirler.Tip-I süpernovalarının enerji kaynağı nükleer füzyon reaksiyonlar iken, Tip-II süpernovalarının enerji kaynağı serbest kalan gravitasyonel kuvvettir.

1.1.2.1 Tip-II-P Süpernovalar

II-P'nin ışık eğrisinde, patlamadan 1-3 hafta sonra radyoaktif 56Ni (t1/2 = 6.1 gün)'in bozunmasından dolayı bir düzlük gösterir. Aynı zamanda 57Co (t1/2 = 271 gün), 22Na (t1/2 = 2.6 yıl) ve 44Ti (t1/2 = 44 yıl) radyoaktif bozunmalar da görülür. II-P'ler serbest kalan

enerjiyi yakalayıp düşük enerjili (~1-10MeV) gamma ışınlarında yavaşça bırakan geniş bir hidrojen katmana sahiptir.



Şekil 1 Süpernovaların sınıflandırılmasında kullanılan bazı temel kriterlerin ve örnek olayların şematik gösterimi.(http://rsd-www.nrl.navy.mil/7212/montes/snetax.html)

1.1.2.2. Tip-II-L Süpernovalar

II-L'nin ışık eğrisi maksimumdan sonra zamana karşı parlaklık değerine doğrusal (lineer), zamana karşı ışıma gücüne (luminosity) göre ise üstel (logaritmik) bir azalma gösterir. Tip II-L'ler, II-P'lere göre daha ince bir hidrojen katmanına sahiptir ve bu katman içeriden gelen enerjiyi yakalayıp gamma ışınlarından görünür bölgeye kadar olan bir aralıkta ışıma şekline dönüştürür.

1.1.2.3. Tip-II Süpernovalarının Oluşumu

Tip II süpernovaları, büyük kütleli bir yıldız mümkün tüm nükleer yakıtını tükettiği zaman meydana gelir. Düşük kütleli yıldızlar çekirdeklerini, hidrojenden daha ağır elementlerin oluşabilmesi için, yeterli miktarda sıkıştıramazlar. Bununla birlikte, büyük kütleli yıldızlar öyle yüksek sıcaklıklar ve yoğunluklar oluşturabilirler ki, bir önceki sürecin külleri bir sonraki süreç için yakıt olarak kullanılabilir ve daha ağır elementler meydana gelebilir. 10 ile 12 $M_{\odot}$ ve daha büyük kütleli yıldızlar, karbon ve sırasıyla neon, oksijen, silikon ve nihayet demire kadar oluşumları mümkün kılacak yeterli derecede büyük merkez

sıcaklıkları ve yoğunlukları oluşturabilirler. Birçok farklı nükleer reaksiyon meydana gelmesine rağmen, bu reaksiyonlar çok fazla enerji üretmezler. Yıldız süratli bir şekilde sonuna yaklaşır. Hidrojen (ana kol) evresi yaklaşık 12 milyon yılda, helyum evresi ise bunun yaklaşık onda birinde son bulur. Sonra gelen diğer bütün yakıtlar yıldızın ömrünü birkaç bin veya biraz daha fazla yıl devam ettirirler. Silikon, çekirdek çökmeden önceki son büyük yakıtıdır ve bu yanış yaklaşık sadece bir hafta devam eder.

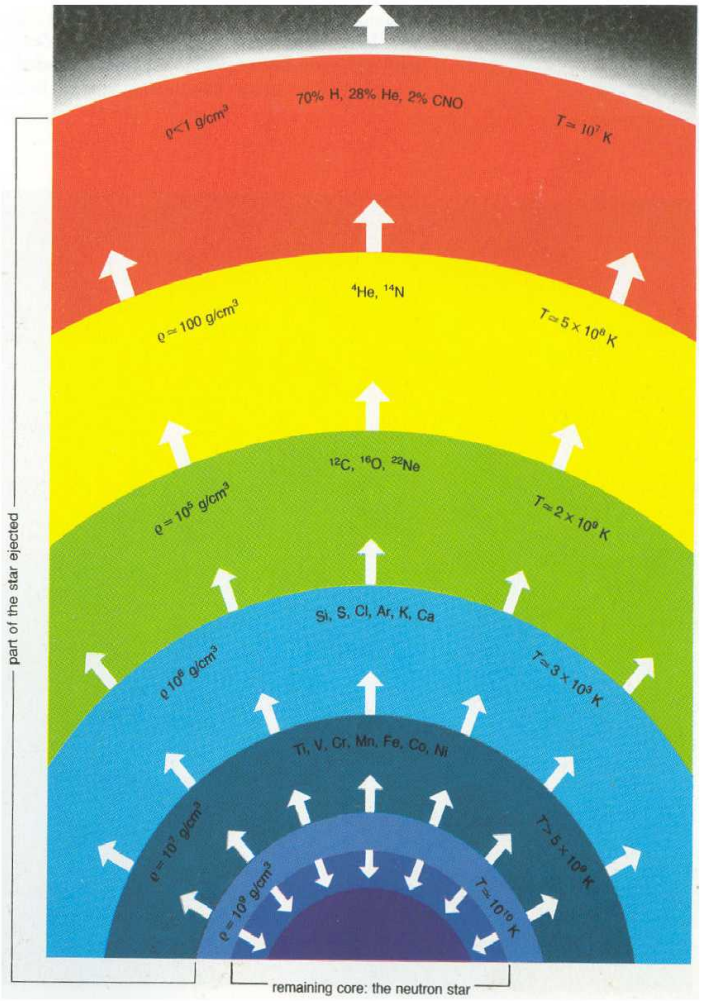
Karbon yanmasının başlamasıyla yıldız, optik ışınımdan çok nötrinoların yayınlanmasıyla enerji kaybeder; nötrinolar yıldızın içinden gelen enerjiyi çok süratli olarak uzaklara taşıyarak tüketirler. Zamanla silikon tetiklenerek demire dönüşür ve optik ışınımla kaybedilenin yaklaşık milyon katı daha fazla enerji, nötrino yayınlanması ile kaybedilir. Nötrino enerjisi kaybı, yıldızın içinin büzülmesine ve sıcaklığın yükselmesi ile yoğunluğun artmasına neden olur ve nükleer yakıt süratle tükenir.

Demir çekirdeği, bütün çekirdekler içinde en sıkı bağlanma enerjisine sahiptir. Sonuç olarak, demir içeren bir nükleer reaksiyon, ya onu daha hafif çekirdeklere bölerek veya daha ağır bir çekirdek olmak üzere onunla birleşerek, enerji yutar. Demir, enerji üretimi için son adımdır. Çok sıcak ve yoğun yıldız çekirdeği, çevresindeki maddeyi demirle birleşmek üzere hazırlar. Çekirdeğin kendisi enerji üretmemesine rağmen, dejenere elektronların basıncıyla kısa bir süre için beslenir. Bununla birlikte daima etki eden kütle çekimi, hemen basıncı yener ve çekirdeğin büzülüp, daha da sıcak olmasına neden olur. Çekirdek birkaç milyar derece sıcaklığa ulaştığında yüksek enerjili fotonlar (γ-ışınları) demir çekirdekleri ile etkileşir ve onları parçalara ayırır. Elektronlar aynı zamanda çekirdeklerin içine tazyikte bulunur ve onları nötronca zenginleştirir. Bu iki süreç çok büyük miktarda enerjiyi tüketir ve demir çekirdek muazzam bir şekilde çöker. Bir süpernova doğmuştur. 20 Güneş kütlesindeki bir yıldızda, demir kor yaklaşık 1.4 Güneş kütlesindedir ve yarıçapı yaklaşık Yer' in yarıçapı kadardır. Ancak, burada durulmaz ve yıldız çöker. Sadece saniyenin birkaç onda birinde bu çekirdek yaklaşık 100 kilometre yarıçapına düşer! Bu sırada çok büyük sayıda nötrino $p + e \rightarrow n + \upsilon$ reaksiyonu ile üretilir.

Bu çok büyük enerji kaybı çekirdeği soğutur ve böylece süpernova nihai durumuna doğru çökmesini tamamlar ve yaklaşık 10 kilometre yarıçapında bir nötron yıldızı olur.
Bu süpernova çökmeleri sürecinin tamamı sadece saniyeler içinde gerçekleştiğinden, modelleme güçtür. Netice olarak birçok durum belirsizdir; örneğin, çekirdeğin dışarıya doğru itilen kısmının kendisini çevreleyen yıldızı tahrip etmesi ve kolayca görünen bir süpernova meydana getirmesi tam olarak nasıl olmaktadır? Çekirdekte daima bir nötron yıldızı mı meydana gelir, yoksa bazı örneklerde son ürün bir kara delik olabilir mi? Veya bazen, acaba geride bir kalıntının olmaması mümkün müdür? Ne olursa olsun, yıldızın başından geçen bütün bu nükleer yanmanın milyonlarca yıllık yaşam süresinde değil, sadece son birkaç saniye içinde olması ilginçtir.

Tip Ib patlamalarının da çekirdek çökmesi ile oluştukları düşünülmektedir, fakat başlangıç kütlesi çok büyük olan bir erken tip yıldızda, bütün dış tabakalardan gelen hidrojence zengin madde, kuvvetli yıldız rüzgarlarıyla uzaklara taşınmaktadır. Geriye sadece yıldızın merkezi kısmı kalır ve yıldızın kalan yakıtı süratle tüketilir. Açıklandığı üzere demir çekirdek hemen çöker. Tip-II patlamalarının aksine, gözlemsel farklılıklardan bir tanesi, fırlatılan maddenin hidrojen içermemesidir.

Tip-II'lerin ardında demirden daha ağır elementleri de içeren yaygın bir süpernova kalıntısı kalır. Buna ek olarak, II. Türden bir süpernovanın merkezinde bir sıkı cisim, yani bir NY veya KD olmalıdır.



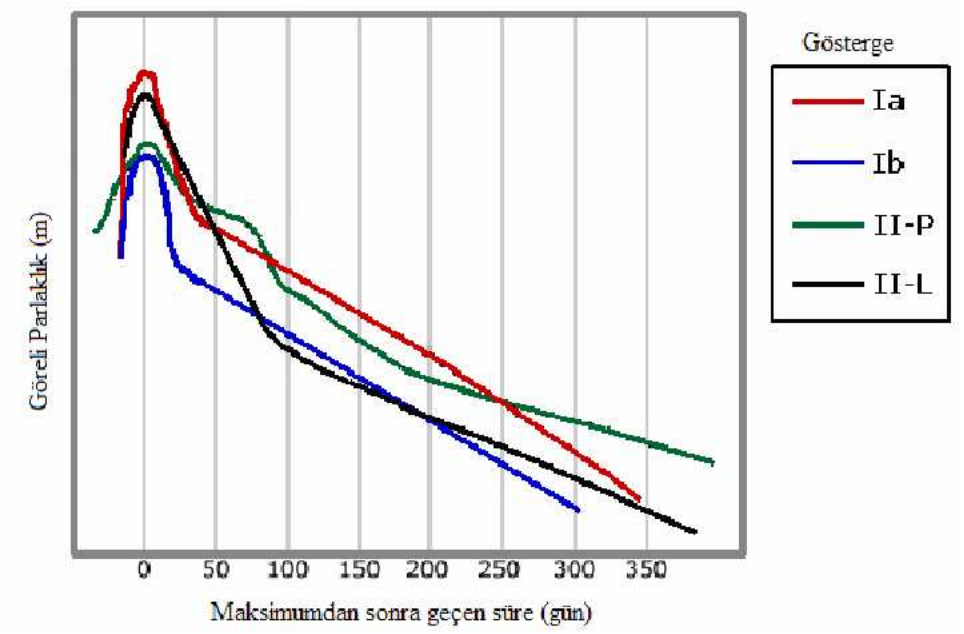
Şekil 2 Tip II bir süpernovaya yol açacak olan ağır bir yıldızın merkezinde demirin parçalanması yıldızın dış katmanlarının dağılmasına ve dış katmanların çekirdeğin üzerine çökmesiyle merkezde bir nötron yıldızı oluşturmasına yol açabilir. Bu aşamada yıldız soğan kabuğu gibi katmerli bir yapıya sahiptir (bu, her tür SN'da gözlenen bir yapıdır). Bütün katmanlardaki kimyasal kompozisyon, artan sıcaklık ve yoğunlukla meydana gelen nükleer sentezin bir sonucudur. Her tabaka, burada üretilen elementlerin kimyasal gösterimleri ile izah edilir. Süpernovanın ardından bu elementler yıldızlara arası ortama atılarak ortamın kimyasal kompozisyonunun zenginleşmesini sağlar ve yeni yıldızların doğumu için uygun ortam şartlarının gelişmesine yardımcı olur.
(Audoze ve Israël, 1996)

1.3. Süpernovaların Işık Eğrileri

Süpernovaların farklı türleri, ışık eğrileri bakımından da ayırt edici farklılıklar gösterirler (Şekil 3). I.Tip süpernovalar daha göz alıcıdırlar, parlaklıkları 20kadir kadar artarak M=-19 kadirlik mutlak parlaklığa ulaşabilirler. I. Tür süpernovaların ışık eğrileri oldukça karakteristiktir. Patlayan yıldızın ışığı ilk günlerde hızla artar ve daha sonra da azalır. Bunu takip eden uzun süreli, üstel bir biçimde sabit bir hızla azalma evresi gelir. Bu dönemde parlaklık azalması

$$L_t = L_{\odot}\, e^{-t/\tau} \quad (\tau \sim 60\text{gün}) \qquad (1)$$

ile ifade edilebilir. Burada τ, SN'nın içerdiği radyoaktif elemente göre değişen bir yarı ömür değeridir. II. Tip süpernovaların parlaklık artışı biraz daha yavaş, fakat bunu koruma süreleri daha uzundur. Zamana göre parlaklık değişimi düzenli olmadığı için maksimumdan sonrasını, tek bir matematiksel olarak ifade etmek zor olabilir. II. Tür SN'lar büyük kütleli yıldızların evrimleri sonucunda ve farklı kütlelerde meydana geldikleri için ışık eğrileri oldukça farklar göstermektedir.



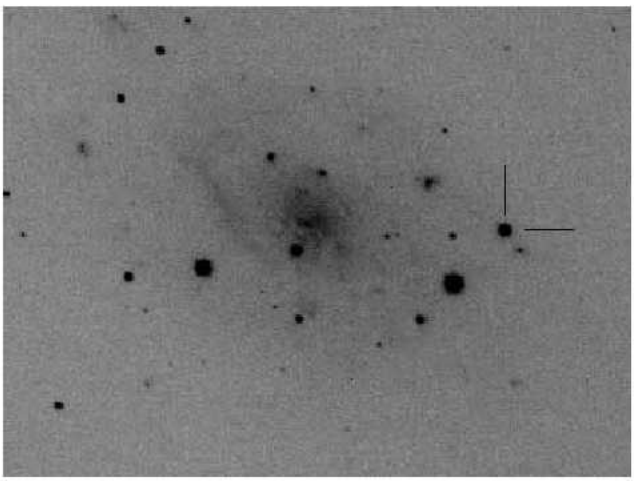
Şekil 3 Şekilde süpernovaların türlerine göre değişiklik gösteren ışık eğrileri

SN2004dj Gözlemleri

ÇAAM olanakları ile bir süpernova gözlemi hedefine bağlı olarak, internetteki SN duyuru siteleri takibe alınmış ve SN2004dj'nin duyulması üzerine 10 Ağustos 2004 gecesi ilk gözlemler yapılmıştır. İlk indirgeme sonunda SN'nın gözlenebilecek kadar parlak olduğu anlaşılarak, gözlemlere devam kararı alınmıştır. Bunu takip eden başarılı bir diğer gözlem 12/08/2004'te yapılmıştır. Daha sonra bu bölge UPG'den gözlenemez duruma gelmiştir.

Gökada'nın NASA'nın Hubble Uzay Teleskopu (HUT)'ndan alınan bir resimde (http://hubblesite.org/new/2004/23/), ağır kütleli bir yıldızın patlaması sonucu meydana gelen SN2004dj, Güneş'ten yaklaşık 200 milyon kez daha parlaklığa ulaşmıştır. SN2004dj, Samanyolu (SY)'ndan 11milyon ışık yılı uzaklıktaki NGC 2403 gökadasında meydana gelmiştir.

Bilindiği gibi büyük kütleli yıldızlar Güneş benzeri kütleye sahip yıldızlardan daha kısa yaşarlar. Bu SN'yı meydana getiren yıldızın kütlesi yaklaşık 15 M$\odot$ ve yaşı da yaklaşık olarak sadece 14 milyon yıl olduğu tahmin ediliyor. SN2004dj aslında son 50 yılda NGC2403 gökadasındaki üçüncü süpernova olmaktadır. Bu gökadada yoğun yıldız kümelerinin çok sayıda olması, gözlenen yüksek süpernova oranını açıklamaktadır.



Şekil 4. SN2004dj'nin ilk kez Japon amatör astronom Koichi Itagaki tarafından 31 Temmuz 2004 tarihinde keşfedildiği görüntü.

(http://www.rochesterastronomy.org/sn2004/n2403s1.jpg)

1.4.1. SN2004dj Süpernovası

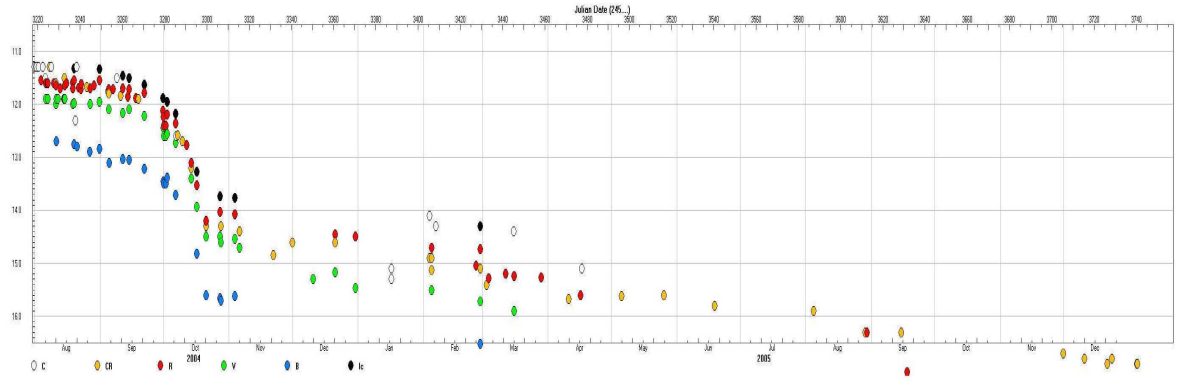
İlk kez 31 Temmuz 2004'de Koichi Itagaki tarafından keşfedilen (Şekil 4) SN2004dj olayı, NGC2403 gökadası içinde bulunan Sandage96 adlı yoğun yıldız kümesinde meydana gelmiştir. İlk keşfinden sonra yapılan ek gözlemler, olayın hidrojen bakımından zengin ağır kütleli bir yıldızın patlamasına işaret eden II. Tür'den bir süpernova olduğunu gösterdi. Yıldızın demir içeren merkezinin birden çökmesiyle gelişen olaylar sonucu muhtemelen geriye oldukça yoğun bir cisim olan bir NY kalmış olmalıdır. Bu NY ışıma geometrisi uygunsa yakında bir pulsar olarak gözlenebilir. Patlama anında büyük miktarda nötrino (υ) ışıması da gerçekleşmiş olmalıdır. Ancak mesafenin büyüklüğü nedeni ile, SN1987A'dakine benzer bir υ-kaydı beklenmemelidir.

SN patlamaları ile bir yıldızda üretilen ağır elementler uzaya atılmış olmaktadır. II. Tür patlamalar ortama yeni kuşak yıldızlar ve gezegenler için O, C, Fe gibi ağır elementleri ve materyalleri sağlar.

Şekil 5. NGC2403'ün ve SN2004dj'nin Hubble Uzay Teleskopu (HST) tarafından alınmış bir görüntüsü. Gökada merkezinin etrafındaki pembemsi bölgeler yeni yıldızların oluşum bölgeleridir. Sıcak, genç yıldızlar mavi, daha yaşlı yıldızlar ve yoğun toz tabakaları kırmızı ve gökada merkezindeki yaşlı yıldızlar sarı renkle gösterilmektedir.

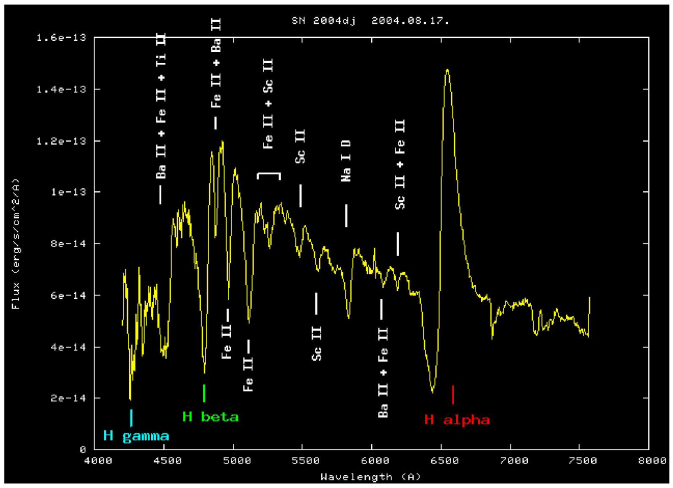
Şekil 5'te verilen HST görüntüsü SN'nın keşfinden 2 hafta sonra 17 Ağustosta alınmıştır. Bu renkli görüntü HST'nin Geniş Alan Kamerası (WFC) ile çeşitli filtrelerde alınan görüntülerin birleştirilmesiyle elde edilmiştir. Görüntüdeki renkli bölgeler gökadanın

önemli özelliklerini vurgulamaktadır. Sıcak, genç yıldızlar mavi, gökadanın merkezinin yakınlarındaki daha yaşlı yıldızlar ve yoğun toz tabakaları kırmızı ve gökada merkezindeki yaşlı yıldızların yoğun konsantrasyonu sarı renkle gösterilmektedir. NGC2403'ün merkezinin etrafına serpilen pembe bölgeler yeni yıldız doğum bölgeleridir.



Şekil 6 SN2004dj'nin internetten elde edilen, yeryüzündeki diğer gözlemevlerinin yapmış olduğu gözlemlerin bir araya getirilmesi ile oluşturulan ışık eğrisi görülmektedir. Işık eğrisinin karakteristiğinden SN2004dj'nin II P türünden bir olay olduğu anlaşılmaktadır. II p sınıfına özgü maksimum parlaklıktan sonra gelen 'düzlük' (plataue) rahatça görülmektedir.

SN ışık eğrisinin elde edilmesinin yanı sıra bu SN'nın başka gözlemevlerince yapılan tayfsal gözlemleri incelenmiş ve süpernovalar hakkında verilen teorik bilgilerin denetlenmesi yapılmıştır. SN2004dj'nin bir tayfında (Şekil 7) görülen H çizgilerinden, olayın II. Tip bir SN olduğu anlaşılmaktadır. Meydana geldiği tarihten bu yana ölçülen parlaklık değerleriyle oluşturulan ışık eğrisine bakıldığında da, bunun Tip II-P sınıfına girdiği söylenebilir.



Şekil 7. SN2004dj'nin spekturumunda H_α, H_β, H_γ çizgileri açıkça görülmektedir. Fe, Ba, Na, Sc, Ti diğer belirlenebilmiş çizgilerdir.

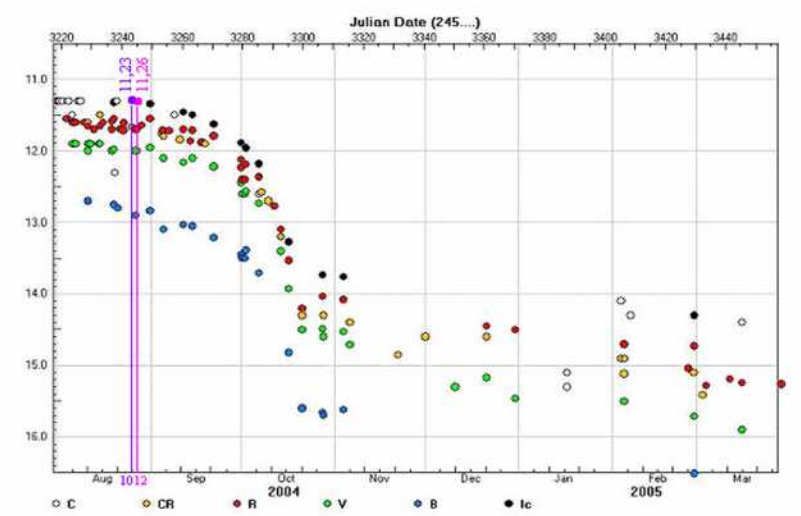
(http://astro.u-szeged.hu/~sn/html/2004dj/sn_cal.png)

1.4.2. SN2004dj'nin UPG Gözlemleri

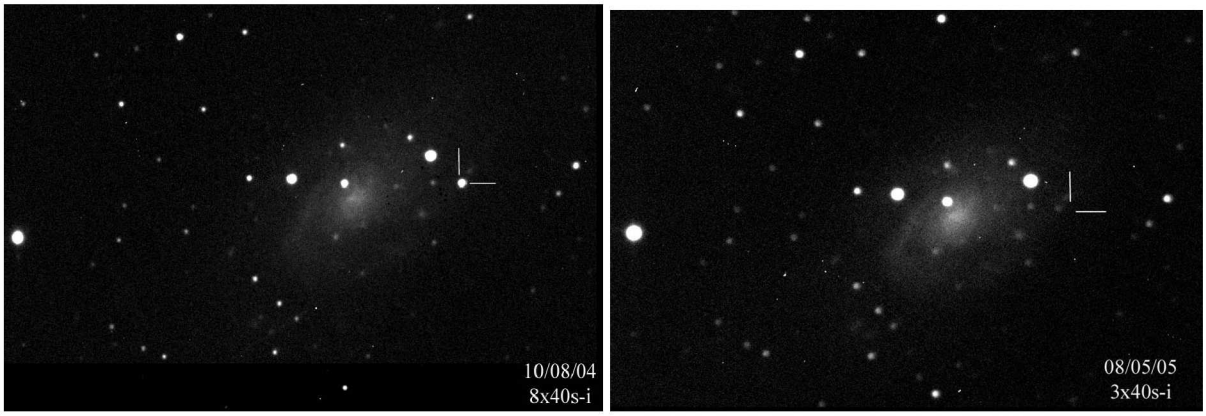
Burada analizi yapılan gözlemler, Ağustos 2004 başlarında UPG'de 30cm'lik Schmidt-Cassegrain sınıfı Maade marka teleskopa takılı SBIG-ST237 model CCD kamera ile gerçekleştirilmiştir. Gözlemler esnasında, astronomide yaygın olarak kullanılan bilgisayar yazılımları (MaxImDL, CCDobs) ve bilgisayar hafızasındaki yıldız kataloglarından yararlanılmıştır.

SN2004dj gözlemleri, 10 ve 12 Ağustos 2004 tarihlerinde, UPG'de mevcut I filtresi kullanılarak ve 40s ila 30s poz süresi verilerek gerçekleştirilmiştir. Yapılan gözlemlerde, SN'nın içinde olduğu NGC2403 gökadası da rahatlıkla görülebilmektedir. Gözlemler sırasında, SN bölgesi 8 adet 40s ve 15 adet 30s süreli pozlar verilerek görüntülenmiştir. Bu görüntüler MaxImDL programı ile indergenmiş ve SN'nın parlaklığı 10 Ağustos gecesi için 11.23 kadir ve 12 Ağustos gecesi için 11.26 kadir olarak ölçülmüştür. Bu ölçmede, teleskop resim alanında parlaklığı bilinen yıldızlarla karşılaştırma yolu kullanılmıştır. Elde edilen bu parlaklık değerleri internetten elde edilen, yeryüzünde çeşitli yerlerde konumlanmış rasathaneler tarafından ölçülen parlaklık değerleri ile karşılaştırılmıştır. Bunun sonucu UPG'de bu SN'ya ait elde edilen bulguların farklı gözlemevlerinde elde edilen değerlerle uyumlu olduğu görülmektedir (Şekil 8).

Bölgenin ufka oldukça yakın olması nedeniyle SN2004dj gözlemlerimiz başlangıçtan 2 gün sonra sona ermiş, fakat konumu uygun olan rasathanelerin yaptıkları gözlemler internette takibe alınarak SN2004dj verileri biriktirilmeye başlanmıştır. İlk gözlemlerden 9 ay kadar sonra,(8 haziran 2005) SN2004dj tekrar UPG ufkuna girmiş ve yeni ölçümler yapılmıştır. Alınan görüntüde SN2004dj hala görünüyor. O dönemdeki parlaklığı yaklaşık mı= 15.9 kadir dir.



Şekil 8 Grafikte SN 2004dj olayının UPG'de ölçülen parlaklıklarının internetten elde edilen, çeşitli gözlemevlerinin katkılarıyla oluşturulmuş ışık eğrisinde karşılık geldiği bölüm ve hesapladığımız parlaklık değerleri Ağustos 10-12 2004 tarihlerine karşılık gelen renkli çizgilerle birlikte görülmektedir. Bu değerler Ek-1'de detaylarıyla verilmiştir.



Şekil 9 Soldaki resim ÇAAM'da 10/08/2004 gecesi 40s poz süresiyle alınmış 8 görüntünün üst üste çakıştırılmasıyla elde edilmiştir. Dik çizgiler SN2004dj'yi göstermektedir. Sağdaki resim ise yine ÇAAM'da 08/05/2005 tarihinde (patlamadan 9 ay sonra) alınan 40s'lik 3 görüntünün birleştirilmesiyle elde edilmiştir. Bu görüntüde SN artık görülemeyecek kadar sönükleşmiş durumdadır.

Elementlerin Yarı Ömür Süreleri ($t_{1/2}$): ±

$I_1 / I_2 = 100^{(m_2-m_1)/5}$

$I_1 / (I_1 / 2) = 100^{(m_2-m_1)/5}$

$2 = 100^{(m_2-m_1)/5}$

$\text{Log}2 = [(m_2-m_1)/5].\log 100$

$0.30 = [(m_2-m_1)/5].2$

$5(0.30)/2 = m_2-m_1$

$1.5/2 = 0.75 = m_2-m_1$

Sonuçlar

ÇOMÜ ÇAAM olanakları ile UPG'de yaptığımız bu ilk SN gözlemi sonunda, internet olanakları da kullanılarak

- (1) ışıma eğrisinin maksimumda yaptığımız gözlemlerin diğer gözlemevleri parlaklık değerleri ile uyumlu olduğu
- (2) H çizgileri gözlenmesi nedeniyle Tip II türü bir SN ile karşı karşıya olduğumuzu
- (3) 9±2 günlük hızlı düşüşün Ni56 temelli yarı ömür hesaplarını hatırlattığı,
- Platonun varlığı nedeniyle SN2004dj'nin Tip II-P türü bir olay olduğu
- (4) II. Tip süpernovalarda patlamadan sonra (>1-2 yıl) genellikle bir PULSAR gözlenmesi bekleniyor. Ancak uzaklık ve nötron yıldızının ışıma geometrisi gibi nedenlerle, gözlenebilme olanaklarının kısıtlandığı, biliniyor. Zaman olarak ta bu konuda karar vermek için henüz erken olduğu, radyo astronomik gözlemlerin bu cisim

üzerine yoğunlaşmasının beklenen pulsarın ışıma gücü hakkında değerli bilgiler vereceği yapılabilecek öngörüler arasındadır.

Öneriler

- Bu tür kısa-zaman astronomisi çalışmalarında, özellikle gökyüzünün çeşitli bölgelerini giderek daha yakından tanımak, karşılaştırma yıldızlarını doğru şekilde seçmek ve bilinmeyen 'yıldızın' (süpernova'nın) parlaklığını hızla belirlemek gereklidir. Bu yoldaki deneyim birikimimiz, ileride ortaya çıkabilecek yeni süpernova, gama ışın patlamaları ardıl ışımaları ve diğer geçici ve kısa süreli olayları takipte önemli bir avantaj sağlayacaktır. Bu türden çalışmaların diğer gözlemevlerimizde de başlaması ve desteklenmesi beklenmelidir
- Çanakkale Ulupınar Gözlemevinde (UPG) yeni çalışmalarına başlayan kısa zaman astronomisi grubu, çalışma konularını genişletmek ve uluslararası işbirliği olanaklarını değerlendirmek ve UPG'nin çıktı verimini arttırmak için çalışmaklarını aralıksız sürdürmektedir.

Kaynaklar

[1] Kaçar, Y. 2004, 'Süpernovalar, Özellikleri ve SN2004dj Örneği', Yüksek Lisans Tezi, ÇOMU Fen Bilimleri Enstitüsü.
[2] Pasachoff, J. M., 1995, 'Astronomy From The Earth to The Universe', Cambridge University Pres, Fourth Edition, s-418-488.
[3] http://www.rochesterastronomy.org/sn2004/sn2004dj.html
[4] http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/know,_12/supernovae.html
[5] http://rsd-www.nrl.navy.mil/7212/montes7snetax.html
[6] http://scienceworld.wolfram.com/astronomy/topics/Novaeandsupernovae.htm

EĞİTİMDE ASTRONOMİNİN YERİ: GERİ GELSİN Mİ GELMESİN Mİ?

Oktay KAHRAMAN[1], Ali ERYILMAZ[2], Sinan Kaan YERLİ[3]

Özet

Bu çalışmada, Türkiye'de ilköğretim ve ortaöğretim okullarında geliştirilebilecek astronomi programı için gerekli verilerin elde edilmesi için bir ihtiyaç analizi yapılmıştır. Türkiye'nin Ankara ili merkezine bağlı (Keçiören, Çankaya, Yenimahalle, Altındağ, Mamak ve Sincan) ilçelerinde Milli Eğitim Bakanlığına bağlı 35 ilköğretim ve 20 ortaöğretim okulunda 2004 – 2005 güz döneminde anket uygulanmasına gidilmiştir. 2133 ilköğretim, 1180 ortaöğretim öğrencisine ve 37 ilköğretim ve ortaöğretim öğretmenine ulaşılmıştır. Öğretmenler, ilköğretim ve ortaöğretim öğrencileri için üç ayrı anket geliştirilmiştir. Anket sonuçlarına göre; uzmanlar ve öğretmenler astronomi konularını ilköğretim 6. sınıftan itibaren kendi başına bir ders olarak ilköğretim ve ortaöğretimde verilmesi gerektiğini düşünmektedirler. İlköğretim ve ortaöğretim öğrencileri de astronomi dersini yüksek yüzdelerle ayrı bir ders olarak görmek istemektedirler. Öğretmen ve öğrencilerin, astronomi ile ilgili anketlerde verilen konuları yüksek yüzdelerle istedikleri görülmüştür. Eğitim ve öğretim metodu olarak açık, anlaşılır ve gündelik yaşamla ilişkili deney ve projelerin olmasını istedikleri, performansa bağlı değerlendirmeyi tercih ettikleri, eğitim ortamının görsel malzemelerle desteklenmesini ve eğitim sürecinde öğrenci öğretmen işbirliğinin sağlanmasını bekledikleri bilgisine ulaşılmıştır.

Abstract

In this study, needs analysis has been made to gather the necessary data for developing a possible astronomy program for elementary and secondary schools in Turkey. In order to collect and to determine the students' and teachers' needs, 35 elementary schools and 20 secondary schools in the six districts (Keçiören, Çankaya, Yenimahalle, Altındağ, Mamak and Sincan) of Ankara in Turkey has been visited during 2004-2005 fall semester. 2133 elementary and 1180 secondary school students and 37 teachers were involved in the study. The opinions of the students and the teachers have been collected via questionnaires. According to the gathered data from the questionnaires, the teachers supported the idea that a possible astronomy course should be included in the curriculum of elementary education starting with the 6th grade. Also, elementary and secondary schools students prefer a separate astronomy course with high percentages. The astronomy subjects listed in the questionnaire was selected with high percentages. Majority of the students wanted experiments and projects that are clear, comprehensible and related to daily life experiences. Performance based evaluation was supported in the evaluation process. Visual based materials and teacher – student cooperation are expected when teaching astronomy subjects.

[1] *ODTÜ, Eğitim Fakültesi, Ortaöğretim Fen ve Matematik Alanları Eğitimi, 06531, Ankara, oktay.kahraman@gmail.com.tr*
[2] *ODTÜ, Eğitim Fakültesi, Ortaöğretim Fen ve Matematik Alanları Eğitimi, 06531, Ankara, Tel: 0312 2104055, eryilmaz@metu.edu.tr*
[3] *ODTÜ, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Ankara, 0312 2103259, yerli@metu.edu.tr*

1. Giriş

Astronomi eğitimi günümüzde birçok ülkenin ulusal eğitim stratejisinde öncelik verdiği konulardan biridir. Bu ülkeler astronomi eğitiminin nasıl bir çerçevede verilmesi ve ne tür eğitim yöntemleriyle bu eğitimin yapılması gerektiği üzerine geniş çaplı araştırmalara gitmektedirler. Temel bilimlerin önemli bir parçası olan astronomi, bilimsel gerçekleri doğru kullanmayı ve bu gerçeklere mantıksal bir bakış açısı getirmeyi sağlar (Tunca, 2002).

Ülkemizde astronomi eğitimi istenilen düzeyden ve belirlenmiş standartlardan uzaktır. Ayrıca, astronomi eğitiminin gerekliliği ve ülkenin kültürel ve sosyal yapısı dikkate alınarak nasıl bir eğitim stratejisi öngörülebileceği üzerine yapılan araştırmalar ve çalışmalar yok denecek kadar azdır.

Bu çalışmanın temel amacı, ülkemizdeki astronomi eğitimi çalışmalarına yeni bir bakış açısı getirmek, böyle bir eğitimin programlanması için gerekli ölçütlerin neler olabileceği üzerine uzman kişilerin, öğretmenlerin, akademisyenlerin ve öğrencilerin görüşlerinin alınacağı bir ihtiyaç analizi yapmaktır. Bu ihtiyaç analizi ile sorgulanmaya çalışılan temel sorunlar; astronomi eğitiminin gerekliliği, içeriği, bilimsel bilgi, tutum ve değer yönünden böyle bir eğitimin gerekli olup olamadığı, ne tür eğitim-öğretim süreçlerinin işlemesi gerektiği ve böyle bir eğitimin nasıl bir ortamda olması gerektiğidir.

Tablo 3.1. İlköğretim Öğrencilerinin Astronomi Dersini Tercih Biçimleri

Astronomiyi nasıl öğrenmek isterdiniz?	**f**	**%**
Ayrı bir ders olarak	1162	54.5
Fark etmez	619	29.0
Bir ders altında	330	15.5
Toplam	2133	100.0

2. Yöntem

Bu çalışmanın evrenini için Türkiye'nin Ankara ili sınırları içerisinde merkeze bağlı Keçiören, Çankaya, Yenimahalle, Altındağ, Mamak ve Sincan ilçelerindeki Milli Eğitim Bakanlığına bağlı 35 ilköğretim ve 20 ortaöğretim okullunda 2004 – 2005 güz döneminde MEB den izin alındıktan sonra anketler uygulanmıştır. Bu uygulamanın ilköğretim ayağında 5. sınıf 971, 7. sınıf 1017 ve 8. sınıf 145 öğrenciye olmak üzere toplam 2133 ilköğretim öğrencisine ulaşılmıştır. Uygulamanın ortaöğretim ayağında ise, 545 Devlet Lisesi, 413 Anadolu Lisesi ve 222 Yabancı Dil Ağırlıklı Lise öğrencisi olmak üzere toplam 1180 ortaöğretim 10. sınıf öğrencisine ulaşılmıştır. İhtiyaç analizinin öğretmen boyutunun araştırılması için anket çalışması yapılan sınıfların ders öğretmenlerinin görüşlerine anket yöntemiyle başvurulmuştur ve 37 öğretmenin bu konudaki görüşleri alınmıştır.

3. Bulgular

Araştırma sonucu elde edilen bulgulara göre ilköğretim öğrencilerinin astronomi dersini tercih biçimleri % 54.5 ayrı bir ders, %29 fark etmez ve % 15.5 bir ders altında şeklinde olmuştur. İlköğretim öğrencilerinin astronomi dersini tercih biçimleri Tablo 3.1'de verilmiştir.

Benzer soru ortaöğretim öğrencilerine sorulduğunda bu dersi ayrı bir ders olarak görme oranı %71.4 olmuştur. Ortaöğretim öğrencilerinin astronomi dersini tercih biçimleri Tablo 3.2'de verilmiştir.

Tablo 3.2. Ortaöğretim Öğrencilerinin Astronomi Dersini Tercih Biçimleri

Astronomiyi nasıl öğrenmek isterdiniz?	**f**	**%**
Ayrı bir ders olarak	842	71.4
Fark etmez	198	16.8
Bir ders altında	123	10.4
Toplam	**1180**	**100.0**

İlköğretim ve ortaöğretim öğrencilerinin astronomi tercihleriyle demografik özellikleri arasındaki ilişki incelenmiştir. Bu inceleme sonunda ortaya çıkan temel sonuçlar ilköğretim öğrencileri için Tablo 3.3'de verilmiştir.

Tablo 3.3. İlköğretim Öğrencilerinin Astronomi Tercihleriyle Demografik Yapısı Arasındaki İlişki

	Astronomi tercihleri ve demografik yapıları arasındaki ilişki*		
	Ayrı Ders (%)	**Fark etmez (%)**	**Bir ders altında (%)**
Cinsiyet			
Erkek	49.03	33.36	17.61
Kız	60.88	25.39	13.73
Sınıf			
5.	50.88	32.64	16.48
7.	58.33	26.69	14.98
8.	60.14	25.36	14.49
Anne/Baba Eğitim Durumu			
İlkokul Mezunu	53.19 / 53.07	29.39 / 30.91	16.37 / 14.89
Ortaokul Mezunu	54.89 / 53.24	27.00 / 30.15	16.91 / 15.84
Lise Mezunu	58.58 / 56.53	29.77 / 26.90	11.00 / 15.59
Üniversite Mezunu	64.56 / 61.65	25.32 / 22.82	8.86 / 15.05

*Yüzdelikler aynı demografik grup içindeki yüzdeliklerdir

Tablo 3.3'deki sonuçlara bakıldığında kız öğrencilerinin astronomiyi ayrı bir ders olarak görme isteklerinin erkek öğrencilere göre daha yüksek olduğu görülmektedir. Ayrıca sınıf seviyesi arttıkça astronomiyi ayrı bir ders olarak görme yüzdesinin arttığı ortaya çıkmaktadır. Bunun yanı sıra, ilköğretim öğrencilerinin ebeveynlerinin eğitim düzeyi arttıkça bu öğrencilerin astronomiyi ayrı bir ders olarak görme yüzdesi artmaktadır.

Bu araştırma sonunda ortaöğretim öğrencilerinin astronomi tercihi ve demografik yapısı arasındaki ilişki incelendiğinde bu ilişki ayrıntılı olarak Tablo 3.4'de verilmiştir.

Tablo 3.4. Ortaöğretim Öğrencilerinin Astronomi Tercihleriyle Demografik Yapısı Arasındaki İlişki

	Astronomi tercihleri ve demografik yapıları arasındaki ilişki*		
	Ayrı Ders (%)	**Fark etmez (%)**	**Bir ders altında (%)**
Cinsiyet			
Erkek	69.54	19.54	10.92
Kız	74.88	14.69	10.43
Okul Türleri			
Anadolu Lisesi	68.22	20.05	11.74
Düz Lise	73.83	16.82	9.35
Süper Lise	76.71	11.87	11.42
Anne/Baba Eğitim Durumu			
İlkokul Mezunu	73.27 / 73.39	16.70 / 16.13	9.13 / 9.27
Ortaokul Mezunu	71.29 / 77.37	15.84 / 13.14	10.89 / 8.03
Lise Mezunu	69.89 / 71.57	17.92 / 18.06	10.39 / 9.36
Yüksek Okul Mezunu	75.00 / 62.79	7.14 / 23.26	17.86 / 11.63
Üniversite	68.40 / 70.02	18.00 / 16.55	13.20 / 12.47

*Yüzdelikler aynı demografik grup içindeki yüzdeliklerdir

Ortaöğretim öğrencilerinin astronomi tercihleriyle demografik yapıları arsasındaki ilişki incelendiğinde ilköğretim öğrencilerinde olduğu gibi ortaöğretimde de kız öğrencilerinin astronomiyi ayrı bir ders olarak görme isteklerinin erkek öğrencilere göre daha yüksek olduğu görülmektedir. Okul türleri içinde astronomiyi ayrı bir ders olarak görme yüzdesinin süper liselerde %76.71 ile en yüksek, Anadolu liselerinde ise %68.22 ile en düşük olduğu görülmektedir. Ortaöğretim öğrencilerinin anne eğitim düzeyi arttıkça astronomiyi ayrı bir ders olarak görme eğilimlerinin azaldığı görülmektedir.

Araştırma sonucu öğretmenlerinin astronomi dersinin verilebileceği uygun sınıf seviyeleri hakkındaki görüşleri alınmıştır. Elde edilen sonuçlara göre ilköğretim 6. sınıfından itibaren böyle bir dersin ayrı bir ders olarak verilmesi gerektiğini düşündükleri bulgusuna ulaşılmıştır. Öğretmenlerin astronomi dersinin verilebileceği uygun sınıf seviyeleri hakkındaki görüşleri Tablo 3.5'de verilmiştir.

Son olarak, çalışma ile ulaşılan ilköğretim ve ortaöğretim öğrencilerinden, hazırlanacak bir astronomi dersinin içeriği, eğitim-öğretim yöntemi, değerlendirme şekli, eğitim ortamı ve olanakları ve astronominin önemi hakkında görüş alınmıştır. Öğrenicilere göre olası bir astronomi dersinde; öğretim açık ve anlaşılır olmalı (içerik), konular gündelik yaşamla ilişkilendirilmeli ve deney ve gözlem yapılmalı (eğitim-öğretim yöntemi), değerlendirme sınıf içi performans, gözlem ve deney ile olmalı (değerlendirme şekli), öğretmen ve öğrenci işbirliği olmalı (eğitim ortamı), TV ve video gibi görsel tabanlı eğitim ortamı ve laboratuar sağlanmalı (eğitim olanakları), konular Dünya ve Evreni tanımaya yardımcı olmalı ve bilgiler resim, film ve belgesel yoluyla paylaşılmalı (astronomin önemi).Öğretmenlerin böyle bir ders için görüşleri alındığında öğrencilerin verdiği cevaplara benzer cevaplar verdikleri görülmüştür.

Tablo 3.5. Öğretmenlerin Astronomi Dersinin Verilebileceği Uygun Sınıf Seviyeleri Hakkındaki Görüşleri

Sınıf Seviyeleri		Öğretmen Sayısı*	%
Anaokulu - 3	Ayrı Ders	5	13.5
	Fark Etmez	1	2.7
	Bir Ders Altında	19	51.4
4 - 5	Ayrı Ders	12	32.4
	Fark Etmez	-	-
	Bir Ders Altında	16	43.2
6 - 8	Ayrı Ders	21	56.8
	Fark Etmez	-	-
	Bir Ders Altında	7	18.9
9 - 11	Ayrı Ders	26	70.3
	Fark Etmez	-	-
	Bir Ders Altında	2	5.4

*Toplam öğretmen sayısı 37'dir

4. Sonuçlar

Anket çalışması ile ulaşılan uzmanların ve öğretmenlerin bir astronomi dersinin ilköğretim 6. sınıftan itibaren ilköğretim müfredatında olması gerektiği düşüncesine olumlu baktığı ve anket çalışması ile ulaşılan ilköğretim beşinci, yedinci ve sekizinci sınıf öğrencilerinin %54.5'i astronominin bir ders olarak okutulmasını istedikleri görülmüştür. Ayrıca, uzmanların ve öğretmenlerin böyle bir astronomi dersinin ortaöğretim müfredatında da olması gerektiği fikrine sahip oldukları görülmüştür ve görüşlerine başvurulan lise ikinci sınıf öğrencilerinin %71.4'nün astronomiyi bir ders olarak görmek istedikleri ortaya çıkmıştır.

Öğretmen ve öğrenci görüşlerinden elde edilen verilere göre astronomi ile ilgili anketlerde verilen konuların yüksek yüzdelerle istendiği görülmüştür. Eğitim ve öğretim metodu olarak açık, anlaşılır ve gündelik yaşamla ilişkili deney ve projelerin olmasını istedikleri ortaya çıkmıştır. Performansa bağlı değerlendirmenin tercih edildiği bulgusuna ulaşılmıştır. Eğitim ortamının görsel malzemelerle desteklenmesini ve eğitim sürecinde öğrenci öğretmen işbirliğinin sağlanmasını bekledikleri görülmüştür. Böyle bir dersin dünyayı ve evreni daha iyi tanımalarına yardımcı olacağına inandıkları bilgisine ulaşılmıştır. (Kahraman, 2006, s. 7)

İlköğretim ve ortaöğretim öğrencilerinin büyük bir çoğunluğu astronominin ayrı bir ders olarak verilmesini istemektedir. Cinsiyete göre astronomi tercihine bakıldığında kız öğrencilerin astronomi ayrı bir ders olarak isteme yüzdesi erkek öğrencilerinkinden daha yüksek çıkmıştır. İlköğretim öğrencilerin sınıf seviyelerine göre astronomi tercihlerine bakıldığında ise ilköğretim öğrencilerinin sınıf seviyeleri arttıkça astronomiyi ayrı bir ders olarak görme eğilimleri artmaktadır. Ortaöğretim öğrencilerinin okul türüne göre astronomi tercihlerine bakıldığında ise ortaöğretim öğrencilerinde okul türleri içinde astronomi ayrı bir ders olarak görmek isteyen türü süper liseler olurken, en az isteyen okul türü ise Anadolu liseleri olmuştur. Anadolu liselerinde bu oranın diğer okul türlerine göre düşük çıkması dikkat çekicidir. (Kahraman, 2006, s.113)

Kaynaklar

[1] Percy, R. J. (1998). Astronomy education: an international perspective. Astrophysics and Space Science, 258, 347-355.

[2] Tunca, Z. (2002). *V. Fen Bilimleri ve Matematik Eğitimi Kongresi*, http://www.fedu.metu.edu.tr/ufbmek-5/b_kitabi/b_kitabi.htm

[3] Kahraman, O. (2006). *Türkiye'de İlköğretim ve Ortaöğretim Okullarına Astronomi Programı Geliştirilmesi İçin İhtiyaç Analizi,* Yüksek Lisans Tezi, ODTÜ, 2006.

V502 OPH: 15 IŞIK EĞRİSİ ÇÖZÜMÜ VE DÖNEM ANALİZİ

Rahşan KALCI[1], **İ. Ethem DERMAN**[2]

Özet

V502 OPH, W alt sınıfından WUMa türü bir örten değişen sistemdir. Sistem oldukça uzun zaman gözlenmiştir. Sistemin dikine hız gözlemi Rucinski ve ark. tarafından gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmada sistemin 1954-2003 yılları arasında farklı gözlemciler tarafından gözlenmiş ışık eğrileri ve Ankara Üniversitesi Gözlemevinde gözlenen ışık eğrileri toplanarak, toplam 13 ışık eğrisi Wilson-Devinney (2003) [14] analiz programı kullanılarak sistemin ışık eğrisi analizi gerçekleştirilmiştir. Sistemin bugüne kadar yayınlanmış minimum zamanları ve kendi gözlemlerimiz sonucu elde ettiğimiz 13 yeni minimum zamanı da eklenerek sistemin dönem analizi gerçekleştirilmiştir. Dönem analizi, Kalimeris yöntemi kullanılarak yapılmış ve analiz sonucu elde edilen değişimin, ışık eğrisine etki eden değişimlerle ilişkisi araştırılmış ve elde edilen sonuçlar tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *V502 Oph, W UMa, Örten Çift Yıldızlar, Dönem Analizi*

Abstract

V502 OPH is a W UMa type eclipsing binary system which belongs to W subclass. This system has been observed for a long period of time. The vertical speed observations were made by Rucinski et al. In this study, the light curve analysis of the system is presented with the help of Wilson-Devinney (2003) [14] analysis program by using the light curves obtained by various observers between 1954 and 2003 and the ones obtained at the Ankara University Observatory. The period analysis is performed using the thirteen different minima times which are either published in the literature before or as a result of our own observations. This analysis is performed using Kalimeris method, and the relationship of the variance obtained as a result of this method is investigated with the variances affecting the light curve in general and the results have been discussed.

Key words: *V502 Oph, W UMa, Eclipsing Binary Stars, Period Analysis*

1. Giriş

V502 Oph; Hoffmeister [5] tarafından keşfedilmiş ve W-UMa türü değişen bir çift sistem olduğunu belirtmiştir. 1958 den itibaren bir çok araştırmacı tarafından sistemin fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Kwee [9] tarafından W-UMa türü çift sistemlerin karakteristik özelliklerini gösterdiği bildirilmiştir. Çeşitli kişiler tarafından V502 Oph'un tayfsal ve dikine hız gözlemleri yapılmış, tayfsal kütle oranları Struve ve Zebergs [12] tarafından 0.38, King ve Hilditch tarafından [7] 0.37 olarak belirtilmiştir.

[1] *Pleksus Bilşim Teknolojileri A.Ş, Avni Dilligil Sok. Çelik iş merkezi A blok No:11 Mecidiyeköy İstanbul Tel:(212) 3471225/18 e-posta: rahsan.kalci@pleksus.com.tr*

[2] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan Ankara 06100 Tel:(312)2126720/1319 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr*

Rucinski (1974) [11] tarafından fotometrik kütle oranı 0.34 olarak bulunmuştur. Bileşenleri tayfsal türleri Struve ve Zebergs [12] ve tarafından G2V ve F9V olarak belirlenmiştir. Son yıllarda Rucinski ve ark. değen çift yıldızların dikine hız gözlemlerine yapmaktadır. V502 Oph'ın dikine hız gözlemi de bu serinin bir sistemi olarak PYCH ve ark. [10] tarafından yapılmış ve sistem W alt türünden W UMa türü bir değişen olduğu kütle oranının 0.334 olarak belirtilmiştir.

2. Gözlemler

V502 Oph 1954 yılından itibaren çeşitli araştırmacılar tarafından gözlemleri yapılmış, 1989 yılından itibaren de Ankara Üniversitesi Gözlemevinde gözlemleri yapılmıştır. V502 Oph 2001 yılında 2 gece ve 2003 yılında 6 gece olmak üzere Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 30cm Maksutov-Cassegrain teleskobuna monte edilmiş Optec SSP-5A fotometresi kullanılarak U, B ve V bantlarında gözlenmiştir. 8 gecelik gözlemler süresince 3 adet 2. minimum 5 adet de 1. minimum zamanı elde edilmiştir. Sistemin 1989-1993 yılları arasında Ankara Üniversitesi gözlemevinde gözlenmiş ve yayınlanmamış minimum zamanlarıda hesaplanarak analize dahil edilmiştir. Hesaplanan minimum zamanları ve hataları Çizelge 1 de yer almaktadır. Bu çalışmada literatürde yer alan ışık eğrileri toplanmış ve Ankara Üniversitesi Gözlemevinde gözlenmiş 6 ışık eğrisi de eklenerek toplam 13 adet ışık eğrisinin analizi yapılmış ve mevcut minimum zamanlarına 13 yeni minimum zamanı eklenerek sistemin dönem analizi gerçekleştirilmiştir.

Çizelge 1. Gözlenen minimum zamanları

Minimum Zamanı	Türü
48828.364 ± 0.00026	I
48830.408 ± 0.00050	II
48836.301 ± 0.00019	II
49101.542 ± 0.00073	II
49136.444 ± 0.00026	II
52088.450 ± 0.00053	II
52109.314 ± 0.00039	II
52116.338 ± 0.00065	I
52767.399 ± 0.00044	I
52802.308 ± 0.00031	I
52816.360 ± 0.00040	I
52823.394 ± 0.00029	II
52865.328 ± 0.00022	I

3. Dönem Analizi

V502 Oph'un dönem değişimi çeşitli araştırmacılar tarafından incelenmiş ve sistemin döneminin sürekli olarak azaldığını belirtmişlerdir. Kwee (1952) [9] tarafından yapılan çalışmada sistemin döneminin P=0.453419 dan P= 0.453396 ya azaldığını göstermiştir. Derman ve Demircan (1992) [4]tarafından yapılmış; sistemin döneminin sürekli azaldığı ve dönemi yaklaşık 35 yıl olan sinüsel bir salınımın olduğunu söylemişlerdir. Sistemin dönemindeki bu değişimlerin manyetik aktiviteden kaynaklanabileceğini belirtmişlerdir. Sistemin döneminde ki değişme Çizelge 2' de yer almaktadır.

Bu çalışmada literatürde yer alan minimun zamanlarına ek olarak yeni elde ediliş 13 minimum zamanı da eklenerek Kalimeris ve ark. [6] yöntemi kullanılarak dönem analizi gerçekleştirilmiştir. Dönem analizinde Zola ve Krezsinski'nin [15] ışık elemanları kullanılmıştır.

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2446555.5244 + 0.45339293\ E$$

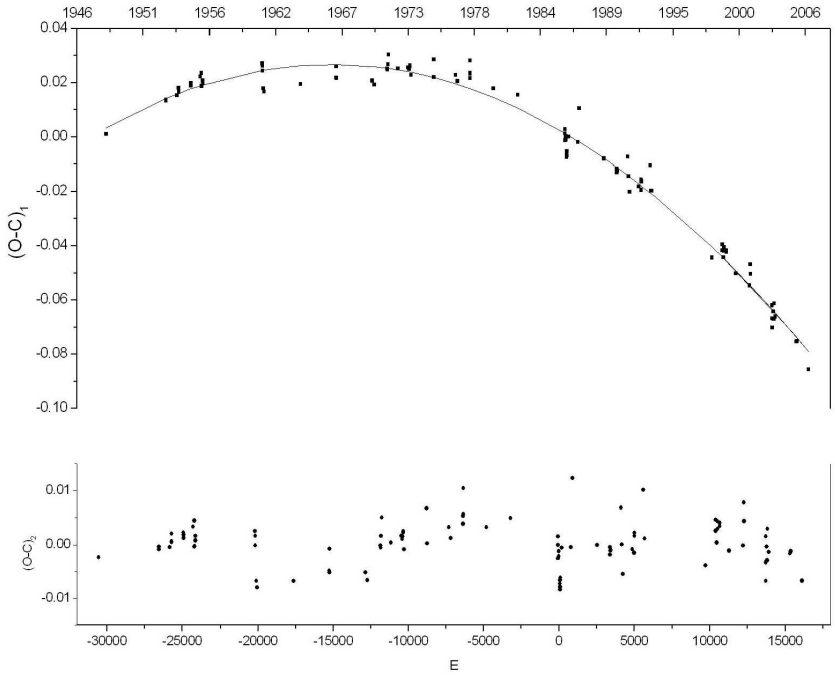
Çizelge 2. Yıllara göre sistemin dönem değişim

	gün/çevrim	sn/yüzyıl
Lipari(1987)	-3.40E-10	-2.50
Rovithis(1988)	-7.00E-10	-5.00
Hobart(1989)	-2.36E-10	-1.64
Derman(1992)	-3.60E-10	-2.50
Bu çalışma(2006)	-2.10E-10	-1.46

V502 Oph'un O-C değerlerinden geçen en uygun parabol ve bu parabolden kalan artıklar Şekil 1'de gösterilmiştir. Kolayca anlaşılacağı üzere, sistemde büyük kütleli yıldızdan küçük kütleli yıldıza doğru bir kütle aktarımının olduğu görülmektedir. Kütle aktarım miktarı $9*10^{-8}$ $M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir. Uygulanan parabolden elde edilen ikinci derece ışık elemanları ve hataları aşağıda verilmiştir.

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2446555.5244\ (170) + 0.45339293\ (3)\text{E} - 1.049\ (8)*10^{-10}\ \text{E}^2$$

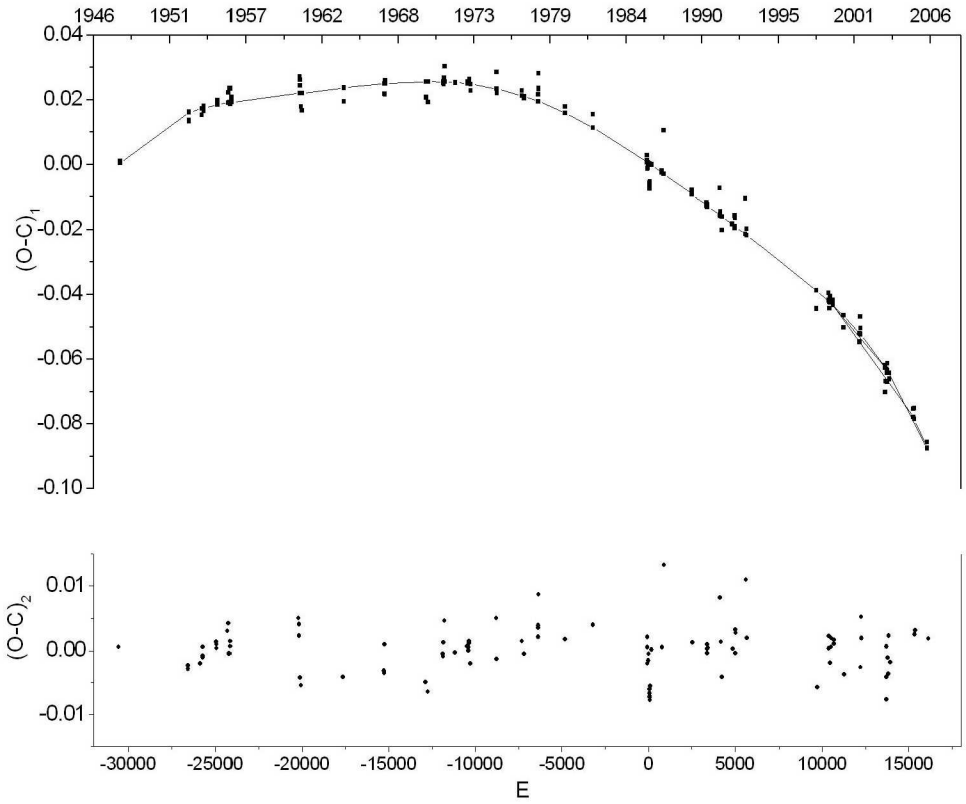
E^2'li terimin katsayısından hareketle dönem azalış miktarı $dP/dT = -1.69\ (\pm 0.17)*10^{-7}$ gün/yıl olarak .



Şekil 1. O-C grafiğine yapılan 2. dereceden polinom fiti ve fitten kalan artıkla

Son yıllarda Kalimeris ve ark. (1994) [6] yörünge döneminin değişimini incelemek için yeni bir yöntem önermişlerdir. O-C eğrisinde sürekli bir değişim görüldüğü zaman Kalimeris ve ark. (1994)'nın [6] yöntemini uygulamakta büyük yarar vardır. Bu yöntem, O-C eğrisini yüksek dereceden bir polinomla temsil ederek uygulanır. Bu yöntem de dönem, P ve dönemin değişim oranı, dP/dt, zamanın sürekli bir fonksiyonudur. O-C değerlerine 6. dereceden bir polinom uygulayarak Kalimeris ve ark. (1994) verdiği denklemlerle sistemin gerçek dönem değişimi ve değişim oranı hesaplanmıştır. Şekil 2 de uygulanan 6. dereceden

polinomu ve ondan kalan artıklar görülmektedir. Uygulanan polinomun katsayıları Çizelge 3 de yer almaktadır.



Şekil 2. O-C grafiğine yapılan 6. dereceden polinom uygulaması ve ondan kalan artıklar

Uygulanan polinomun formülü aşağıda yer almaktadır

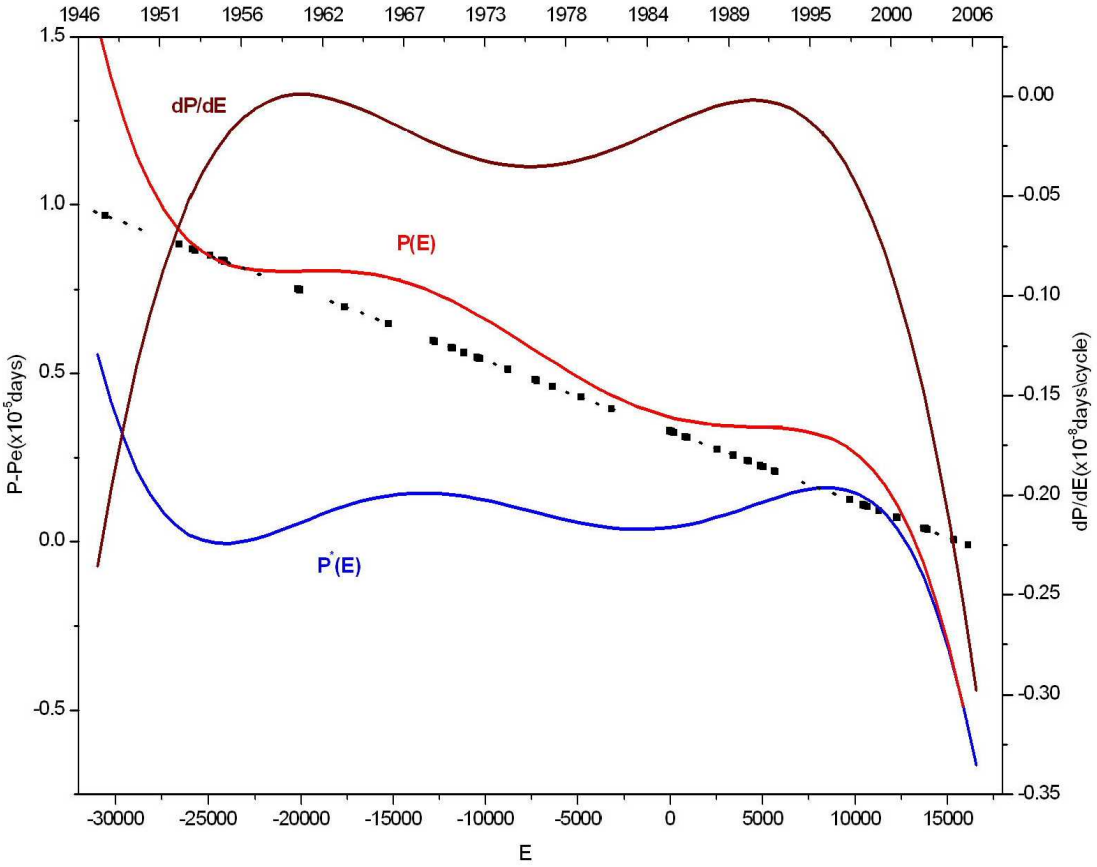
$$y = B6x^6 + B5x^5 + B4x^4 + B3x^3 + B2x^2 + B1x + A$$

Çizelge 3. Kalimeris yönteminde uygulanan 6. dereceden polinomun katsayıları

	Değer	Hata
A	4.74E-04	7.34E-04
B1	-5.76E-02	2.64E-03
B2	-1.58E-02	3.73E-03
B3	2.81E-02	7.12E-03
B4	-4.62E-03	3.49E-03
B5	-2.29E-02	5.29E-03
B6	-7.67E-03	1.85E-03

Şekil 3'de ise bu yöntem ile hesaplanan dönemin zamana göre değişimi ve değişim oranı gösterilmiştir. Burada düz çizgi ile gösterilen P(E) eğrisi, kullandığımız sabit dönemden farkı göstermektedir, yani dönem değişimidir. dP/dE eğrisi ise dönem değişimin türevidir. Sistemin döneminde sürekli bir azalma olduğu ve bu azalmanın üzerine binmiş tam dönemsel olmayan ikinci bir etkide göze çarpmaktadır. Dönemdeki bu azalış etkisi çıkartıldığında (P'(E)) salınan bir değişimin olduğu göze çarpmaktadır. Bu değişimde iki maximum ve iki minimum arasındaki zaman farkı sırasıyla yaklaşık olarak 26 ve 28 yıldır. Bu sinus benzeri değişimin yaklaşık ortalama dönemi 27 yıldır. Bu dönem değişiminin nedeni 3. cismin varlığı nedeniyle ışık-zaman etkisi ya da bu tür yıldızlar çok hızlı döndükleri için manyetik etkinlik

çevriminden kaynaklanabilir. $(O-C)_2$, tam bir sinüsel değişim vermediği ve V502 Oph'un tayfsal gözleminde 3. cismin varlığı görülmediği için, bu etkinin manyetik etkinlik kökenli olduğu düşünülmektedir.



Şekil 3. Kalimeris yöntemiyle elde edilen dönem değişim grafiği. Burada gösterilen fonksiyonları neler olduğu metinde açıklanmıştır.

4. Işık Eğrisi Analizi

V502 Oph' un 1954-2003 yılları arasında gözlenmiş ışık eğrileri toplanıp yeni gözlemsel veriler eklenerek toplam 13 yıla ait ışık eğrisinin analizi yapılmıştır. Analizler Wilson-Devinney (2003) [14] programı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Analiz işlemine başlamadan önce sistemin fiziksel parametrelerini belirlemek için lekesiz bir ışık eğrisi aranmıştır. Lekesiz ışık eğrisinin maksimumda en yüksek, minimumda ise en derin olması gerekmektedir. V502 Oph'un tüm ışık eğrileri incelendiğinde bu özelliğe sahip ışık eğrisinin olmadığı ortaya çıkmıştır. Mevcut onbeş ışık eğrisinde sistemin lekesiz ışık eğrisi bulunamadığından her ışık eğrisi Wilson-Devinney (2003) analiz programı kullanılarak ve leke konularak ayrı ayrı çözülmüştür. Amacımız ortalama geometrik parametreleri bularak ikinci aşamada onları sabit tutup fiziksel parametrelerin nasıl değiştiğini incelemektir. Yukarıda da belirttiğimiz gibi referans alabileceğimiz lekesiz bir ışık eğrisi olmadığından dolayı fiziksel parametrelerin değişiminin incelenmesinin en iyi yolu olarak bu yöntem düşünülmüştür.

Sistemin tayfsal gözlemi PYCH ve ark. (2004) [10] tarafından gerçekleştirilmiş ve G0V tayf türünden W-türü bir W UMa sistemi olduğu belirtilerek, kütle oranı 0.334 olarak verilmiştir. Sistemin ışık eğrisi analizinde WD programında mode 3 kullanılmıştır. Analizde V502 Oph'un tayf türü olarak PYCH ve ark. verdiği G0 tayf türü kabul edilmiş ve bu tayf

türüne karşılık gelen sıcaklık Aller'in (1968) [1] çizelgesinden ara değer hesaplanarak, baş yıldızın sıcaklığı için 6000 K olarak alınmıştır. Sistemin tayf türüne bağlı olarak konvektif atmosfere sahip olduğu düşünüldüğünden çekim kararma katsayısı (g) 0.32 ve yine konvektif atmosfer için bolometrik albedo (A) 0.5 olarak kabul edilmiştir. Yapılan çözümlerde yıldızlar için karacisim yaklaşımı yerine model atmosfer yaklaşımı kullanılmıştır. Çözümler, Wilson ve Bierman [13] çoklu alt küme yöntemi kullanılarak yapılmış ve bu alt kümeler şu şekilde saptanmıştır: $\{i,T_2\}$, $\{L_1, q\}$ ve $\{\Omega_1\}$. q'nun başlangıç değeri 0.334 olarak, T2 değeri başyıldızın sıcaklığı ile aynı kabul edilerek çözüme başlanmış ve her iki parametre daha sonra serbest bırakılmıştır. Çözümler sonucu elde edilen parametreler Çizelge 4'de verilmiştir. Çizelge 5 de ortalaması alınmış paremetre setleri görülmektedir. Çözüm sonucu elde i, T2, q, Ω1, L1 değerlerinin ağırlıklı ortalaması alınmış ve i, q ve Ω1 parametreleri sabit tutulmuş, her yıl leke koyularak tekrar çözülmüştür.

Çizelge 4. V502 Oph Işık Eğrisi Çözüm değerleri

	1954	1955	1961	1967	1986	1988	1989	1990	1991	1992	1993	1990	2003
İ	71.90	71.90	71.74	71.78	71.67	71.90	71.70	71.70	71.67	71.70	71.67	71.70	71.67
Hata	0.39	0.22	0.40	0.21	0.22		0.33	0.29	0.29	0.27	0.24	0.51	0.19
T2	5952	5786	5845	5784	5804	6028	5824	5778	5794	5853	5830	5828	5804
Hata	326.50	106.00	222.00	64.00	94.00	58	226.00	175.00	169.00	152.00	109.00	1170.00	71.00
q	2.98	2.98	2.98	2.98	3.00	2.98	2.98	2.98	2.98	2.98	2.98	2.98	2.98
Hata	0.02	0.01	0.02	0.01	0.01	0.01	0.02	0.02	0.02	0.01	0.01	0.03	0.01
Omega	6.35	6.36	6.38	6.44	6.45	6.50	6.48	6.50	6.39	6.33	6.48	6.45	6.38
hata	0.75	0.22	0.54	0.19	0.34	0.28	0.91	0.63	0.48	0.42	0.38	3.93	0.23
a	3.15	3.11	3.11	3.11	3.11	3.10	3.11	3.11	3.11	3.11	3.11	3.11	3.11
V(Gama)	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52	-42.52
enlem	1.25	1.25	1.20	1.25	1.25	1.25	1.25	1.25	1.25	1.25	1.25	1.25	1.25
boylam	0.12	4.90	3.18	4.89	4.82	3.37	3.70	4.39	4.67	4.87	5.07	1.00	4.44
yarıçap	0.20	0.30	0.24	0.34	0.28	0.22	0.29	0.18	0.28	0.25	0.18	0.30	0.32
sicaklık	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.8	0.9	0.8

Çizelge 5. V502 Oph Işık Eğrisi Çözümlerinden elde edilen parametrelerin ortalama değerleri.

i°	71°.75 ±0.3
$q(m_h/m_c)$	0.335±0.02
T_1	6000 K
T_2	5840K ± 180
$L_1/(L_1+L_2)_U$	0.329
$L_1/(L_1+L_2)_B$	0.315
$L_1/(L_1+L_2)_V$	0.309
$r(h)_{ort}$	0.310±0.001
$r(c)_{ort}$	0.496 ±0.001
$\Omega_{h,c}$	6.42
f(over)%	29

Her ışık eğrisi i, q ve Ω_1 parametreleri sabit tutulup L_1 ve T_2 parametre setleri serbest bırakılarak her ışık eğrisinde leke parametreleri araştırılmıştır. Leke parametreleri belirlenirken, leke sıcaklık oranları ve leke çapları birbirine oldukça bağlı parametreler olduğundan, leke çaplarının ışık eğrisinin diğer fiziksel parametrelerle ilişkisi olup olmadığını araştırmak adına her yılın ışık eğrisinde leke sıcaklık oranları 0.8 alınmış ve sabit tutulmuştur. Her ışık eğrisi yeniden çözüldüğünde serbest bırakılan L_2 ve T_2 parametrelerinin değerleri

çizelge 6 verilmiştir. Çizelge 8 de ise elde edilen leke parametreleri görülmektedir. Her yıl çözülmüş ışık eğrisi Şekil 4 de görülmektedir. Ortalaması alınmış parametre setlerinden V502 Oph' un salt parametre değerleri hesaplanmıştır hesaplanan salt parametre değerleri Çizelge 7 de verilmiştir.

Çizelge 6. Işık eğrileri 2. kez çözüldüğünde serbest bırakılan parametrelerin değişimi

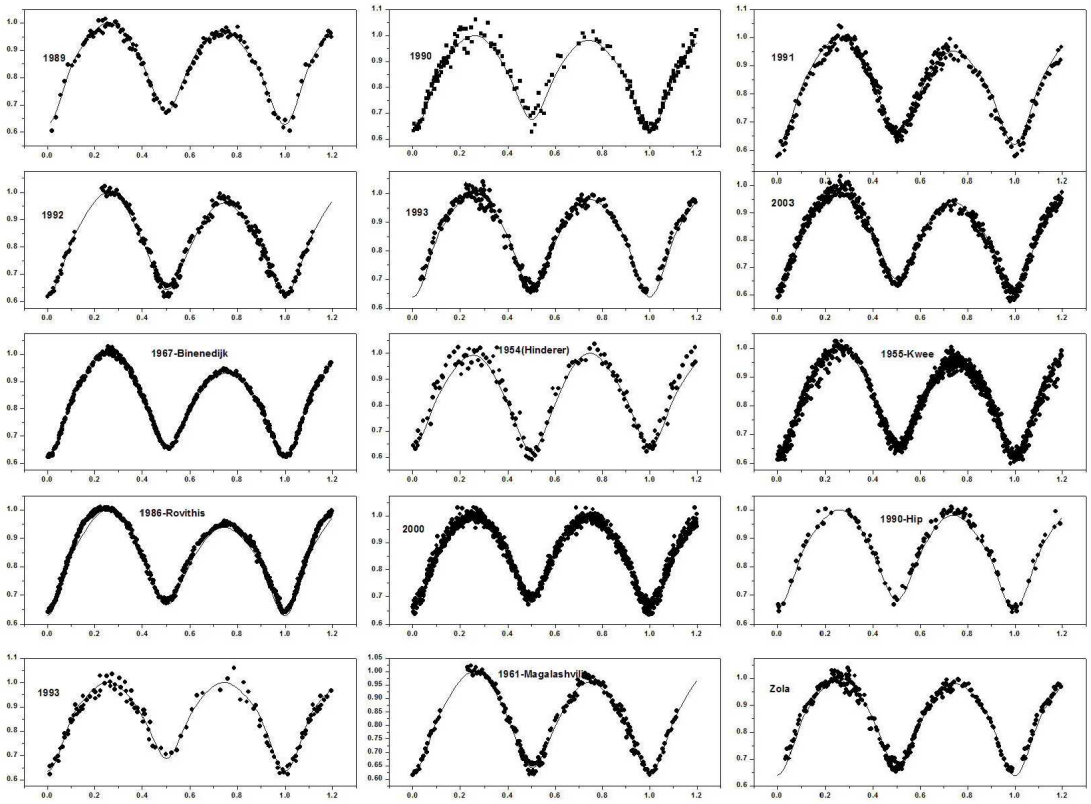
	L1	**L2**	**T2**
1954	0.287	0.713	5952
1955	0.310	0.690	5786
1961	0.315	0.685	5845
1967	0.310	0.690	5784
1986	0.363	0.637	5804
1988	0.310	0.690	6028
1989	0.301	0.699	5824
1990	0.308	0.692	5778
1990(Hip)	0.300	0.700	5828
1991	0.311	0.689	5794
1992	0.303	0.697	5853
1993	0.301	0.699	5830
2003	0.309	0.691	5804

Çizelge 7. V502 Oph'un Salt Parametre değerleri

$(M_1)_\odot$	1.471 ± 0.002
$(M_2)_\odot$	0.493 ± 0.007
$(R_1)_\odot$	1.542 ± 0.003
$(R_2)_\odot$	0.96 ± 0.005
$(Mbol_1)_\odot$	3.77 ± 0.02
$(Mbol_1)_\odot$	4.68 ± 0.01
$(L_1)_\odot$	2.48 ± 0.02
$(L_2)_\odot$	1.07 ± 0.03

5. Tartışma

3. cisim varlığı ve geç tayf türünden yıldızlarda çevrimli manyetik etkinlik, O-C eğrilerinde aynı karaktere sahip dönemsel değişimler şeklinde kendini göstermektedir. Bu iki mekanizmanın birbirinden ayrılması çok kesin olmamakla beraber 3. cisim varlığı ile ortaya çıkan çevrimsel yapılı değişimlerin, hem genlik hem de dönem açısından daha düzenli olması beklenir, oysa çevrimli manyetik etkinlik olgusunun, özellikle genlik açısından fazla düzenli olmadığı, bir çevrimden diğerine değişimler gösterdiği gözlemlerden bilinmektedir.



Şekil 4. V502 Oph'un V bandı tüm ışık eğrilerinin çözümü

Çizelge 8. Leke boylamlarının yıllara göre değeri

Yıl	Enlem	Boylam	Cap	Sıcaklık
1954	67	7	11	0.8
1955	72	280	17	0.8
1961	72	252	6	0.8
1967	72	280	19	0.8
1986	72	98	28	0.8
1989	72	241	12	0.8
1990	72	252	10	0.8
1990(Hip)	72	107	7	0.8
1991	72	268	16	0.8
1992	72	279	14	0.8
1993	70	290	10	0.8
2003	72	254	18	0.8

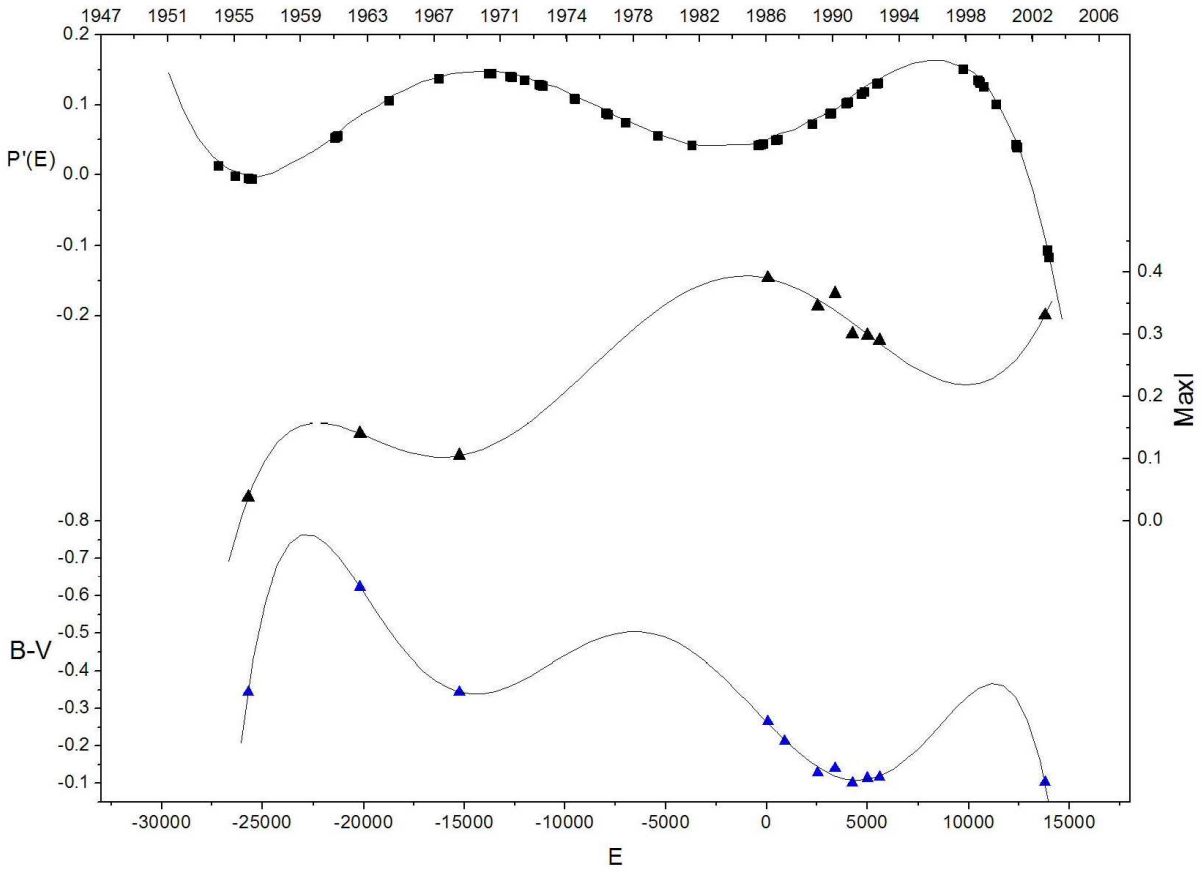
V502 Oph'un $(O-C)_2$ grafiği incelendiğinde (şekil 1), bu etkinin manyetik kökenli olma ihtimali artmaktadır. Ayrıca sistemin tayfında 3. cisme ilişkin herhangi bir ize rastlanmamıştır.

Applegate (1992) [2] [3] göre bir çift yıldız manyetik etkinlik nedeniyle dönem değişimi gösteriyorsa;

1. O-C değişiminin, ışınım gücü değişiminin ve renk değişiminin dönemleri aynı olmalı

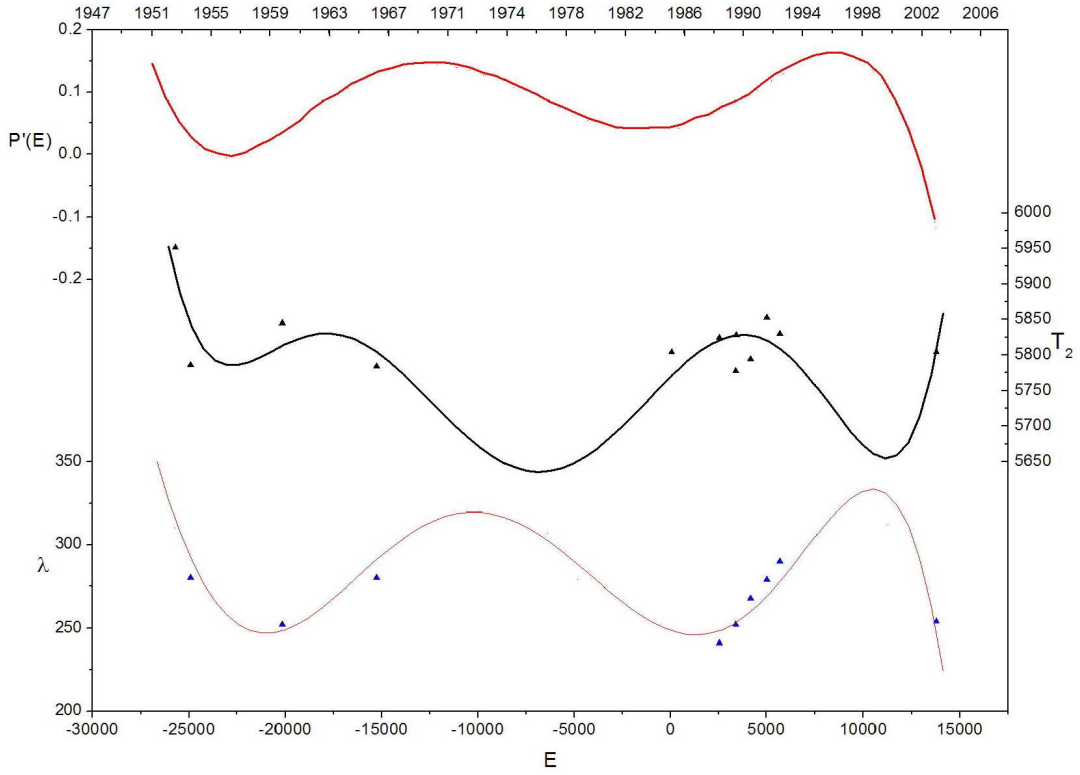
2. Değişimlerden birindeki max. veya min., diğerindeki max veya min. ile çakışmalı
3. Sistemin ortalama parlaklığı artarken sistem, mavileşmelidir.

Şekil 5'de görüldüğü gibi V502 Oph'un Kalimeris yöntemi ile elde edilen dönem değişimi, V bandında birinci maksimumdaki parlaklık ve (B-V) renk değişimi görülmektedir. Bu üç değişimin her iki maksimum ve minimum noktaları ±3 yıl hata mertebesi içerisinde çakışmaktadır, yani değişim dönemleri eşittir. V502 Oph' un O-C değişiminin, renk değişiminin ve parlaklık değişiminin dönemleri aynı. Değişimlerde maximumlar ve minimumlar birbirleriyle çakışmaktadır.



Şekil 5. Dönem, parlaklık ve renk değişim grafiği

Şekil 6 da V502 Oph'un ışık eğrilerinin çözümleri sonucu elde edilen leke boylamları, T2 sıcaklık değerinin değişimine karşılık kalimeris ve ark. yöntemiyle elde edilen dönem değişimi grafiği görülmektedir. Grafik incelendiğin de leke boylamlarının değişimin dönem değişimi ile oldukça uyumlu olduğu görülmektedir. Büyük kütleli bileşene leke koyulduğu zaman küçük kütleli bileşenin sıcaklığının değişimi de açıkça görülmektedir.



Şekil 6. V502 Oph'un Dönem, sıcaklık ve leke boylam değişim

6. Kaynaklar

[1] Aller, L.H., (1963), "The atmospheres of the sun and stars", *New York: Ronald Press*, 1963, 2nd ed.

[2] Applegate, J.H., (1989), "Magnetic activity and the determination of the tidal synchronization time in close binaries", *Astrophys. Journal*, 337; 865-871.

[3] Applegate, J.H., (1992), "A mechanism for orbital period modulation in close binaries", *Astrophys. Journal*, 385; 621-629.

[4] Derman, E., Demircan, O., (1992), "A period Study Of V502 Ophiuchus", *Astronomical Journal*,103,1658

[5] Hoffmeister, C., (1935), "162, neue Veräderliche", *Astronomische Nachrichten*, 255,401

[6] Kalimeris, A., Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P., (1994), "On the orbital period changes in contact binaries", *Astronomy and Astrophysics*, 282; 775-786.

[7] King, D. J., Hilditch, R. W., (1984), "Contact and near-contact binary systems II - RR Cen, EZ Hya, V502 OPH and RS SCT", *MNRAS*, 209, 645

[8] Kwee, K.K. van Woerden, H., (1956), "A method for computing accurately the epoch Of minimum of an eclipsing variable", *Bulletin of the Astronomical Institute of the Netherlands*, 12; 327.

[9] Kwee, K.K., (1958), "Investigation of variations in the period of sixteen bright short-period eclipsing binary stars", *Bull. Astr. Inst. Netherlands,Suppl.*, **14**, 131.

[10] Pych, W., Rucinski, ve ark., (2004), "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. IX.", *Astronomical Journal*, 127,1712

[11] Rucinski, S.M., (1974), "Binaries. II. A- and W-type Systems. The W UMa-type Systems as Contact", *Acta Astronomica*, 24; 119.

[12] Struve, O., Zebergs, V., (1959), "The Spectrum of V 502 Ophiuchi", *Astrophys. Journal*, 130,789

[13] Wilson, R.E., Biermann, P., (1976), "TX CANCRI - Which component is hotter", *Astronomy and Astrophysics*, 48; 349-357.

[14] Wilson, R.E., Devinney, E.J., (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", *Astrophysical Journal*, 166; 605.

[15] Zola, S., Krzesinski, J., (1988), "Photoelectric Light Curve of V502 Oph", *IUA-IBVS*, 3218

KARADELİK SİSTEMLERİNİN ÇOK BANTLI GÖZLEMLERİ

Emrah KALEMCİ[1]

Özet

İçinde karadelik barındıran çift yıldız sistemleri X-ışınları, radyo ve kızılötesi bandında incelenmiş ve bu sistemlerin geometrisi ve jetlerin X-ışınlarına katkılarını anlamak için çalışmalar yapılmıştır. Bu çalışmaların sonucunda jetlerin tayfdaki dönemsel geçişlerin bir sonucu olduğu ve X-ışınlarına yüksek katkı yapmadığı görülmüştür.

Anahtar kelimeler: *Karadelikler, X-ışını çift yıldız sistemleri, jetler, güç tayfı, yığılma diski*

Abstract

Galactic black hole transients have been studied using X-rays, radio and infrared to understand the geometry of accretion and the contribution of emission from the jets to X-rays. It is shown that jets occur as a consequence of state transitions and does not contribute significantly to X-rays.

Keywords: *Black holes, X-ray binaries, jets, power spectra, accretion disks.*

1. Giriş

X-ışını çift yıldız sistemleri yıldızlardan birisinin ana kol, diğerinin de sıkı cisim olduğu, ve ana kol yıldızından sıkı cisme madde akışı olan sistemlerdir. Madde akışı sırasında ortaya çıkan yığılma diski sıkı cisme kilometreler mesafesinde yaklaşmakta ve yerçekimsel enerjinin disk içinde sürtünmeye dönüşmesi sonucu da diskin iç kısımları milyarlarca derece sıcaklıklara ulaşmaktadır. Adlarını da bu sıcaklıklarda yaptıkları yüksek miktarda X-ışınımından alırlar. Bu çift yıldız sistemlerinde sıkı cisim beyaz cüce, nötron yıldızı ya da karadelik olabilir. Bu metinde sadece sıkı cismin kara delik olduğu sistemlerden söz edilecektir.

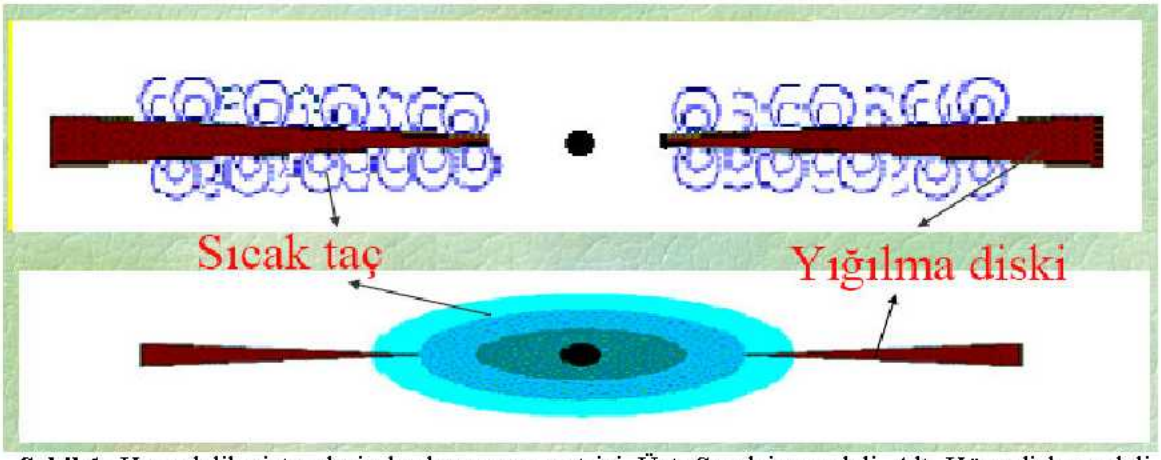
1.1 Karadelik sistemlerinin parçaları

Bir karadelik X-ışını çift yıldız sistemini oluşturan parçalar aşağıdaki gibi özetlenebilir. Ana kol yıldızından akan madde açısal momentumunu koruabilmek için sıkı cismin etrafında bir yığılma diski oluşturur. Genelde madde Kepler yörüngelerinde dönse de, bir takım düzensizlikler [1] sonucu oluşan torklar yığılma diskinde açısal momentum kaybına, ve dolayısıyla maddenin karadeliğe akmasına sebep olurlar. Yığılma diski geometrik yapısı itibariyle ince, ışığı geçirgenliği (yoğunluğu) göz önüne alındığında kalındır. Ayrıca diskin iç kısımlarından dış kısımlarına doğru sıcaklığı azalır. Bu yüzden yığılma disklerinin tayfları sıcaktan soğuğa giden kara cisim ışımalarının bir toplamıdır. Bu tayfa özel olarak disk kara cisim ışıması denir.

[1] *Sabancı Üniversitesi, Orhanlı-Tuzla, 34956, İstanbul.*
Tel: 216 4839614 Faks: 216 4839550 e-posta: ekalemci@sabanciuniv.edu

Bunun dışında bir jet de akışım geometrisinin bir parçası olabilir. Bazı durumlarda ortaya çıkan jetlerin nasıl ortaya çıktıkları, taşıdıkları materyal ve X-ışınımına katkıları konusunda hala büyük belirsizlikler vardır [2].

Bunların dışında karadelik sistemlerinin hem enerji hem güç tayflarına bakıldığında, gene bazı durumlarda üçüncü bir parçanın gerekliliği ortaya çıkar. Şekil 1'de betimlenen bu öğe bir elektron tacıdır. Sıcaklığının 100 keV mertebesinde olması beklenen bu taçın geometrisi konusunda ise belirsizlik kendisini korumaktadır. Şekil 1'de, üstte, sandviç diye tabir edilen ve diskin üstünü kaplayan yapı gösterilmiştir. Yakın zamanda yapılan çalışmalar bu sandviçin tüm diski kapatmaması gerektiğini ortaya koymuştur [3]. Bunun nedeni de diski bu kadar kaplayan bir alanın diskten gelen düşük enerjili fotonlar ile kısa zamanda soğuması ve yok olmasıdır. Bunun yanında altta gösterilen geometride bu sorun yoktur. Küre-disk tabir edilen bu geometride disk bir noktada kesilerek yerini sıcak taca bırakır. Bu taçtaki yüksek enerjideki elektronlar diskten gelen düşük enerjili fotonlarla Compton saçılması yaparlar ve fotonların enerjilerini yükseltirler.

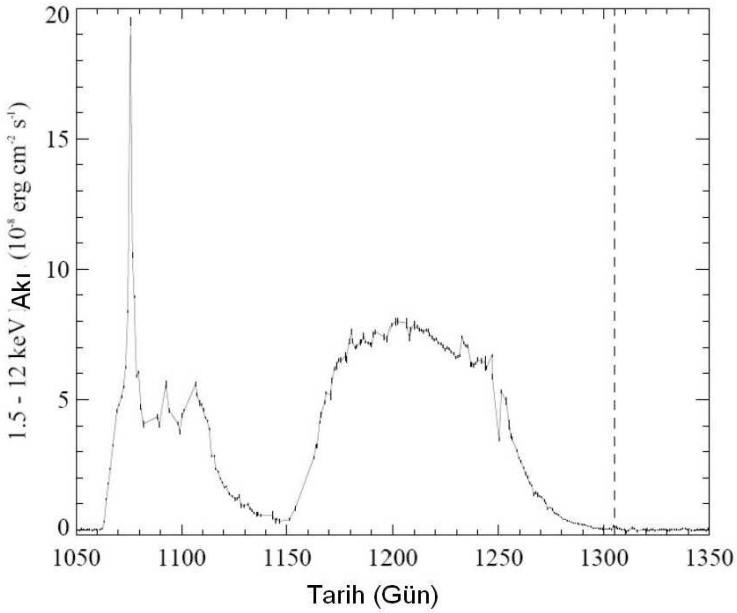


Şekil 1: Kara delik sistemlerinde akışım geometrisi. Üst: Sandviç modeli. Alt: Küre-disk modeli.

Taç geometrik olarak kalındır, ama yoğunluğu azdır. Bu durumda tipik olarak bu saçılma güç kanunu da denilen ve her bir enerji aralığındaki foton sayısının enerji ile geometrik azaldığı bir tayf oluşturur. Elektronların sıcaklığı tayfta tipik bir kırılma enerjisine karşılık gelir. Yani bu enerjiye kadar güç kanunun izleyen tayfta, bu enerjiden sonra enerji aralığına düşen fotonlarda güç kanununa göre büyük bir düşüş beklenir.

1.2. Geçici parlamalar

Galaksimizdeki karadelik sistemlerinin çoğu değişken dediğimiz türdendir, yani sadece belli zamanlarda parlarlar. Bu parlamanın sebebi normal yıldızdan sıkı cisme akan maddenin bir anda artmasıdır. Parlamalar haftalar, hatta aylar boyunca devam edebilir, ve parlaklık sakin dönemdekinin 1000 katına, hatta 10000 katına çıkabilir. Şekil 2'de bir karadelik sisteminin (XTE J1550-564) parlama anındaki ışık eğrisinin ne kadar parlak olduğu ve karmaşık yapısı görülmektedir.



Şekil 2: XTE J1550-564 karadelik sisteminin 1998 yılındaki parlamasının RXTE PCA ile gözlenmiş ışık eğrisi.

1.3 Karadelik sistemlerinin gözlemsel özellikleri

X-ışını çift yıldız sistemlerinde ortaya çıkan ışıma genelde yığılma diski ve taçtan geldiği için ortadaki sıkı cismin ne olduğu konusunda daha ayrıntılı çalışma yapmak gerekir. Özellikle nötron yıldızlarını kara deliklilerden ayırmak biraz daha zordur. Ortadaki sıkı cismin ne olduğunu bulmanın en iyi yolu onun kütlesini ölçmektir. Bu bazı sistemler için mümkün olabilmektedir. Teorik olarak nötron yıldızlarının 3 Güneş kütlesini geçmeleri imkansız olduğundan, ortadaki cisim 3 Güneş kütlesinden ağırsa onların karadelik oldukları düşünülür. Şekil 3'de kütlesi ölçülmüş karadelik ve nötron yıldızlarının nasıl birbirinden ayrıldıkları görülüyor [4].

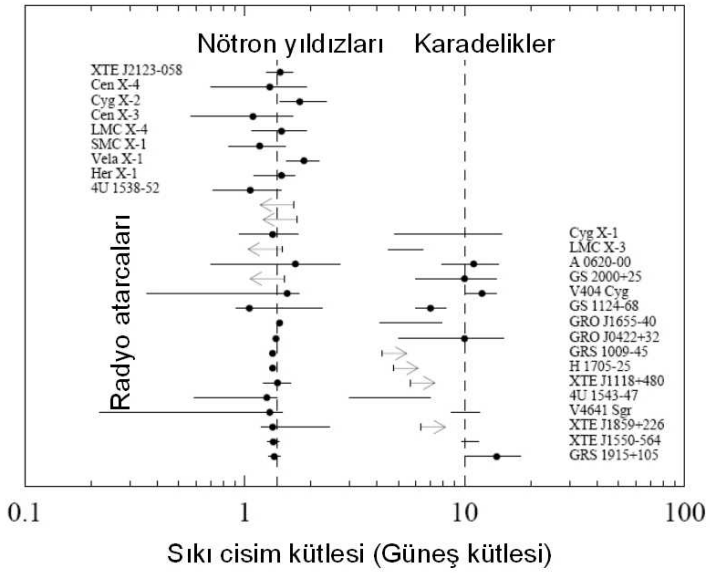
Çoğu zaman sıkı cismin kütlesi belirlenemez. O zaman ışımanın ayrıntılarına bakılarak cismin karadelik olup olmadığı tespit edilebilir. Aşağıda sıralanan özelliklerin büyük kısmını sergileyen kaynaklar aday karadelik kaynakları olarak sıfatlandırılır:

a. X-ışını tayfında disk kara cisim ışıması ve sert güç kanunu bileşeni,
b. KHz frekanslarına kadar uzanan, enerji tayfına bağlı özellikler gösteren güç tayfı,
c. Periyodiğe yakın salınımlar, 0.1 – 450 Hz arası,
d. Nötron yıldızına has özelliklerin olmaması (yüzeyden gelen kara cisim ışıması, tip I ya da tip II yüzey patlamaları, dönme periyodu gibi).

1.4. Fourier güç tayfı

Karadelik sistemlerinden gelen sinyallerin zamansal özellikleri frekans dünyasında bize geometri ve fiziksel mekanizmalar hakkında önemli ipuçları verirler. Değişik enerji aralıklarındaki ışık eğrilerinden yola çıkıp, onların Fourier serilerinin büyüklüklerini kullanarak bir güç tayfı elde edebiliriz. Güç tayfı her bir frekans aralığının ışık eğrisinin toplam varyansına katkısını gösterir.

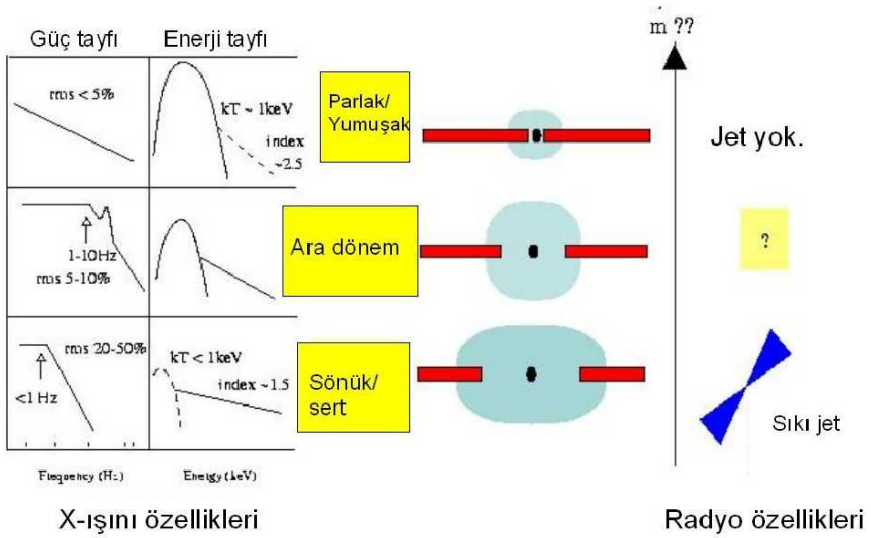
Fourier serisi büyüklükleri Poisson gürültüsü çıkarılıp ışık eğrisinin ortalama büyüklüğüne bölündüğü zaman [5] ortaya çıkan güç tayfının önemli bir özelliği, grafiğin belli frekans aralıklarında integralinin karekökünün aynı aralıkta toplam etkin değerine karşılık gelmesidir. Bu hesaplamalarda büyük kolaylık sağlar.



Şekil 3: X-ışını çifteri arasında kütlesi ölçülmüş olanlar. Kara delikler ve nötron yıldızları iki tarafta kümeleniyor.

1.5. Tayfsal dönemler

Karadelik sistemleri enerji ve güç tayflarının özelliklerine göre çeşitli tayfsal dönemlerin içerisinde bulunurlar. Her ne kadar bu tayfsal dönemler madde akış hızına sıkı bir şekilde bağlı iseler de, son zamanlardaki araştırmalar bu dönemlerin sadece madde akış hızına bakarak belirlenemeyeceğini ortaya koymuştur [6]. Ayrıca X-ışını dışındaki bantlarda yapılan gözlemlerin de (özellikle radyo) tayfsal dönemlere göre değiştiği bilinmektedir. Aşağıdaki Şekil 4, tayfsal dönemlerin özelliklerini kabaca özetlemektedir.



Şekil 4: Karadelik sistemlerindeki tayfsal dönemlerin özeti.

Madde akış hızının yüksek olduğu dönemlerde enerji tayfında disk kara cisim ışıması baskındır ve güç tayfı kuvvetli değildir. Diskin kara deliğe yakın olduğu bu dönemlerde 2-10 keV arası ışıma parlak olduğundan parlak/yumuşak dönem olarak adlandırılırlar. Bu

dönemlerde radyo ışıması gözlenmez. Madde akış hızının düşük olduğu dönemlerde ise enerji tayfında güç kanunu ışıması hakimdir ve 2-10 keV arası parlaklık düşüktür. Bu dönemlere ise sönük/sert dönemler denir. Bu durumda güç tayfı kuvvetlidir ve kaynak geniş frekans bandında değişimler gösterir. Radyo bandında da kuvvetli ışıma vardır. İkisinin arasında kalan dönemlere genelde ara dönem denir.

Bu dönemler arası geçişler, özellikle sönük/sert döneme geçiş bu yazının konusudur. Geçiş dönemleri değişik bantlarda izlenerek karadelik sistemleri hakkında bilgi edinmek mümkündür. X-ışınlarının evrimine bakarak diskin ve tacın yapısı hakkında bilgi edinirken, radyo ve kızılötesi gözlemleri ile jetin yapısı ve diskle alakası çalışılabilir. Jetlerin hangi koşullarda ortaya çıktığını anlamak bu çalışmanın önemli bir amacıdır. Diğer bir amaçsa sönük/sert dönem X-ışıması modellerini verilerle test etmektir. Bu da jetlerin X-ışınlarına katkısının ortaya çıkarılabilmesi ile mümkündür.

2. Veriler

Bu çalışmada genel olarak X-ışınlarında RXTE uydusunun verileri kullanılmış ve bazı karadelik sistemlerinin dönem değişikliği sırasında X-ışını yanında radyo ve kızılötesi verileri de kullanılarak çalışmalar yapılmıştır. Aşağıdaki Tablo 1 hangi verilerin kullanıldığını özetlemektedir.

Tablo 1: Karadelik sistemleri, hangi sene gözlendiği ve X-ışınları dışında hangi bantlarda gözlendiğini gösteren tablo.

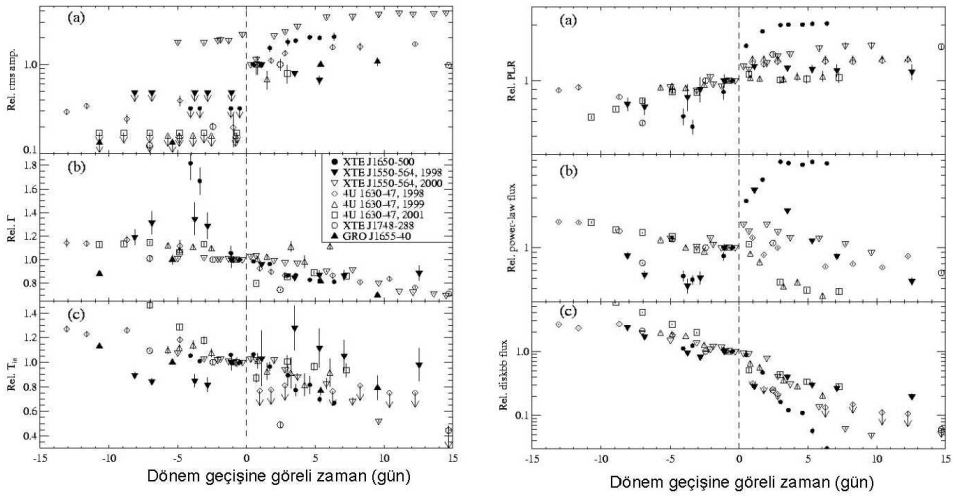
GÖZLEMLER

Kaynak	Yılı	GD	Diğer bantlar
4U 1630-47	1998	3	-
XTE J1550-564	2000	5	Radio, Chandra
J1655, J1748, 1630, J1550	1997-2001	2-6	Data taken from the public archive
4U 1630-47	2001	5-6	Radio
XTE J1650-500	2001-2002	6-7	Radio, Chandra
4U 1543-47	2002	7	Radio, IR/opt
H 1743-322	2003-2004	8	Radio, Chandra
GX 339-4	2004-2005	9	Radio, Spitzer, IR/opt
GRO J1655-40	2005	9-10	Radio, Spitzer, IR/opt

Tablodan da görüleceği üzere sadece X-ışını ile 1998'de başlayan gözlemler, jetlerin öneminin anlaşılmasıyla beraber radyo ve kızılötesi yer ve uydu gözlemleri ile desteklenmiştir.

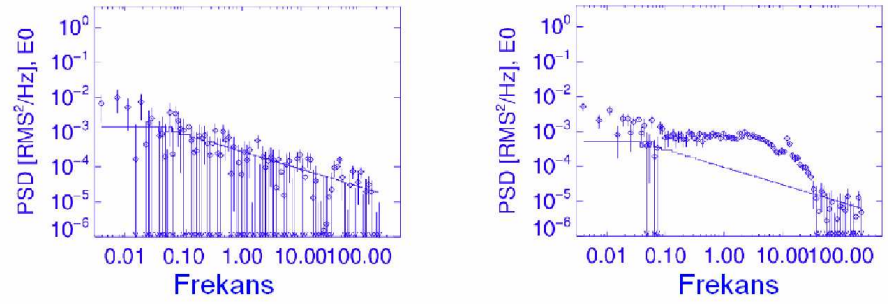
3. X-ışınlarında evrim

Özellikle dönem değişikliklerinin sebebinin anlaşılması için hemen öncesi ve hemen sonrası RXTE verisi kullanılarak analiz edilmiş ve aşağıdaki grafiklerde özetlenen sonuçlara ulaşılmıştır.



Şekil 5. RXTE kullanılarak değişik kaynakların parlak dönemden sönük döneme geçmeden hemen önceki ve sonraki dönemde X-ışını parametrelerinin evrimi [7]. Sol: (a) Etkin değer, (b) indis, (c) disk sıcaklığı. Sağ: (a) enerji tayfında güç kanunu akısının toplam akıya oranı, (b) güç kanunu akısı, (c) disk kara cisim ışıması akısı. Tüm değerler dönem değişimi sırasındaki değere bölünmüştür.

En hızlı geçiş zamansal parametrede olup bir gün mertebesinde güç tayfı gözle görülür bir değişiklik gösterir (Şekil 6'e de bakınız). Bunu Şekil 5'de etkin değerin zıplaması olarak görüyoruz. Bunun karşılığında disk ışıması ve güç kanunu ışıması parametreleri yavaşça değişmektedir. Etkin değer kadar hızlı değişen diğer bir parametre de güç kanunu akısıdır.



Şekil 6: Dönem değişikliği sırasında güç tayfında sıçrama. İki gözlem arası bir gündür.

Dönemsel geçişlerde en hızlı değişim zamansal özelliklerde oluyor ve bunu da güç kanunu akısındaki ani bir artış tetikliyor.

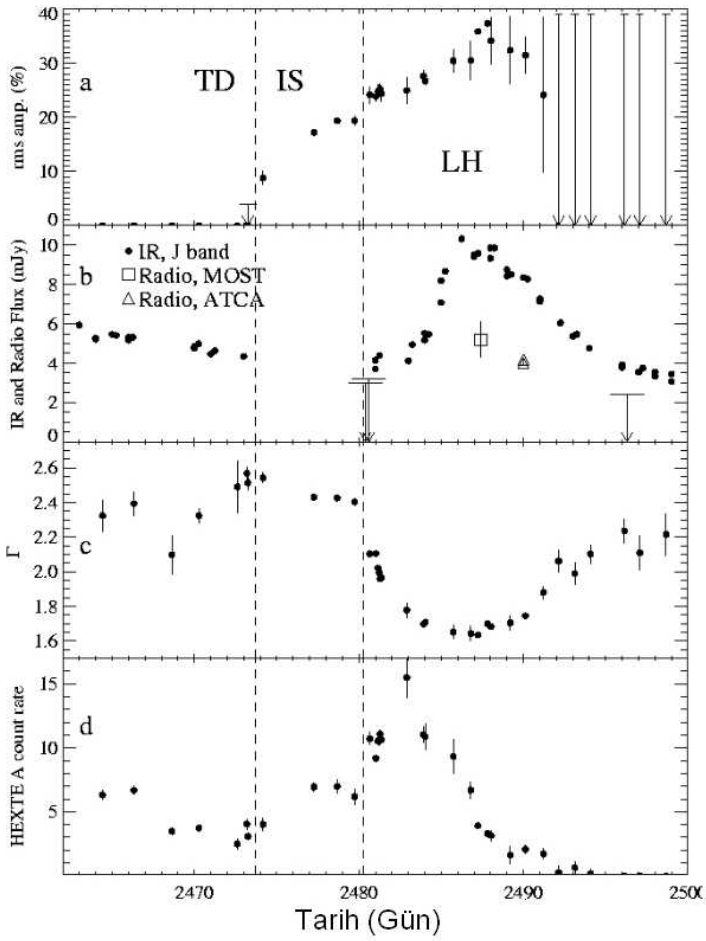
4. Jetler ne zaman ortaya çıkıyor?

Jetlerin yapısı ve X-ışınlarına katkısı son zamanların açıklanamamış önemli iki sorunu. Bunları anlamanın bir yolu da onların X-ışını özelliklerine nazaran ne zaman ortaya çıktıklarını anlamak. 4 ayrı kaynakta yapılan incelemede (4U 1543-47, GRO J1655-40, XTE J1550-564, ve H1743-322) kaynakların önce zamansal özelliklerde hızlı değişim gösterdiği (jet radyoda ya da kızılötesinde gözlenmeden günler önce) sonra da daha yavaş bir şekilde enerji tayfının güç kanunu indisinde bir düşme olduğu görülüyor. 4U 1543-47 için aşağıdaki Şekil 7 bunu net bir biçimde gösteriyor.

Kızılötesindeki ani artış jetten gelen sinkrotron ışıması yüzünden, bu da jetin hangi tarihte oluştuğunu bize gösteriyor. Jet, kaynak en sert haline ulaşmadan ortaya çıkmıyor. Ayrıca iyice yüksek enerjilerde (HEXTE, 20 keV üzeri) jetten gelen akı hızla yükselirken X-

ışını aksime düşüyor. Bu da jetlerin yüksek enerjilerde X-ışınlarına, en azından bu kaynak için, katkı yapmadığını gösteriyor. Geniş bantta yapılan gözlemler de bunu destekliyor [2].

Jetler ortaya çıktığı anda zamansal parametrelerde bir değişiklik gözlenmiyor. Buna karşılık enerji tayfında hala aydınlığa kavuşmamış bir nokta var. Jet gözlenmeden önce, tayfın yüksek enerji kısmında taç sıcaklığına da bir sınır getiren kırılma noktası mevcut. Fakat jetin gözlenmesiyle beraber, ya da bir kaç gün sonra yüksek enerji tayfında bir kırılma gözlenmiyor. Yani güç kanunu tayfı 200 keV'nin üzerinde devam ediyor. Bunu açıklamanın iki yolu var. İlki detektörden gelen bir limit. Taç sıcaklığı o kadar artıyor ki kırılma enerjisi HEXTE'nin ölçebileceğinden daha yukarılara gidiyor. İkincisi ise taçtaki elektronların enerji dağılımları ile



1

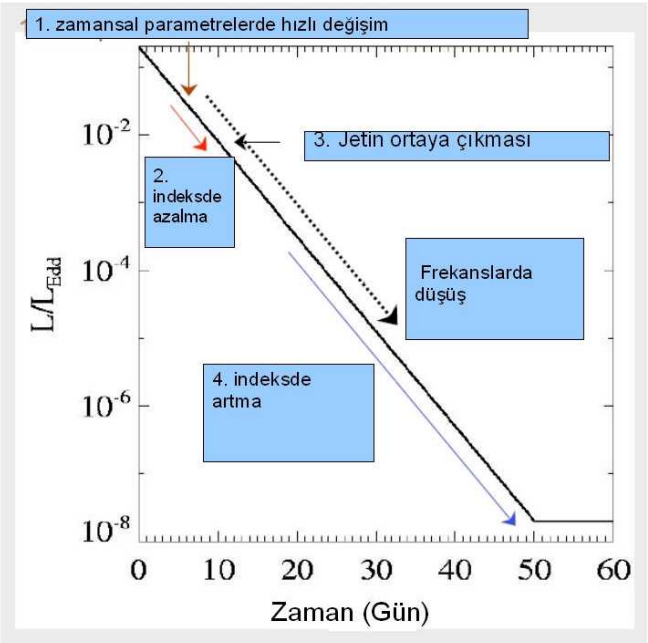
Şekil 7: 4U 1543-47 için X-ışınlarında ve radyoda evrim. İlk dik çizgi zamansal hızlı değişimi, ikincisi ise tayfdaki yavaş değişimin başını gösteriyor. (a) Etkin değer. (b) Kızılötesi akısı. (c) İndis. (d) HEXTE foton sayısı. Kızılötesindeki artış jetten kaynaklanıyor [2].

ilgili. Kırılma enerjisi Maxwell kanunlarına göre dağılmış elektron enerjilerinin bir öngörüsü. Fakat jetin ortaya çıkışı bu enerjilerin dağılımını Maxwell'den kaydırabilir. Bu kayma da bazı durumlarda kırılmayı ortadan kaldırabilir [8].

5. Sonuçlar ve gelecek çalışmalar

Bu ana kadar ki sonuçları aşağıdaki Şekil 8'la özetlemek mümkün. Sönme döneminin parlak kısmında sistem hala yumuşak dönemdeyken bir anda güç tayfı değişerek bir geçiş dönemine giriyor. Daha sonra bir hafta 10 gün süreyle enerji tayfının güç kanunu kısmı

sertleşiyor. En sert zamanında jetler radyoda ve/veya kızılötesinde gözleniyor. Tüm bunlar olurken güç tayfının (karakteristik) frekansları azalıyor. Çok düşük ışıma seviyelerinde güç kanunu indisi artabiliyor, yani tayf yumuşuyor.



Şekil 8: Karadelik sistemlerinde X-ışınlarının ve jetin evrimi.

Bu gözlemlerden çıkarılan önemli sonuçlar şunlar. Sert dönemlerin özellikle parlak kısımlarında X-ışınları sinkrotron kaynaklı değildir. Jetler dönem geçişlerinin bir sebebi değil sonucudur ve en sert tayflarda ortaya çıkarlar. X-ışınlarının sebebi çoğunlukla Compton saçılmasıdır, ama düşük enerjili fotonların kaynağı disk olmayabilir. Manyetik alanda hızla hareket eden elektronlar düşük enerjilerde sinkrotron fotonları üretip sonra onlara çarpıp yüksek enerjilere çıkarabilirler. Zamansal özelliklerdeki hızlı değişim düşük enerjili disk fotonlarından sinkrotrona bir geçişin sonucu olabilir [9].

Tüm bu senaryoların değerlendirilebilmesi için değişik dalga boylarında verilerin alınması ve tümünün hem tayfsal açıdan, hem de evrimsel açıdan modellenmesi gerekir. Tayfsal modelleme şu anda süregelmektedir [10]. Bunun karşılığında tayfsal modelleme ile evrimin karşılaştırılması emekleme sürecindedir. Detaylı bir karşılaştırma ile karadeliklerin çevrelerinin geometrisi ve ışınım mekanizmaları hakkında detaylı bilgiler edinmemiz büyük olasılıktır.

Kaynaklar

[1] Balbus, S. A., Hawley, J. F. (1991), A powerful local shear instability in weakly magnetized disks. I – Linear analysis. II – Nonlinear evolution, *Astrophysical Journal*, 376, 214-233.

[2] Kalemci, E. ve ark. (2005), Multiwavelength observations of the Galactic black hole transient 4U 1543-47 during outburst decay: State transitions and jet contribution, *Astrophysical Journal*, 622, 508-519.

[3] Dove, J. B., Wilms, J., Begelman, M. C. (1997), Self-consistent thermal accretion disk corona models for compact objects. I: Properties of the corona and the spectrum of escaping radiation, *Astrophysical Journal*, 487, 747-755.

[4] Kalemci, E. (2002), Temporal studies of Galactic black hole transients during outburst decay, *Doktora tezi*, Kaliforniya Üniversitesi, San Diego.

[5] Miyomoto, S., Kitamoto, S. (1989), X-ray time variations from Cygnus X-1 and implications for the accretion process, *Nature*, 342, 773-777.

[6] Remillard, R. A., McClintock, J. E. (2006), X-ray properties of black hole binaries, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 44, 49-92.

[7] Kalemci E., ve ark. (2004), A close look at the state transitions of galactic black hole transients during outburst decay, *Astrophysical Journal*, 603, 231-241.

[8] Coppi, P. S. (1999), The physics of hybrid thermal/non-thermal plasmas, 375, *ASP Conf. Ser. 161: High energy processes in accreting black holes, editörler: Poutanen, J. And Svensson, R.*

[9] Kalemci, E. ve ark. (2006), The Galactic black hole transient H1743-322 during outburst decay: Connections between timing noise, state transitions, and radio emission, *Astrophysical Journal*, 639, 340-347.

[10] Migliari, S. ve ark. (2007), Detection of the mid-infrared emission from the compact jet of GRO J1655-40, *Astrophysical Journal*, yayın aşamasında.

AM HER SİSTEMİNİN OPTİK GÖZLEMLERİ

Belinda KALOMENI[1], Kadri YAKUT[2,3], E. Rennan PEKÜNLÜ[3]

Özet

Bu çalışmada, manyetik kataklismik değişenlerin polarlar olarak ta bilinen alt grubu AM Her türü sistemlerin prototipi olan AM Her'e ilişkin fotometrik çalışmalar sunulmuştur. Dizgenin optik fotometrisi, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde RTT150 teleskopu ile düşük evrede 2004-2005 yılında düşük evre sırasında elde edilmiştir. ROTSEIIId ile elde edilen gözlemlerde sistemin 2005 yılı içerisindeki dönemli olmayan düşük evreden yüksek evreye geçişi de gözlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Kataklismik Değişenler, AM Her*

Abstract

In this study we present the phtometric study of AM Her, the prototype of a subclass of magnetic cataclysmic variables known also as polars. The photometric study of the system was obtained with 1.5 m telescop at TÜBİTAK National Observatory during its low state. The observations of the system done with ROTSEIIId show the passage of the system from low to high state.

Key words: *Cataclysmic Variables, AM Her*

1. Giriş

Kataklismik değişen yıldızların bir alt sınıfı olan AM Her türü sistemler, manyetik beyaz cüce baş yıldız ve geri tayf türü bileşenden oluşan etkileşen yakın çift yıldızlardır. Bu tür sistemlerde baş yıldızın manyetik alanı öylesine yeğindir ki Roche-lobunu doldurup bileşenine madde aktaran kırmızı cüceden akan madde manyetosferik yarıçapta manyetik alan kuvvet çizgilerince baş yıldızın uçlaklarına yakın yerde oluşan toplanma kolonuna doğru yönlendirilerler ve sistemde toplanma diski oluşamaz. Sistemin gözlenen birçok özelliği zamana bağlı olarak önceden öngörülemeyen düzensiz ışık değişikleri sergiler. Bu parlaklık değişimleri arasında; sistemin aniden parlaklığının 2*mag* kadar sönük gözlendiği *düşük evre*, sistemin hangi evrede ve elektromanyetik tayfin hangi dalgaboyunda gözlendiğine bağlı olarak genliği değişebilen bir yörünge çevrimi içerisinde gözlenebilen iki minimum yanısıra dakika mertebesindeki zaman ölçeklerinde gözlenen parlaklık değişimleri sayılabilir.

Kataklismik değişenlerin bu alt sınıfı ile ilgili bulgular gün gectikçe artmasına karşın, AM Her'in fotometrik davranışını açıklamak oldukça güçtür. Minimumların doğasına ilişkin yapılan açıklamalarda bile bir uyum yoktur. Işık eğrisini farklı yaklaşımlarla açıklamaya çalışan çalışmalar da tam olarak başarılı olamamışlardır (*bkz.;* [1], [2], [3]) Bu çalışmanın

[1] *İzmir Yüksek Teknoloji Enstitüsü, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Gülbahçe Kampüs, 35430 Urla-İzmir,Tel:2327507642, Faks:7507509, e-posta: belindakalomeni@iyte.edu.tr*

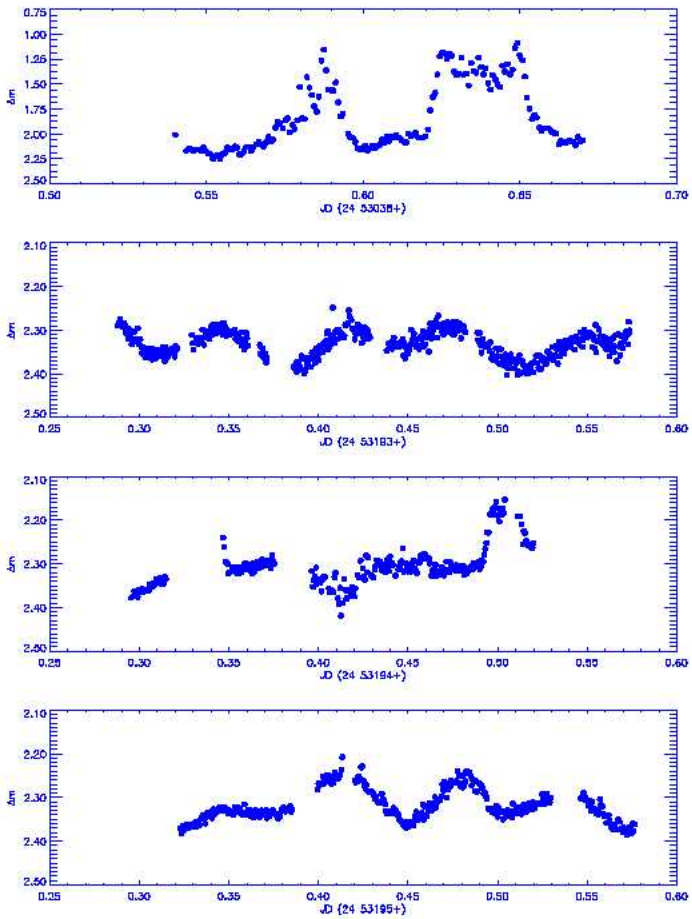
[2] *Institute of Astronomy, Catholic University of Leuven, Celestijnenlaan 200 B, 3001 Leuven, Belgium*

[3] *Ege Üniversitesi,Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kampüs, 35100 Bornova- İzmir, Tel:232-3884000, Faks:232-3881036, e-posta: kadri.yakut@ege.edu.tr, rennan.pekunlu@ege.edu.tr*

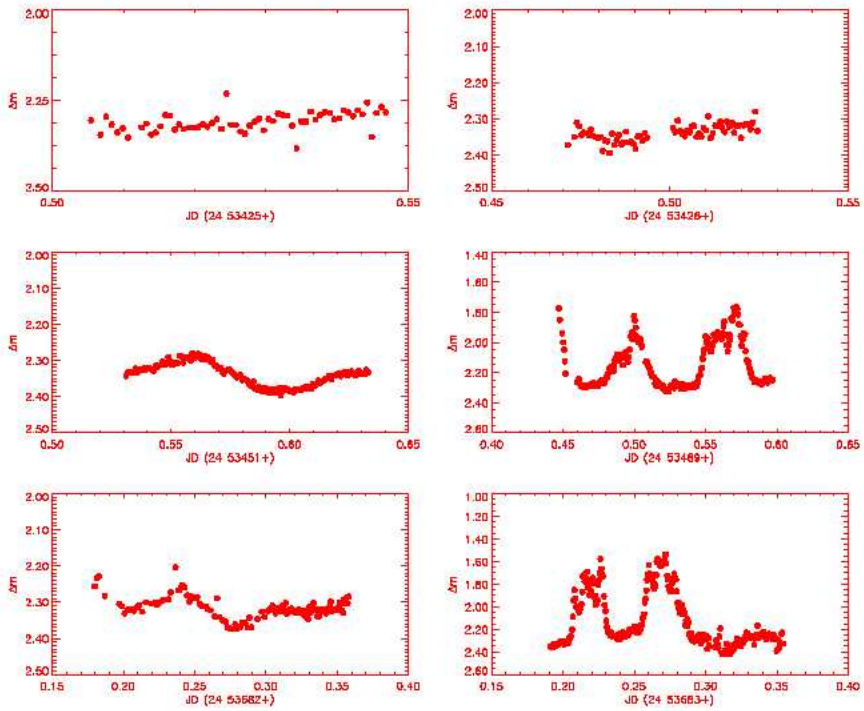
amacı AM Her'in ışıkölçümü ve analizi ile AM Her'deki ışınım kaynakları ve ışık değişiminin nedenleri hakkında bilgi elde edebilmektir.

2. Gözlemler

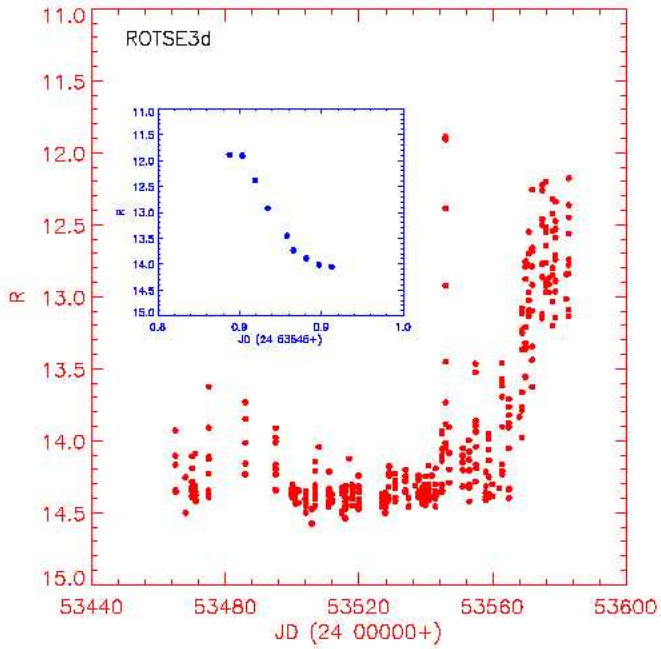
AM Her'in optik fotometrisi Rus-Türk Teleskobu (RTT150) ANDOR CCD kullanılarak elde edilmiştir. Sistem düşük evrede iken 2 Şubat; 6-7-8 Temmuz 2004 ve 23-24 Şubat; 20 Mart; 28 Nisan; 7-8 Kasım 2005 gecelerinde gözlendi. Mukayese ve denet yıldızları 2003 yılındaki gözlemlerde parlaklık değişimi sergilemedikleri gösterilen GSC 3533 1026 ve GSC 3533 1021 yıldızları seçilmiştir [4]. Indirgeme işlemleri IRAF kullanılarak yapıldı. Şekil 1 ve Şekil 2 de sırası ile sistemin 2004 ve 2005 yılında elde edilen ışık eğrileri gösterilmektedir. Sistem beklenmedik bir sekilde ani değişimler sergileyebildiğinden ardarda gelen yörünge çevrimleri birbirlerinden oldukça farklı olabilir bu yüzden ışık eğrileri JD'nin fonksiyonu olarak çizilmiştir. Sistem aynı zamanda 2005 yılında Nisan-Temmuz döneminde ROTSEIIId ile gözleniştir. Sistemin uzun dönem aralığında elde edilen ışık değişimleri Şekil 3'de gösterilmektedir.



Şekil 1: AM Her'in 2004 yılında elde edilen ışık eğrileri.



Şekil 2: AM Her'in 2005 yılında elde edilen ışık eğrileri.



Şekil 3: AM Her'in ROTSEIIId kullanılarak elde edilen uzun dönemli ışık değişimi. Sol üst panelde 24 Haziran 2005 gecesine ilişkin gözlem gösterilmektedir.

3. Sonuç ve Tartışmalar

AM Her mCV lerin polarlar olarak da bilinen gurubunun ilk örneği olmasından dolayı elektromanyetik tayfin farklı pencerelerinde uzun yıllardır farklı araştırmacılar tarafından gözlemleri yapılmış ve birçok makaleye konu olmuştur. AM Her'in de içinde bulunduğu birçok polar zaman zaman parlaklığın birkaç kadir düştüğü haftalar ya da yıllarca sürebilen

düşük evrede gözlenirler. AM Her'in düşük evreleri değişen zamanlarla oldukça istikrarsızdır. Düşük evreler genellikle bileşen yıldızdan kaynaklanan kütle transfer oranındaki düşmelere bağlanmıştır. Bu durumda bu evrelerde gözlenen herhangi bir değişim bileşen yıldızdan kaynaklanıyor olabilir.

2004-2005 gözlem sezonunda elde edilen ışık değişiminin genliği sistemin yüksek evreden düşük evreye geçtiği zaman yapılan 2003 yılındaki gözlemlerden daha küçük olduğu görülür. 2 Şubat 2004 gözlem gecesinde 22 dk süren 0.6 mag parlaklık değişimini 35 dk sonra 40 dk süren ~0.75 mag ikinci bir olay takip etmiştir. Sakin durumda 3.3 - 5.5 dk zaman ölçekleri ile birlikte ~0.07 mag parlaklık değişimleri gözlendi. 8 Kasım 2005 te ise 35 dk süre ile 0.5 mag parlaklık değişimi kaydedilmiştir. Aynı gece sistem bir yörünge döneminden fazla gözlenmesine karşın takip eden çevrimde böylesi bir değişim görülmedi.

Sistemin ROTSE ile elde edilen uzun dönemli ışık değişimlerinde sistemin Temmuz 2005'in ortalarında düşük evreden yüksek evreye geçtiği görülür. 24 Haziran ve 20 Temmuz 2005'te sırası ile ~2 mag ve ~1 mag denli yüksek ışık değişimleri gözlendi.

Sistemin karmaşık ışık değişimi doğasından dolayı gözlenen ışık eğrisindeki değişimleri açıklamak oldukça güçtür. Bu olayların fiziksel nedenleri de bilinmemekte veya bilimadamlarınca kabul edilen ortak bir açıklama yoktur.

Yazarlar desteklerinden dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi yönetimine ve çalışanlarına teşekkür ederler.

Kaynaklar

[1] Szkody, P. & Brownlee, D. 1977, "AM Herculis - A unique X-ray binary as revealed through the optical light curve", *Astrophysical Journal,* 212, L113-116.

[2] Crampton, D. & Cawley, A. 1977, "The low-mass X-ray binary AM Herculis", Astronomical Society of the Pacific, Publications, 89, 374-385.

[3] Gansicke, B. T., Beuermann, K. and de Martino, D. 1995, "The white dwarf in AM Herculis", *Astronomy and Astrophysics*, 303, 127.

[4] Kalomeni, B., Pekünlü, E. R., & Yakut, K. "Flickering in the Magnetic CV Star AM Herculis", *Astrophysics and Space Science*, 296, 477-480.

FOTOMETRİK SİSTEMLERİN KALİBRASYONU

Yüksel Karataş[1], William .J. Schuster[2]

Özet

F, G ve erken K tipi anakol ve dönüm noktası yıldızlarının gittikçe artan sayıda yüksek çözünürlüklü spektroskopik metal bollukları, Hipparcos paralaksları ve uydu kızarma değerleri [1], Strömgren *uvby-H_β* fotometrisi verileri ile birleştirilerek oluşturulan veri tabanından itibaren uvby-H_β fotometrik indeksler m_1, c_1, (b-y), β ile $(b-y)_o$, $[Fe/H]_{spec}$ ve Mv astrofiziksel parametreleri arasında kalibrasyonlar elde edilmiştir. Hipparcos relatif paralaks hatası $\sigma_\pi/\pi \le 0.10$ ve $E(B-V) < 0.03$ olan 510 cüce ve dönüm noktası yıldız için $(b-y)_o$ ile m_1 , c_1, β fotometrik indisler arasında 8 terimli β - $(b-y)_o$ bağıntısı elde edilmiştir. 131 F ile 246 G ve erken K tipi yıldızın m_1, c_1, (b-y) fotometrik indeksleri ile Spektroskopik metal bolluğu $[Fe/H]_{spec}$ arasında elde edilen metal bolluğu bağıntıları ± 0.17 dispersiyon değeri ile spektroskopik bolluklar ile uyum içerisindedir. Hipparcos paralakslarından elde edilen Mv mutlak kadir ile m_1, c_1, (b-y) fotometrik indeksleri arasında 550 yıldız için 17 terimli mutlak kadir bağıntısı elde edilmiştir. Bağıntı ± 0.22 dispersiyon değeri ile $0.279 \le (b-y) \le 0.728$, $0.051 \le m_1 \le 0.757$, $0.088 \le c_1 \le 0.504$, $2.486 \le \beta \le 2.668$, $2.60 \le M_V \le 7.84$ aralığında geçerlidir.

Mevcut veri tabanından itibaren *UBV* fotometri sisteminde, cüce ve dönüm noktası yıldızları için Mv ile (B-V), $\delta_{0.6}$ arasında bir hibrid kalibrasyon oluşturulmuştur [2]. Yıldızlar halosuna ait tipik renk indeksi olan B-V = 0.70 değerinde, Hipparcos paralaksları Hyades'e göre ΔM_V^H (B-V) farkını 1.37 olarak vermektedir. Bu fark, yer tabanlı paralakslara dayandırılan [3] e ait çalışmada 1.58 olarak verilmiştir. Genelde, Hipparcos paralaksları yer tabanlı paralaks değerlerinden büyük olmakta ve daha sönük mutlak kadirler vererek, ΔM_V^H (B-V) < 0.1 ve $\delta_{0.6} < 0.18$ aralığında, Hipparcos'a ait ΔM_V^H (B-V) - $\delta_{0.6}$ bağıntısının LCL88 e ait bağıntıdan sapmasına neden olmaktadır.

Anahtar Kelimeler : *fotometri , mutlak kadir, morötesi artığı, Galaksimiz*

Abstract

Calibrations of *uvby-H_β* are presented here for intrinsic colour $(b-y)_o$, metallicity ($[Fe/H]_{spec}$) and absolute magnitude (Mv) in terms of m_1, c_1, (b-y), β, making use of high-resolution spectroscopic abundances, Hipparcos parallaxes, reddenings of Schlegel et al. (1998) for F, G and early K type dwarf and turn-off stars. An intrinsic colour $(b-y)_o$ - β relation is constructed between photometric indices m_1 , c_1, β and $(b-y)_o$ from 510 dwarf and turn-off stars with $\sigma_\pi/\pi \le 0.10$ and $E(B-V) < 0.03$. The metal abundance [Fe/H] relations derived for 131 F and 246 G and early K type stars respectively are in good agreement with the spectroscopic metal abundances, $[Fe/H]_{spec}$, as can be seen in Fig.6. Absolute magnitude Mv relation constructed between Hipparcos-based absolute magnitudes and photometric indices m_1, c_1, (b-y) contain 17 terms with a dispersion ± 0.22, and valid for the ranges of $0.279 \le (b-y) \le 0.728$, $0.051 \le m_1 \le 0.757$, $0.088 \le c_1 \le 0.504$, $2.486 \le \beta \le 2.668$ and $2.60 \le M_V \le 7.84$.

[1] *İ.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul, karatas@istanbul.edu.tr*
[2] *Observatorio Astronomico Nacional (UNAM), Ensenada, B.C., Mexico, schuster@astrosen.unam.mx*

For dwarf and turn-off stars, a new hybrid Mv calibration for UBV photometry is also presented, based on Hipparcos parallaxes with $\sigma_\pi / \pi \leq 0.10$ and with a dispersion of $\pm$ 0.24 in Mv. This hybrid Mv calibration contains $\delta_{0.6}$ and (B-V) terms, plus higher-order cross terms of these, and is valid for the ranges of $0.37 \leq (B\text{-}V) \leq 0.88$, $-0.10 \leq \delta_{0.6} \leq +0.29$, and $3.44 \leq Mv \leq 7.23$. For dwarf and turn-off stars, the relation for ΔM_V^H revised and updated in terms of (B-V) and $\delta_{0.6}$, for the ranges of $-0.10 \leq \delta_{0.6} \leq +0.29$, and $0.49 \leq (B\text{-}V) \leq 0.89$, again making use of Hipparcos parallaxes with $\sigma_\pi / \pi \leq 0.10$. These parallaxes for metal-poor dwarf and turn-off stars in our sample reveal that the difference of $\Delta M_V^H(B\text{-}V)$ relative to Hyades at (B-V) = 0.70 should be 1.37, instead of the 1.58 given by Laird et al.~(LCL88). In general, Hipparcos parallaxes are larger than ground-based ones, causing a divergence of our $\Delta M_V^H(B\text{-}V, \delta_{0.6})$ relation (the solid line in Fig.~13b), from the one of LCL88 (the dashed line) for the range , $-0.10 \leq \delta_{0.6} \leq +0.29$; our absolute magnitudes are fainter, as has been confirmed for local subdwarfs by Reid

Key words: *photometry, absolute magnitude, ultraviolet excess, the Galaxy*

1. Giriş

F ve G tipi anakol ve dönüm noktası yıldızlarının gittikçe artan sayıda yüksek çözünürlüklü spektroskopik metal bollukları, Hipparcos paralaksları ve [1] e ait uydu kızarma değerleri, Strömgren *uvby-H_β* fotometrisi verileri ile birleştirilerek bir veri tabanı oluşturulmuş ve uvby-H_β fotometrik indeksler m_1, c_1, (b-y) ile kızarmadan bağımsız indeks β, $[Fe/H]_{spec}$ ve M_V astrofiziksel parametreleri arasında kalibrasyonlar elde edilmiştir.

Bu kalibrasyonlar, galaktik diskte F ve G cüce ve dönüm noktası yıldızlarının gözlemsel yaş-metal bolluğu bağıntısı ([4], [5], [6]), G cüce problemi ve metal bolluğu dağılımının ortaya çıkarılmasında etkin bir şekilde kullanılacaktır.

Galaksimizde CCD *UBV* fotometrik taramalardan yıldız popülasyonlarının uzaklık ve metal bolluğunu elde etmek için, [Fe/H] ve M_V nin $\delta_{0.6}$ ya göre güvenilir kalibrasyonlarına gereksinim vardır. (U-B, B-V) iki renk diyagramında Hyades anakoluna göre [7] tarafından tanımlanan ve kalibre edilen $\delta_{0.6}$ morötesi artığı, Galaksimizdeki yıldız ve kümelerin metal bolluklarını çıkarmada fotometrik bir parametre olarak kullanılmaktadır. $0.4 \leq (B\text{-}V) \leq 0.8$ renk indeksi aralığında cüce, altcüce ve altdev yıldızları için (U-B, B-V) iki renk diyagramında yıldızların dağılımında sıfır metal bolluğuna uyan bir maksimum renk indeksi olan (B-V) = 0.6 renk indeksine göre bir kalibrasyon verilmiştir ([8]). Bu alanda gözlemsel diğer kalibrasyonlar [9] ve [10] tarafından yayınlanmıştır. [Fe/H] ile $\delta_{0.6}$ arasında sentetik bir kalibrasyon ise [11] tarafından yapılmıştır.

$\delta_{0.6}$ ve (B-V) nin bir fonksiyonu olarak $\Delta M_V^H(B\text{-}V, \delta_{0.6})$ kalibrasyonu yer tabanlı paralaks verilerinden itibaren [3] tarafından verilmiştir. Metal bolluğu bilgisi olmadan

(B-V) tek başına mutlak kadirin (M_V) bir fonksiyonu olamaz. Ne var ki, [8] ve LCL88 tarafından oluşturulan kalibrasyonlar sınırlı sayıda yer tabanlı paralakslara, eski spektroskopik $[Fe/H]_{spec}$ metal bolluklarına dayandırılmıştır. Hipparcos paralaksları [1] e ait kızarma haritaları ve artan sayıda yüksek çözünürlüklü spektroskopik $[Fe/H]_{spec}$ bolluklar sayesinde

M_V nin $\delta_{0.6}$ ya göre iki takım kalibrasyonları oluşturulmuştur. Bunlardan biri $\delta_{0.6}$ ve B-V nin bir fonksiyonu olarak M_V hibrid ile LCL88 stilinde $\Delta M_V^H(B\text{-}V, \delta_{0.6})$ kalibrasyonlarıdır.

2. Veri

2.1. uvby-Hβ fotometrisi

uvby- Hβ fotometrisinin $(b-y)_o$ - Hβ, M_V , [Fe/H] kalibrasyonu için iki veri seti oluşturulmuştur. İlk kalibrasyon seti için, [12] (SN), [13], [14], [15] e ait kataloglardaki veriler bir araya getirilmiştir. [12] ye ait katalogdaki ``(N,D), (N, D*), (S, D), (S, D*), (N/S, D), (N/S, D*), (S, HM), R, R?" gibi ifadeleri içeren yıldızlar kataloglardan çıkarılmıştır.

[13] (SPC) e ait katalogdaki 553 yıldızdan, ``++" sembolü içeren kırmızı altdev veya dev yıldızlar ile ``+" sembolü içeren fakat (b-y) < 0.50 olan kırmızı yıldızlar çıkarılmıştır

[15] (446 yıldız; SPG) a ait katalogda tekrarlayan SN ve SPC ye ait yıldızlar yerine, SPG ye ait yıldızların fotometrik gözlemleri tercih edilmiştir. SPG katalogundan ``++" sembole sahip yıldızlar çıkarılmıştır. SPG katalogunda ``faint star (just) outside diaphragm" işaretine sahip yıldızlar ise katalokta tutulmuştur. [14] e ait metalce fakir yıldızlardan ibaret katalogdan ise 250 yıldız alınmıştır. Özetle, SN, SPC, SPG ve [14], [15] e ait kataloglarda toplam 1475 yıldızın uvby-Hβ fotometrisi bir araya getirilmiştir. 1475 yıldızın uvby- Hβ fotometri aralığı, $0.159 \leq (b-y) \leq 0.728$, $0.051 \leq m_1 \leq 0.757$, $0.088 \leq c_1 \leq 0.842$, $2.486 \leq \beta \leq 2.792$ şeklindedir.

İkinci kalibrasyon seti [16a], [16b], [16c] nin uvby- Hβ fotometrik gözlemlerinin birleştirilmesinden oluşturulmuştur. [16] tarafından oluşturulmuş F ve G yıldızlarından ibaret katalog 30 465 yıldız içermektedir. Bu katalogdan fotometrinin diyaframında iki veya daha fazla yıldızın ölçüldüğü ve de ``AB", ``AC", ``ABC",``BC", ``AD", ``CDE" sembolleri ile gösterilen yıldızlar çıkarılmıştır. Oysa, ``A", ``B", ``C", ``D" sembolleri ile gösterilen yıldızlar katalogda tutulmuştur. Böylelikle, [16] ya ait katalogda 10076 yıldız kalibrasyon amaçları için seçilmiştir.

2.2. Spektroskopik Metal ([Fe/H]) Bollukları

Spektroskopik metal ([Fe/H]) bolluğu verilerinin elde edilmesinde [17] ye ait katalog ile literatürdeki yüksek çözünürlüklü spektroskopik [Fe/H] verilerinden yararlanılmıştır.

2.3. Paralaks ve Galaktik Koordinatlar

uvby-Hβ ve UBV fotometrisinin kalibrasyonlarının elde edilmesinde güneş civarındaki yıldızlara sınırlandırma koyabilmek için veri tabanımızda bulunan yıldızların Hipparcos paralaks (π) ve hatası (σ_π) ile Galaktik enlem (b), SIMBAD veri tabanından yararlanmak sureti ile toplanmıştır. Hipparcos paralaks verisi ayrıca mutlak kadir hesabında da kullanılmıştır. Böylelikle paralaksları mevcut 988 yıldızdan, relative paralaksı $\sigma_\pi / \pi \leq 0.10$ olan 596 yıldız kalibrasyonda kullanılmıştır.

Olsen'in fotometrik gözlemlerine dayanan 10 076 yıldızın Hipparcos paralaks ve hatası [5] e ait katalogda hazır olduğu için doğrudan alınmıştır.

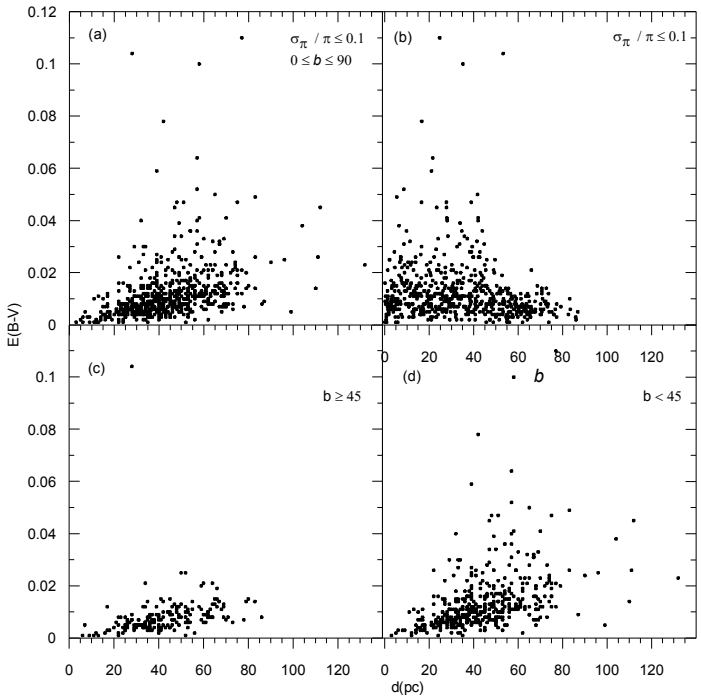
2.4. Kızarma

$(b-y)_o$ - Hβ kalibrasyonunu elde etmek için, yıldızlararası kızarmanın daha az veya ihmal edildiği güneş civarına ait uzaklığa uyan relatif paralaks hatası $\sigma_\pi / \pi \leq 0.10$ olan yıldızlar göz önünde bulundurulmuştur. Güneş civarındaki kızarmanın dağılımını görebilmek için, örneğimizdeki tek tek yıldızların $E(B-V)(l,b)_\infty$ değerleri, [1] e ait haritaların yerleştirildiği NED web sayfasından tek tek alınmıştır.

Belirli bir yıldıza ait $E(B-V)(l,b)_\infty$ kızarma değeri, [1-exp(-d sin(b)/H)] faktörü kadar, güneş civarındaki uygun kızarma değerlerine indirgenmiştir. Burada b ve d (pc) sırası ile, galaktik enlem ve uzaklık (pc) dır. Toz tabakasının kalınlığı (H) 125 pc olarak alınmıştır.

[18] in [1] e ait kızarma haritalarının, E(B-V) > 0.15 olan kızarma değerlerinde fazla değerler verdiği uyarısını dikkate alarak, [1] e ait kızarma değerleri aşağıdaki aralıklar için bir miktar revize edilmiştir.

$E(B\text{-}V)_A = 0.10 + 0.65(E(B\text{-}V)\text{-}0.10)$, $E(B\text{-}V) > 0.10$,
$E(B\text{-}V)_A = E(B\text{-}V)$, $E(B\text{-}V) < 0.10$



Şekil 1. *(a) E(B-V) - d(pc), (b) E(B-V) – galaktik enlem (b), (c) E(B-V) - d(pc), $b > 45$ (d) E(B-V) - d(pc), $b < 45$. $(b\text{-}y)_o$-Hβ bağıntısının elde edilmesinde, E(B-V)<0.03 olan yıldızlar göz önünde bulundurulmuştur.*

3. $(b\text{-}y)_o$ - Hβ Kalibrasyonu

$(b\text{-}y)_o$ - Hβ kalibrasyonunu elde etmek için rölatif paralaks hatası $\sigma_\pi / \pi \le 0.10$ olan yıldızlar göz önünde bulundurulmuştur. Bu paralaks hatasına bir başka ifade ile 100 pc den küçük uzaklıklardaki kalibrasyon yıldızlarının E(B-V) – d(pc) ilişkisi, Şekil 1a,c ve d de verilmiştir. E(B-V) – b ilişkisi ise Şekil 1b de verilmiştir. Şekil 1a-d güneş civarındaki kızarma üzerine önemli sınırlamalar koymaya olanak vermektedir.

Şekil 1a dan yıldızların çoğunluğunun E(B-V) < 0.03 ve d < 90 pc değerlerinde, daha küçük kızarma değerlerine sahip olduğu görülebilir. Şekil 1b de, $b = 45^o$ de bir kesikliliğin varlığından bahsedilebilir. Şekil 1c ve d den, E(B-V) – d (pc) ilişkilerinde, $b \ge 45^o$ ve d < 90 pc ve $b < 45^o$ ve d < 80 pc değerlerinde, E(B-V) = 0.00 alınmak sureti ile kızarma ihmal edilmiştir. Özetle, Şekil 1c ve d den, E(B-V) < 0.03 kızarma değerlerine sahip 510 kalibrasyon yıldızı için kızarmayı, E(B-V) = 0.00 olarak kabul ettik. 510 kalibrasyon yıldızı için, uvby-Hβ fotometrik indislerin aralığı, $0.303 \le (b\text{-}y) \le 0.589$, $0.051 \le m_1 \le 0.574$, $0.126 \le c_1 \le 0.463$, $2.531 \le \beta \le 2.646$ dır.

510 yıldızdan itibaren, $(b\text{-}y)_o$ - Hβ kalibrasyonunu elde etmek için, bağımsız değişkenlere karşı bağımlı bir değişkenin regresyonuna olanak veren *Minitab* isimli bir matematiksel programdan faydalanılmıştır. Bu program ile, katsayılar ile hesaplanan hata arasındaki ***t-oranları*** önemi olmayan terimleri elimine etmek için kullanılmıştır. Çözümler

itere edilerek, her adımda en küçük t-oranına sahip terimler çıkarılmış ve iterasyon, tüm terimler önemli olan değerlere sahip olana kadar yapılmıştır.

$(b\text{-}y)_o$ - Hβ kalibrasyonu için, basit terimlerden yüksek mertebeye ve bunların hibrid terimlerini içeren 17 terim test edilmiştir. Test edilen terimler şöyledir: m_o, m_o^2, c_o, c_o^2, $\Delta\beta$, $\Delta\beta^2$, $m_o\Delta\beta$, m_oc_o, $m_o^2c_o$ $m_oc_o^2$, $m_o^2c_o^2$, $c_o\Delta\beta$, $m_o\Delta\beta^2$, $m_o^2\Delta\beta$, $c_o^2\Delta\beta$, $c_o\Delta\beta^2$, $m_oc_o\Delta\beta$.

±0.025 değerinden büyük rezidüele sahip 13 yıldız istatistikten kaldırılmış olup, 479 serbestlik derecesi ve 0.995 den büyük anlamlılık düzeyinde tüm terimler sıfır değildir. Çözümler tüm terimlerin t-oranları 3 den büyük oluncaya kadar itere edilmiştir.

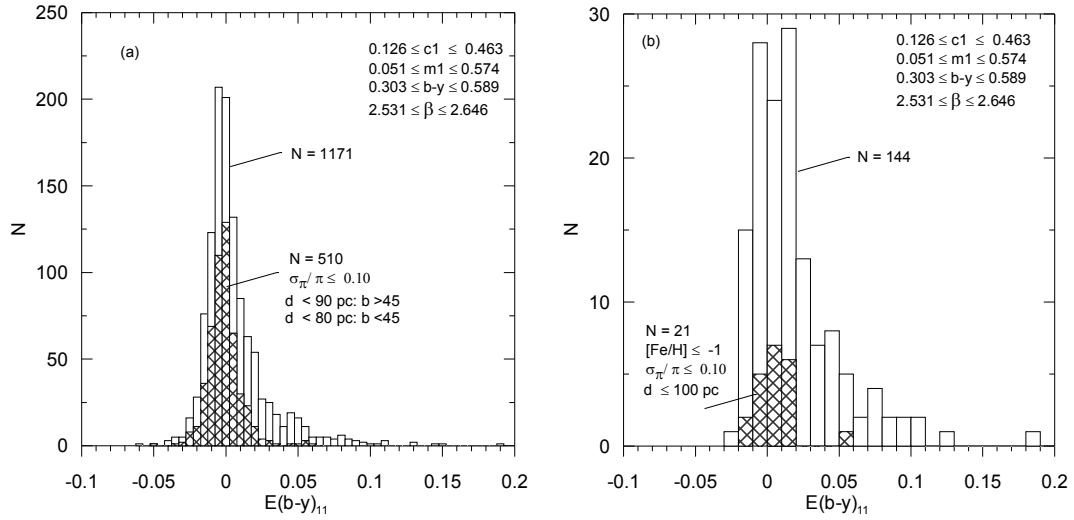
İterasyonlarda sırası ile şu terimler çözümden çıkarılmıştır: m_o^2, c_o^2, $m_o\Delta\beta$, c_o, m_o^2, $m_o^2\Delta\beta$,

m_o, $\Delta\beta^2$, $c_o\Delta\beta^2$, $m_oc_o^2$. ±0.009 mertebesinde çok küçük dispersiyon ile $(b\text{-}y)_o$ - Hβ bağıntısı aşağıdaki gibidir.

$$(b\text{-}y)_o = 0.278(\pm0.02)+1.140(\pm0.09)\Delta\beta+4.608(\pm0.19)m_oc_o-5.249(\pm0.70)\, c_o\Delta\beta \quad (1)$$
$$+14.827(\pm1.10)m_o\Delta\beta^2-1.974(\pm0.14)\, c_o^2+21.550(\pm2.00)\, c_o^2\Delta\beta$$
$$-27.987(\pm1.71)\, m_oc_o\Delta\beta$$

(1) nolu bağıntı, $0.303 \le (b\text{-}y) \le 0.589$, $0.051 \le m_1 \le 0.574$, $0.126 \le c_1 \le 0.463$, ve $2.531 \le \beta \le 2.646$ aralığında kızarma tayininde kullanışlıdır.

(1) nolu bağıntıdan hesaplanan E(b-y) dağılımı Şekil 2a da verilmiştir. Şekil 2a da 1171 yıldız için E(b-y) dağılımı gösterilmiştir. Histogramın sağ tarafındaki kuyruk E(b-y) = 0.10 a doğru uzanmaktadır ve E(b-y)=0.00 da simetrik bir dağılım görülmektedir. Şekil 2a da, gölgeli histogram, $b > 45^o$ ve $d < 90$ pc ile $b < 45^o$ ve $d < 80$ pc ve $\sigma_\pi/\pi \le 0.10$ sahip 510 yıldız için (1) nolu bağıntıdan hesaplanan E(b-y) dağılımını göstermektedir. Beklenildiği gibi, gölgeli histogram $d < 90$ pc için E(b-y) = 0.000 civarında simetrik bir dağılım vermektedir.



Şekil 2. *(1) nolu bağıntıdan elde edilen E(b-y) dağılımları (a) ve (b) panellerinde gösterilmiştir. (a) Schuster ve ark. ait kataloktaki tüm uzaklıklardaki 1171 yıldızın E(b-y) dağılımı. Taralı histogram, aynı kataloktaki, (d<90 pc , b ≥ 45) ve (d<80 pc, b < 45) kriterlerine uyan 510 yıldıza ait E(b-y) dağılımı.*

(b) Metalce fakir ($[Fe/H]_{spec}$ < -1.0) 144 yıldıza ait tüm uzaklıklardaki E(b-y) dağılımı. Taralı histogram ise (d<90 pc , b ≥ 45) ve (d<80 pc, b < 45) kriterlerine uyan metalce fakir 21 yıldıza ait E(b-y) dağılımını göstermektedir. E(b-y) dağılımının geçerli olduğu fotometri aralığı şu şekildedir: $0.303 \le (b\text{-}y) \le 0.589$, $0.051 \le m_1 \le 0.574$, $0.126 \le c_1 \le 0.463$, $2.531 \le H\beta \le 2.646$,

Şekil 2 b de, metalce fakir ([Fe/H] < -1.0) 144 yıldız için (1) nolu bağıntıdan hesaplanan E(b-y) dağılım ile d < 90 pc sahip metalce fakir 21 yıldızın E(b-y) dağılımı (gölgeli histogram) gösterilmiştir. 144 yıldızın dağılımında E(b-y) > 0.03 olan yıldızlar görülmektedir. Oysa gölgeli histogram E(b-y)=0.000 değerinde hemen hemen simetriktir. Gölgeli histogramda E(b-y) > 0.05 olan tek bir yıldız (HD 132475) görülmektedir. HD 132475 yıldızı için [Fe/H] = -1.59, (b-y) = 0.401, m_1 = 0.063, c_1= 0.285, β=2.578 dir.

5 ≤ d(pc) ≤ 962 uzaklık aralığında (1) nolu bağıntıdan hesaplanan <E(b-y)> değerleri [Fe/H] < -1.0 için 0.017, [Fe/H] < -1.5 için 0.022 ve [Fe/H] < -2.0 için 0.030 dur. (1) nolu bağıntı ile elde edilen <E(b-y)> değerleri farklı metal bolluğu aralığı için [19] (SN89) e ait eşitlikten hesaplanan değerler ile karşılaştırılmıştır. ΔE(b-y)(Eş.1-SN89)> = E(b-y)(Eş.1)-E(b-y)(SN89) ortalama farkı oldukça küçük olup, <E(b-y)> [Fe/H] ile sistematik bir eğilim göstermemektedir. (1) nolu bağıntı tüm uzaklıktaki yıldızlar ile metalce-fakir yıldızlarda güneş civarından beklenildiği gibi, uygun bir E(b-y) dağılımı üretmektedir.

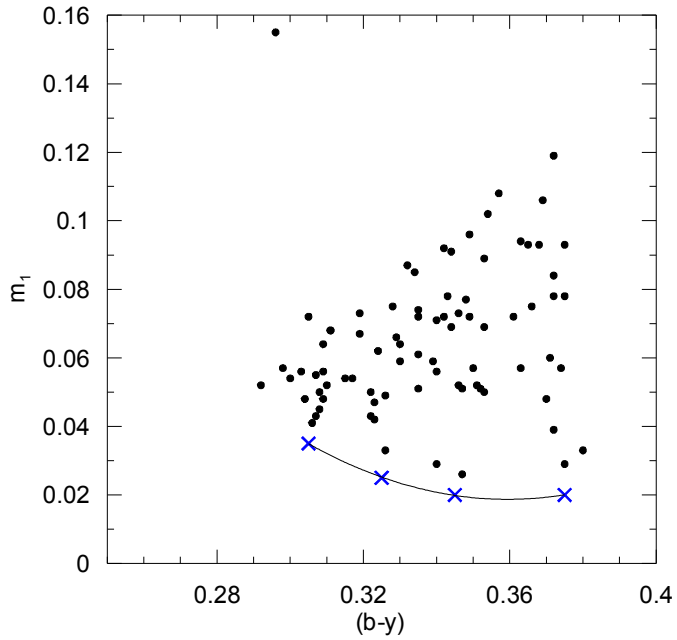
4. Metal ([Fe/H]) Bolluğu Kalibrasyonları

Spektroskopik metal bolluğu ($[Fe/H]_{spec}$) ile fotometrik indisler m_1, c_1, (b-y) arasında metal bolluğu kalibrasyonları F, G ve erken K tipi yıldızlar için elde edilmiştir.

Örneğimizdeki F, G ve erken K tipi yıldızlar, (1) nolu bağıntıdan elde edilen E(b-y) değerleri ile kızarmadan arındırılmıştır. Birkaç iterasyondan sonra E(b-y) > 0.015 olan yıldızlar,

$E(b-y) = (b-y)-(b-y)_o$, $m_o = m_1 + 0.3E(b-y)$, $c_o = c_1 - 0.2E(b-y)$ bağıntıları ile kızarmadan arındırılmıştır. 0.23 ≤ (b-y) ≤ 0.38 renk indeksi aralığındaki F tipi yıldızların metal bolluğu kalibrasyonunu çıkarmadan evvel, m_1 - (b-y) düzlemindeki asimptotik davranışı oluşturmak için bir çaba harcanmıştır. Bu iş için [Fe/H] < -1.0 sahip yıldızlardan faydalanılmış olup yıldızların

m_1 - (b-y) diyagramı Şekil 3 te verilmiştir. Şekil 3 te, (b-y) aralıkları için m_1 değerlerine sahip metalce çok fakir yıldızlar seçilmek sureti ile metalce fakir zarf elde edilmiştir.

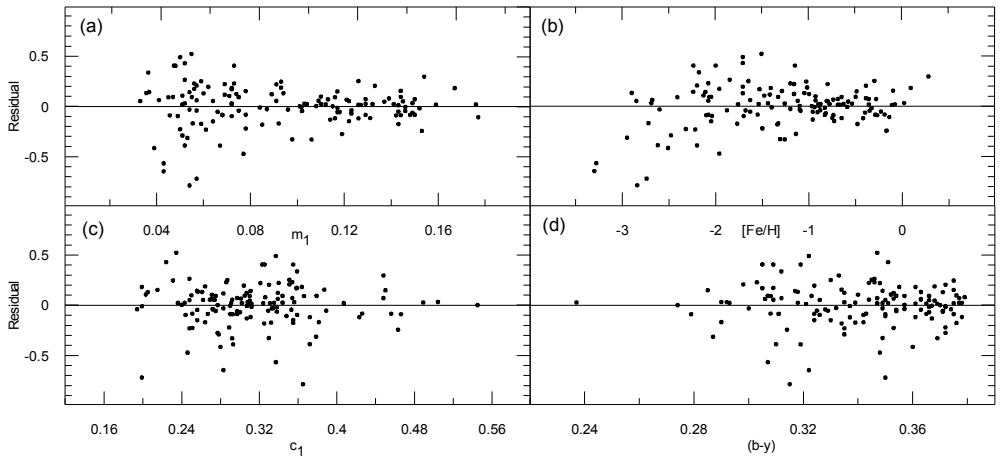


Şekil 3. *(2) nolu bağıntıdaki logaritmik terimler için m_1-(b-y) bağıntısı. (x) sembolleri sınırlı (b-y) aralıkları için extrapole edilen m_1 değerlerini göstermektedir. (x) sembollerinden geçirilen fit denklemi, m_1= 0.727-3.942(b-y)+5.484(b-y)^2.*

Hesaplanan metalce-fakir zarf, Şekil 3 te (x) sembolü ile gösterilmiştir. (x) sembolüne uygulanan bir fit metalce fakir zarfı $m_1=0.727 - 3.942(b-y) + 5.484(b-y)^2$ olarak vermektedir. F tipi yıldızlara ait kalibrasyon yıldızların uvby-Hβ fotometri aralığı şu şekildedir: $0.23 \le (b-y) \le 0.38$, $0.026 \le m_1 \le 0.177$, $0.194 \le c_1 \le 0.545$, $2.564 \le \beta \le 2.677$, $-3.30 \le [Fe/H]_{spec} \le +0.28$.

F tipi yıldızları için 7 logaritmik terim içeren toplam 21 terim test edilmiş olup terimler şu şekildedir: m_1, c_1, $(b-y)$, m_1^2, c_1^2, $(b-y)^2$, m_1c_1, $m_1c_1^2$, $m_1^2c_1$, $m_1^2c_1^2$, $m_1(b-y)$, $m_1^2(b-y)$, $m_1(b-y)^2$, $m_1^2(b-y)^2$, $\log(m_1-c_3)$, $m_1\log(m_1-c_3)$, $m_1^2\log(m_1-c_3)$, $c_1\log(m_1-c_3)$, $c_1^2\log(m_1-c_3)$, $(b-y)\log(m_1-c_3)$, $(b-y)^2\log(m_1-c_3)$.

138 F tipi yıldızın metal kalibrasyonunun çıkarılmasında ilk iterasyon standart sapmayı, Şekil 4a-d deki büyük negatif rezidüellerden dolayı ±0.23 olarak vermiştir. Şekil 4a ve b den görülebileceği gibi, [Fe/H] < -2.5 aralığındaki metalce fakir yıldızlar -0.50 den büyük büyük negatif rezidüeller göstermektedir. Rezidüelleri büyük 7 yıldız istatistikten çıkarıldığında, regresyonun standart sapması ±0.17 değerine düşmüştür.



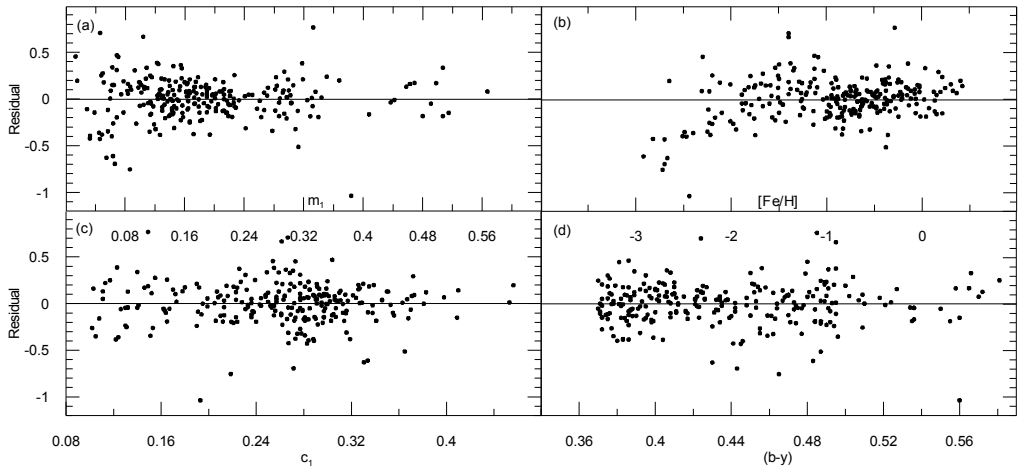
Şekil 4. *138 yıldıza ait (a) m_1, (b) $[Fe/H]_{spec}$, (c) c_1, (d) (b-y) e için rezidüel grafikleri. Panel (a) ve (b) den, metalce fakir ($[Fe/H]_{spec} < -2.5$) yıldızların -0.50 den büyük negatif rezidüllere sahip olduğu dikkati çekmektedir. Metal bolluğu bağıntısında bu yıldızlara gereksinim duyulmasına rağmen iterasyonlarda çıkarılmak zorunda kalınmıştır.*

Böylelikle, 131 yıldız için 0.995 anlamlılık seviyesinde t oranı 2.62 den küçük $m_1(b-y)^2$, m_1, $m_1^2c_1^2$, $(b-y)^2$, $(b-y)$, $c_1\log(m_1-c_3)$, m_1c_1, m_1^2, $c_1^2\log(m_1-c_3)$, $m_1(b-y)$ terimler iterasyonlarda elimine edilmiştir. Sonuçta elde edilen F tipi yıldızları için metal bolluğu bağıntısı aşağıda verilmiştir.

$$[Fe/H]_{spec} = -2.67-13.8c_1-2498m_1^2(b-y) + 3591m_1^2(b-y)^2 + 44.4\, c_1^2 +1190m_1^2c_1- 378m_1c_1^2+[35.4-36.0m_1 -195(b-y)-240m_1^2 + 273(b-y)^2] \log(m_1-c_3) \quad (2)$$

Burada $c_3= 0.727-3.942(b-y)+5.484(b-y)^2$

(2) nolu bağıntı için standart sapma ±0.17 olup m_1, $[Fe/H]_{spec}$, c_1 ve (b-y) e karşı çizilen rezidüeller ±0.50 den küçüktür. Şekil 6a da, (2) nolu bağıntıdan elde edilen 131 yıldız için fotometrik bolluklar ($[Fe/H]_{phot}$) spektroskopik bolluklar ($[Fe/H]_{spec}$) ile karşılaştırılmıştır. Şekil 6a ya uygulanan fit $[Fe/H]_{phot} = (0.95\pm0.02)[Fe/H]_{spec}-(0.15\pm0.03)$ şeklinde olup, ±0.17 dispersiyon ve 0.94 korelasyon katsayısı ile oldukça tatmin edici bir uyum vermektedir.



Şekil 5. *255 yıldıza ait (a) m_1, (b) $[Fe/H]_{spec}$, (c) c_1, (d) (b-y) e için rezidüel grafikleri. Panel (a) ve (b) den, metalce fakir ($[Fe/H]_{spec}$ < -2.5) yıldızların -0.50 den büyük negatif rezidüllere sahip olduğu dikkati çekmektedir. G ve erken K tipi yıldızların metal bolluğu bağıntısında bu yıldızlara gereksinim duyulmasına rağmen iterasyonlarda çıkarılmak zorunda kalınmıştır.*

G ve erken K tipi yıldızlar için seçilen 255 kalibrasyon yıldızının uvby-Hβ fotometrik indislerinin aralığı şöyledir: $0.37 \leq (b-y) \leq 0.581$, $0.003 \leq m_1 \leq 0.567$, $0.102 \leq c_1 \leq 0.465$, $2.501 \leq \beta \leq 2.615$, $-2.92 \leq [Fe/H]_{spec} \leq +0.42$. G ve erken K tipi yıldızların metal bolluğu kalibrasyonu için test edilen 17 terim ise şu şekildedir: m_1, c_1, (b-y), m_1^2, c_1^2, $(b-y)^2$, m_1c_1, $m_1c_1^2$, $m_1^2c_1$, $m_1^2c_1^2$, $m_1(b-y)$, $m_1^2(b-y)$, $m_1(b-y)^2$, $m_1^2(b-y)^2$, $c_1(b-y)$, $c_1(b-y)^2$, $c_1^2(b-y)^2$, $c_1^2(b-y)$.

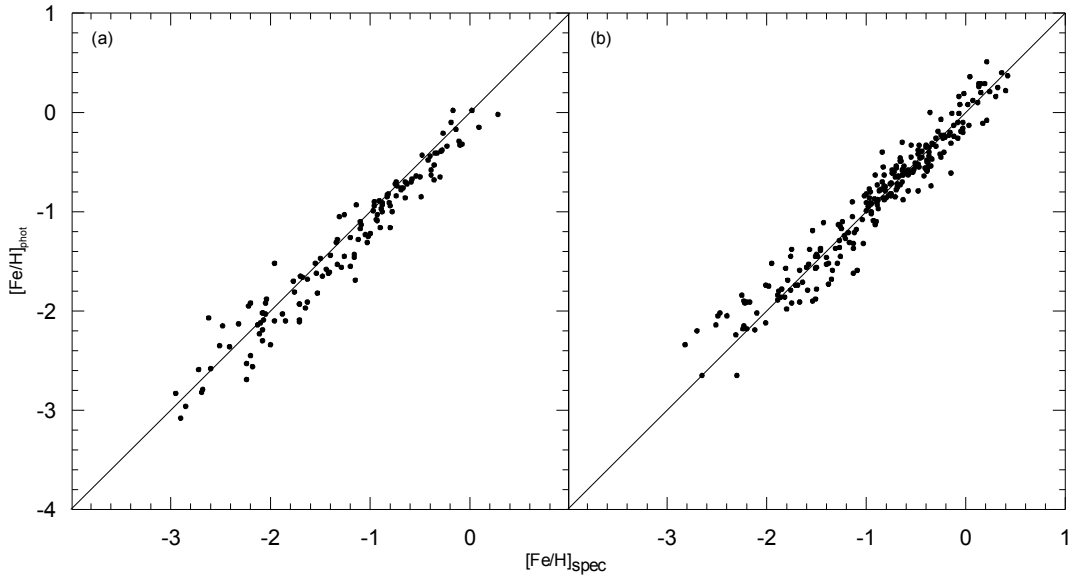
255 G ve erken K tipi yıldızların metal bolluğu kalibrasyonunun oluşturulmasında ilk iterasyon Şekil 5a-d deki büyük negatif rezidüellerden dolayı standart sapmayı ±0.23 olarak vermiştir. Şekil 5a-d den görüleceği gibi, [Fe/H] < -2.2 değerlerine sahip metalce fakir 5 yıldız, -0.50 den büyük negatif rezidüeller göstermektedir. 3 yıldız ise +0.50 den büyük positif rezidüele sahiptir. Toplam 9 yıldız istatistikten çıkarıldığında, standart sapma ±0.18 e düşmüştür. Bundan sonra, 255 yıldız için 0.995 önem seviyesinde t-oranı 2.60 dan küçük terimleri elimine etmek için iterasyon prosedürü uygulanmış ve iterasyonlarda sırası ile şu terimler atılmıştır: $c_1(b-y)$, $m_1c_1^2$, $c_1^2(b-y)^2$, $(b-y)^2$, $m_1(b-y)^2$, (b-y), $m_1^2c_1$, $m_1^2(b-y)$, $m_1^2c_1^2$, $c_1(b-y)^2$, c_1^2, c_1.

Sonuçta, elde edilen G ve erken K tipi yıldızları için metal bolluğu bağıntısı aşağıdaki gibidir:

$$[Fe/H]_{spec} = -2.40+31.2m_1-33.7m_1^2-57.4m_1(b-y)+106m_1^2(b-y)^2+25.9m_1c_1-6.59c_1(b-y)^2 \quad (3)$$

Şekil 6b de, (3) nolu bağıntıdan elde edilen 246 yıldız için fotometrik metal bollukları $[Fe/H]_{phot}$, spektroskopik $[Fe/H]_{spec}$ bollukları ile karşılaştırılmıştır.

Şekil 6b ye uygulanan fit ±0.17 dispersiyon ve 0.97 korelasyon katsayısı ile $[Fe/H]_{phot}=(0.93\pm 0.02)[Fe/H]_{spec}-(0.05\pm 0.02)$ şeklinde olup, spektroskopik ve fotometrik bolluklar için uyum oldukça tatmin edicidir.

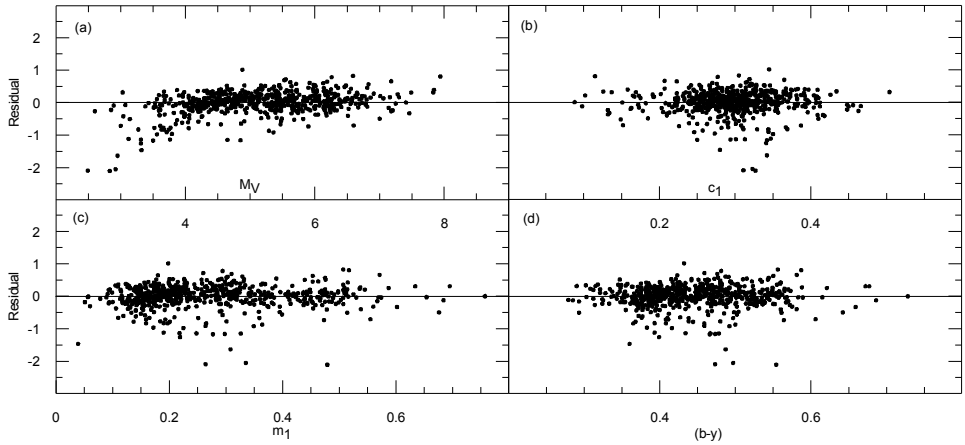


Şekil 6. *(a) 131 F tipi yıldızı ve (b) 246 G ve erken K tipi yıldızlar için* $[Fe/H]_{phot}$ *-* $[Fe/H]_{spec}$ *ilişkisi.*

5. Mutlak Kadir (M_V) Kalibrasyonu

Rölatif paralaks hatası $\sigma_\pi / \pi \leq 0.10$ olan yıldızlar için Hipparcos paralakslarından hesaplanan M_V mutlak kadirler ile uvby-Hβ fotometrisine ait indisler arasında bir bağıntı elde edilmiştir. 590 yıldızın mutlak kadirlerine Lutz-Kelker [21] düzeltmeleri uygulanmıştır. Kalibrasyonda kullanılan 590 yıldızın uvby-Hβ fotometrisi, $0.279 \leq (b-y) \leq 0.728$, $0.003 \leq m_1 \leq 0.757$, $0.088 \leq c_1 \leq 0.504$, $2.486 \leq \beta \leq 2.668$ şeklindedir. Kalibrasyon yıldızlarını kızarmadan arındırmak için (1) nolu bağıntı kullanılmak suretiyle elde edilen E(b-y) renk artığına birkaç iterasyona uygulanmış ve E(b-y)=0.0001 mertebesinde güneş civarına uygun kızarma dağılımı elde edilmiştir. Kızarma düzeltmeleri $E(b-y) \geq 0.015$ olan 22 yıldız için $E(b-y) = (b-y) - (b-y)_o$, $m_o=m_1+0.3E(b-y)$, $c_o=c_1-0.2E(b-y)$, $V_o=V- 4.18E(b-y)$ bağıntıları yardımı ile uygulanmıştır.

M_V mutlak kadir kalibrasyonun elde edilmesinde basitten yüksek mertebeye ve bunların hibrid terimlerinden oluşturulmuş 32 terim test edilmiştir.



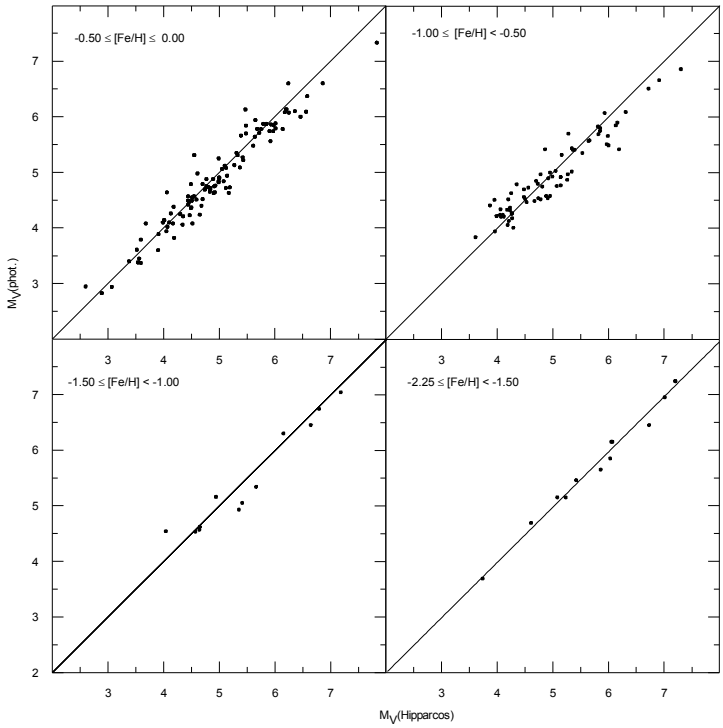
Şekil 7. *590 yıldıza ait (a)* M_V *, (b)* c_1*, (c)* m_1*, (d) (b-y) için rezidüel grafikleri. ±0.70 den büyük rezidüellere sahip 40 yıldız istatistikten çıkarılmıştır.*

590 yıldız için yapılan ilk iterasyonda standart sapma, Şekil 7 deki büyük negatif rezidüellerden dolayı ±0.36 olarak elde edilmiştir. Rezidüelleri ±0.70 den büyük 40 yıldız istatistikten çıkarılmış ve iterasyonlar yapılabilmiştir. 518 serbestilik derecesi ve 0.995 anlamlılık düzeyinde tüm terimler sıfır olmayıp, T-oranı 2.60 dan olup iterasyonlardan çıkarılan terimler şu şekildedir: c_1^2(b-y), $m_1^2c_1^3$, $m_1^3c_1$, m_1^3, c_1^2(b-y)^2, c_1(b-y)^2, (b-y)^2, c_1^3(b-y)^3, m_1c_1, $m_1^3c_1^2$, $m_1^3c_1^3$, m_1^2(b-y)^3, m_1^2(b-y), m_1^2.

Neticede elde edilen M_V mutlak kadir kalibrasyonu aşağıdaki gibidir:

$$M_V=-2.02+12.84(b-y)-74.78m_1+50.47c_1-152.02c_1^2+455.27c_1^3+165.46m_1(b-y) \quad (4)$$
$$-249m_1^2(b-y)^2-257.32m_1^3(b-y)+816.9m_1^3(b-y)^2-436.3m_1^3(b-y)^3$$
$$-419.32m_1^2c_1^2+155.52m_1^2c_1+506m_1c_1^2-697.4m_1c_1^3-2281.6c_1^3(b-y)$$
$$-1785.5c_1^2(b-y)^3+4752c_1^3(b-y)^2$$

(4) nolu bağıntıya ait dispersiyon ±0.22 dir. (4) nolu bağıntıdan elde edilen mutlak kadirler Hipparcos paralakslarından elde edilen mutlak kadirlere karşı farklı metal bolluğu aralıklarında, $-0.50 \le [Fe/H]_{spec} \le 0.00$, $-1.00 \le [Fe/H]_{spec} < -0.50$, $-1.50 \le [Fe/H]_{spec} < -1.00$, $-2.25 \le [Fe/H]_{spec} < -1.50$ Şekil 8 de işaretlenmiştir. Şekil 8 den görüleceği gibi, (4) nolu bağıntıdan hesaplanan M_V değerleri Hipparcos paralakslarından elde edilenler ile uyum içerisindedir.



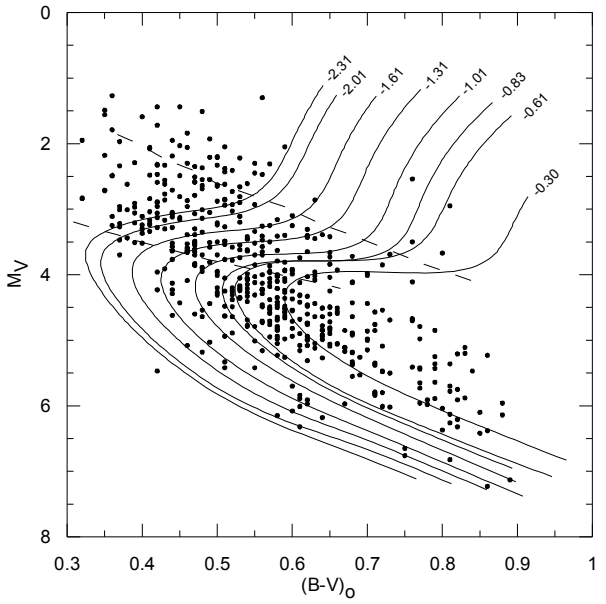
Şekil 8. *234 yıldız için (4) nolu bağıntıdan hesaplanan M_V mutlak kadirleri ile Hipparcos mutlak kadirleri arasında farklı metal bollukları ilişkileri. (a) $-0.50 \le [Fe/H]_{spec} \le 0.00$, (b) $1.00 \le [Fe/H]_{spec} < -0.50$, (c) $-1.50 \le [Fe/H]_{spec} \le -1.00$, (d) $-2.25 \le [Fe/H]_{spec} < -1$.*

6. UBV fotometrisi için Metal ([Fe/H]) Bolluğu ve Mutlak Kadir (M_v) Kalibrasyonları

6.1. $[Fe/H]_{spec}$ - $\delta_{0.6}$ Kalibrasyonu

Spectroskopik $[Fe/H]_{spec}$ metal bolluğunun fotometrik $\delta_{0.6}$ mor ötesi artığı indeksine göre kalibrasyonu, cüce, dönüm noktası ve alt dev yıldızları ile sadece cüce ve dönüm noktası yıldızları için elde edilmiştir. Bunun için, cüce, dönüm noktası ve alt dev yıldızları, Şekil 9 daki ait izokronlara ([22] ,BV&VC) göre kalibre edilen M_V-(B-V) diyagramında sınıflandırılmıştır. Şekil 9 daki katı çizgiler $-2.31 \leq [Fe/H] \leq -0.30$ metal bolluğu aralığındaki 12 Gyr için çizilen yaş eğrilerini göstermektedir. Şekil 9 daki paralel çizgiler arasına düşen yıldızlar ile $[Fe/H] = -2.31$ izokronun soluna uzanan yıldızlar alt dev yıldızı olarak sınıflandırılmıştır. $[Fe/H] = -0.30$ izokronun sağına uzanan yıldızlar ve en alttaki kesikli çizginin altındaki yıldızlar ise dönüm noktası ve cüce olarak sınıflandırılmıştır.

Üstteki kesikli çizginin yukarısına düşen 42 yıldız olası dev yıldızı olarak istatistikten çıkarılmıştır. 470 cüce, dönüm noktası ve altdev yıldızları için $[Fe/H]_{spec}$ - $\delta_{0.6}$ arasındaki ilişki Şekil 10 a ait sol panelde gösterilmiştir. Şekil 10 da sol paneldeki yıldızlardan fit edilen ikinci mertebeden polinom için Minitab Matematiksel Paket Programı ile üretilen $[Fe/H]_{spec}$ ve $\delta_{0.6}$ için rezidüel grafiklerde ±0.4 den büyük rezidüellere sahip 23 yıldız istatistikten çıkarılmıştır. Böylelikle, 447 yıldız $-2.23 \leq [Fe/H]_{spec} \leq +0.41$ aralığında, 0.06 dex aralıklar

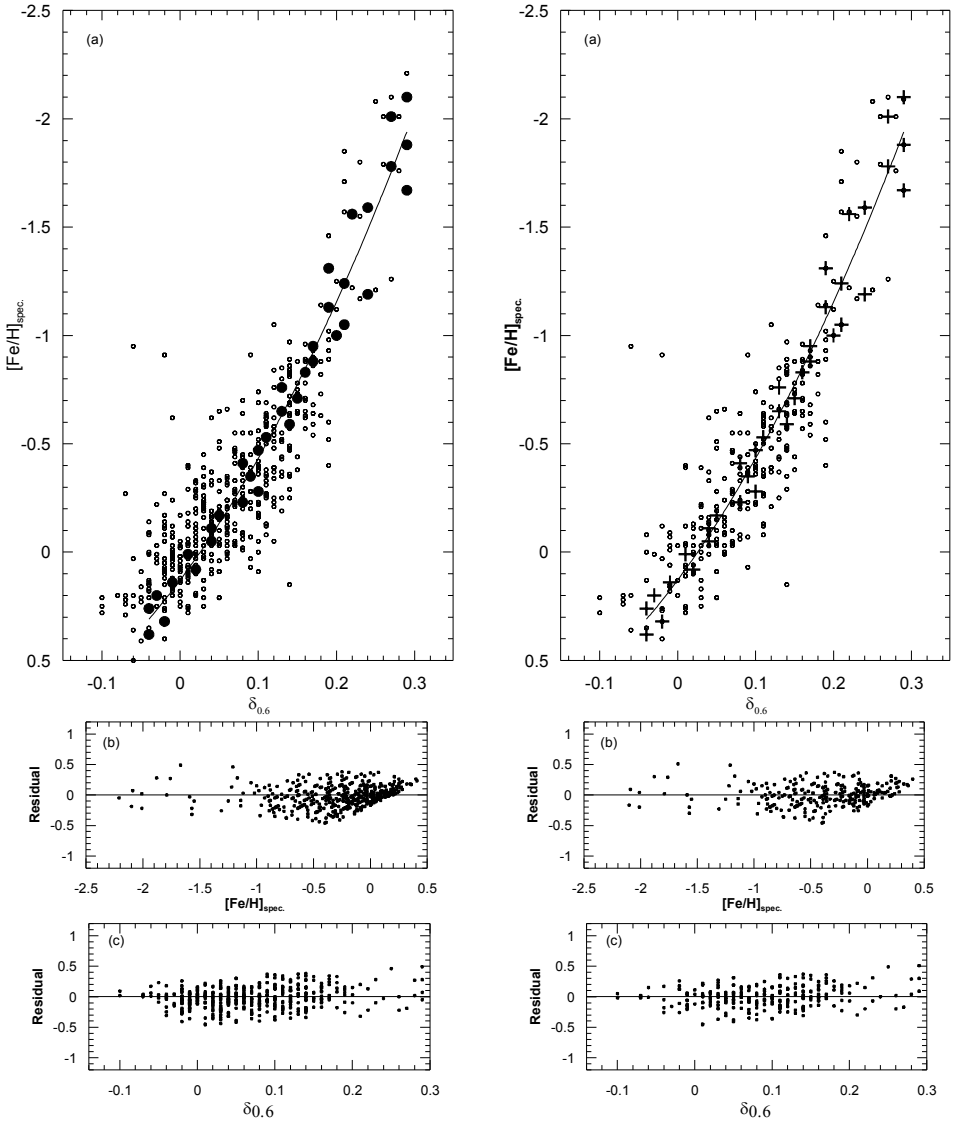


Şekil 9. *Lutz-Kelker düzeltmesi uygulamış 514 yıldız için M_V-(B-V) diyagramı. Katı çizgiler -2.31 ≤ [Fe/H] ≤ -0.30 bolluk aralığındaki izokronları göstermektedir. 12 Gyr için* [22] (BV&VC) *e ait izokronlar ([α/Fe] = +0.30, [Fe/H] ≤ -0.60) ve ([α/Fe] = 0.00, [Fe/H] > -0.60) kullanılmıştır. Paralel çizgiler arasındaki yıldızlar ile [Fe/H]=-2.31 izokronun soluna uzanan yıldızlar altdev olarak sınıflandırılmıştır. [Fe/H]=-0.30 izokronun sağına uzanan yıldızlar ve en alttaki kesikli çizginin altındaki yıldızlar dönüm noktası ve cüce yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Üstteki kesikli çizginin üzerindeki 42 yıldız olası dev yıldız olarak bu çalışmadan çıkarılmıştır.*

ile 44 metal bolluğuna ayrılmış ve bolluk aralığına düşen yıldızların medyan $[Fe/H]_{spec}$ ve $\delta_{0.6}$ değerleri hesaplanmış ve Şekil 10 daki sol panelde içi dolu büyük daireler

(•) ile gösterilmiştir. İçi dolu (•) medyan değerlerine uygulanan ikinci mertebeden polinom, ± 0.16 dispersiyon ve 0.95 korelasyon katsayısı ile aşağıda verilmiştir.

$$[Fe/H]_{spec} = +0.13(\pm0.05) - 5.43(\pm0.78)\ \delta_{0.6} - 6.28(\pm2.93)\ \delta_{0.6}{}^{2} \qquad (5)$$



Şekil 10. *Soldaki panel: -0.10 ≤ $\delta_{0.6}$ ≤ +0.29 aralığındaki 470 altdev, cüce ve dönüm noktası yıldızı için $[Fe/H]_{spec}$ - $\delta_{0.6}$ ilişkisi. $[Fe/H]_{spec}$ ve $\delta_{0.6}$ a ait rezidüel grafiklerden (panel b ve c) ±0.40 dan büyük rezidüellere sahip yıldızlar atıldıktan sonra, 447 yıldız için içi dolu büyük daireler (•) 0.06 dex aralıklar ile 44 metal $[Fe/H]_{spec}$ aralığı için hesaplanan medyan $[Fe/H]_{spec}$ ve $\delta_{0.6}$ ilişkisini göstermektedir. İçi dolu büyük daireler (•) den geçirilen fit (5) nolu bağıntıda verilmiştir. Sağdaki panel, 285 cüce ve dönüm noktası yıldız için soldaki panelde uygulanan yöntemde uygulandığı gibi büyük (+) semboller 266 yıldıza ait medyan $[Fe/H]_{spec}$ ve $\delta_{0.6}$ ilişkisini göstermektedir. Büyük (+) sembollere uygulanan fit (6) nolu bağıntıda gösterilmiştir.*

285 cüce ve dönüm noktası yıldızı için $[Fe/H]_{spec}$ - $\delta_{0.6}$ arasındaki ilişki ise Şekil 10 da sağ panelde gösterilmiş ve fit edilen ikinci mertebeden polinom için Minitab Matematiksel Paket Programı ile üretilen $[Fe/H]_{spec}$ ve $\delta_{0.6}$ e ait ilk rezidüel grafiklerden ±0.4 den büyük rezidüellere sahip 19 yıldız istatistikten çıkarılmıştır. Böylelikle, 266 yıldız,

$-2.11 \leq [Fe/H]_{spec} \leq +0.41$ aralığında, 0.06 dex aralıklar ile 44 bolluk aralığına ayrılmış ve her bir metal bolluğu aralığına düşen yıldızların medyan $[Fe/H]_{spec}$, $\delta_{0.6}$ değerleri hesaplanarak Şekil 10 da sağ panelde artı sembolü (+) ile gösterilmiştir. (+) sembolleri ile gösterilen medyan değerlerine uygulanan ikinci mertebeden polinom ±0.13 dispersiyon ve 0.97 korelasyon katsayısı ile aşağıda verilmiştir.

$$[Fe/H]_{spec} = +0.13(\pm0.04) - 4.84(\pm0.60)\ \delta_{0.6} - 7.93(\pm2.24)\ \delta_{0.6}^{\,2} \qquad (6)$$

(5) ve (6) nolu bağıntılar için sıfır noktası $\delta_{0.6} = 0$ için $[Fe/H] = +0.13(\pm0.05)$ ve $+0.13(\pm0.04)$ olup orijinden geçmemektedir ve Hyades açık kümesine ait spektroskopik bolluk tespitleri için elde edilen [23] e ait $[Fe/H] = +0.12\pm0.03$ ve [24] e ait $[Fe/H] = +0.13\pm0.02$ değerleri ile uyum içerisindedir. Hyades için ölçülen en yeni spektroskopik bolluk tespiti $[Fe/H] = +0.14\pm0.05$ olarak verilmektedir ([25]). (5) ve (6) nolu bağıntılar, [9] a ait +0.11 ve [10] e ait +0.08 e ait fotometrik sıfır noktaları ile uyum içerisindedir.

6.2. Mutlak Kadir Kalibrasyonu

Hipparcos tabanlı iki takım M_V mutlak kadir kalibrasyonu oluşturulmuştur. Birinci kalibrasyon $(B-V)_o$ ve $\delta_{0.6}$ ın fonksiyonu olarak, hibrid M_V kalibrasyonu, diğeri ise Hyades'e göre LCL88 stilindeki $(B-V)_o = 0.70$ renk indeksi için Hyades ile metalce fakir yıldızlar arasındaki farka ilişkin $\Delta M_V^H(B-V, \delta_{0.6})$ kalibrasyonudur. İkinci kalibrasyon için M_V ve (B-V) arasında Hipparcos paralaksları kullanılmak suretiyle Hyades ve metalce fakir yıldızlar için iki bağıntı elde edilmiştir. Bu iki M_V kalibrasyonu için mutlak kadirler $M_V = V_o - 5\log(1/\pi)+5+\delta M_{LK}$ bağıntısından hesaplanmıştır. Burada, δM_{LK} Lutz-Kelker düzeltmesi olup, $\delta M_{LK} = -63.0303(\sigma_\pi/\pi)^3-1.0736(\sigma_\pi/\pi)^2-0.3286(\sigma_\pi/\pi) + 0.0008$ bağıntısı ile hesaplanmış ve örneğimizdeki 514 yıldız için elde edilen mutlak kadirler düzeltilmiştir.

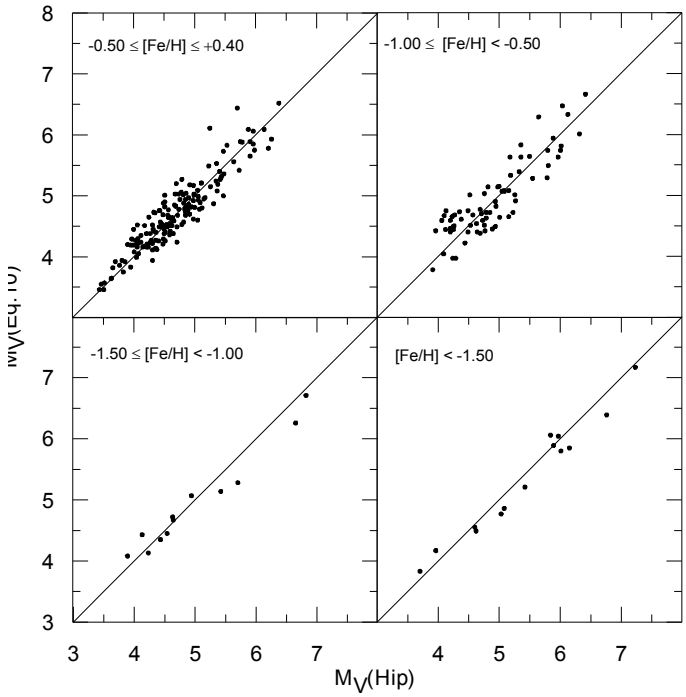
6.3. Hibrid M_V Kalibrasyonu

285 cüce ve dönüm noktası yıldızının M_V hibrid kalibrasyonu için test edilen 15 terim şu şekildedir: $(B-V)_o$, $(B-V)_o^2$, $(B-V)_o^3$, $\delta_{0.6}$, $\delta_{0.6}^2$, $\delta_{0.6}^3$, $(B-V)_o\ \delta_{0.6}$ $(B-V)_o\ \delta_{0.6}^2$, $(B-V)_o\ \delta_{0.6}^3$, $(B-V)_o^2\ \delta_{0.6}$, $(B-V)_o^2\ \delta_{0.6}^2$, $(B-V)_o^2\ \delta_{0.6}^3$, $(B-V)_o^3\ \delta_{0.6}$ $(B-V)_o^3\ \delta_{0.6}^2$, $(B-V)_o^3\ \delta_{0.6}^3$. Minitab paket programı ile elde edilen regresyona ait rezidüel grafiklerde ±0.6 dan büyük 23 yıldız standart sapmayı ± 0.34 verdiği için istatistikten çıkarılmış ve böylelikle regresyonun standart sapması ± 0.24 e düşmüştür. Daha sonra yukarıdaki 15 terim için iterasyon yapılarak, 262 yıldız için 246 serbestlik derecesi ve 0.995 anlamlılık düzeyinde, t-oranı 2.59 dan küçük terimler çıkarılmış ve aşağıdaki M_V hibrid bağıntısı elde edilmiştir.

$$M_V = 2.77+4.38(B-V)_o^2-48.98\ \delta_{0.6}^2+219.75(B-V)_o\delta_{0.6}^2 \qquad (7)$$
$$-198.93(B-V)_o^2\ \delta_{0.6}^2+11.04\ (B-V)_o^3\ \delta_{0.6}$$

(7) nolu bağıntı ± 0.24 dispersiyon ile $3.44 \leq M_V \leq 7.23$, $0.37 \leq (B-V)_o \leq 0.88$, $-0.10 \leq \delta_{0.6} \leq 0.29$ aralığında geçerlidir.

Şekil 11 de (7) nolu bağıntıdan hesaplanan mutlak kadirler (M_V), Hipparcos paralakslarından hesaplanan mutlak kadirlere (M_V(Hip)) karşı $-0.50 \leq [Fe/H] \leq +0.40$, $-1.00 \leq [Fe/H] < -0.50$, $-1.50 \leq [Fe/H] < -0.50$, $-2.25 \leq [Fe/H] \leq -1.50$ aralıklarında işaretlenmiştir. Şekil 11 den görülebileceği gibi, 4 panelde de mutlak kadirler arasındaki uyum oldukça tatmin edicidir.



Şekil 11. *(7) nolu bağıntıdan hesaplanan M_V mutlak kadirlere karşı Hipparcos paralakslarından hesaplanan M_V(Hip) mutlak kadirlerin farklı metal bollu aralıklarına göre ilişkileri.*

6.4. $\Delta M_V^H(B\text{-}V, \delta_{0.6})$ Kalibrasyonu

6.4.1 Hyades'e ait M_V^H(B-V) Kalibrasyonu

Metalce zengin yıldızların kalibrasyonu için, [26] dan alınan Hyades yıldızlarının Johnson V kadirleri, (B-V) renk indeksleri ve Hipparcos paralaksları kullanılmıştır. Yıldızlararası kızarma Hyades için [27], [28] ve [26] ya ait çalışmalarda belirtildiği gibi ihmal edilmiştir. Hyades yıldızları Şekil 12 de M_V-(B-V) diyagramında içi dolu üçgen (▲) sembolleri ile gösterilmiştir. Şekil 12 de içi boş kare (□) sembolleri ise yer tabanlı paralaks verisinden hesaplanan Hyades yıldızları için LCL88 e ait bağıntıdan hesaplanan değerleri göstermektedir. Şekil 12 de içi dolu üçgenlere (▲) uygulanan birinci mertebeden fit ± 0.10 dispersiyonu ile aşağıda verilmiştir.

$$M_V^H(B\text{-}V) = (5.542\pm0.27)(B\text{-}V) + (1.110\pm0.17) \qquad (8)$$

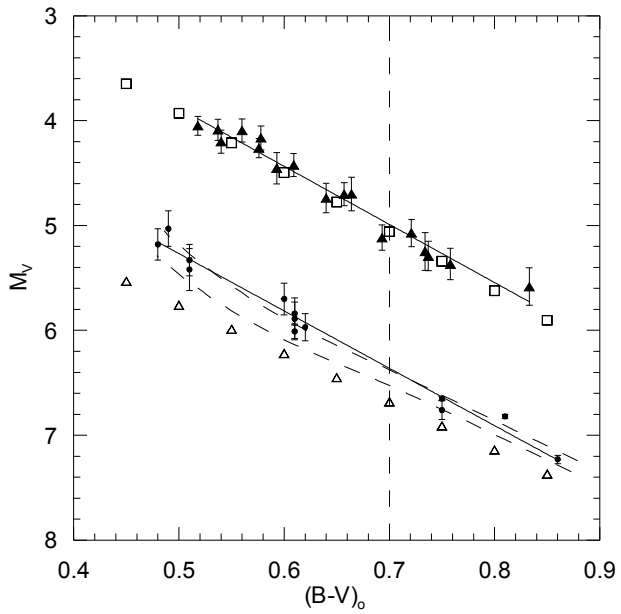
Şekil 12 de Hyades'e ait Hipparcos tabanlı mutlak kadir değerlerinin LCL88 e ait yer tabanlı mutlak kadir değerleri ile uyum içerisinde olduğu görülebilir.

6.4.2 Metalce Fakir Cüce Yıldızlar için M_V(B-V) Kalibrasyonu

Örneğimizden seçtiğimiz Hipparcos relatif paralaks hatası $\sigma_\pi/\pi \leq 0.10$ olan $[Fe/H]_{spec} < -1.2$ aralığına ait metalce fakir 13 yıldız, Hyades ile metalce fakir yıldızların ΔM_V^H(B-V) farkını elde etmek için kullanılmış ve metalce fakir 13 yıldız, Şekil 12 de içi dolu daireler (●) ile gösterilmiştir.

Şekil 12 de $(B\text{-}V)_o = 0.70$ deki dikey çizgi, $\Delta M_V^H(\delta_{0.6})$ kalibrasyonun LCL88 tarafından yapıldığı renk indeksini göstermektedir. Şekildeki içi boş üçgenler (Δ) yer tabanlı paralakslardan elde edilen, $0.4 < (B\text{-}V) < 0.90$ renk indeksi aralığı ve [Fe/H] = -1.75 metal bolluğu için elde edilen mutlak kadirleri göstermektedir. Şekilden, LCL88 den elde edilen mutlak kadirlerin [2] ye ait mutlak kadirlerin altında yer aldığı görülmektedir. Bunun nedeni, LCL88 tarafından kullanılan paralaksların yer tabanlı olması ve LCL88 in mutlak kadirlerini

[Fe/H] = -1.75 dex e düzeltmeleridir. Şekil 12 de gösterilen kesikli çizgiler [Fe/H] = -1.31 (Z=0.00169, Y=0.237, [α/Fe] = +0.30) ve [Fe/H] = -1.61 (Z=0.00084, Y=0.236, [α/Fe] = +0.30) için BV&VC e ait 12-Gyr izokronlarını göstermektedir. Şekilde, 12 Gyr a ait [Fe/H] = -1.31 ve [Fe/H] = -1.61 izokronları, metalce fakir 13 yıldızın <[Fe/H]> = 1.64 ortalama metal bolluğu değeri ile karşılaştırıldığında, ortalama metal bolluğu <[Fe/H]> = 1.64 dex olan metalce fakir 13 yıldızı ile en uyumlu izokron [Fe/H] = -1.31 olduğu görülmektedir.



Şekil 12. *Hyades ve metalce fakir ([Fe/H] < -1.2) 13 yıldız için M_V-(B-V) diyagramı. İçi dolu üçgen (▲) sembolleri Hyades yıldızlarını göstermektedir. İçi boş kareler (□) LCL88 nin bağıntısından hesaplanan Hyades yıldızlarını göstermektedir. İçi dolu (•) semboller metalce fakir 13 yıldızı göstermektedir. İçi boş üçgenler (Δ) yer tabanlı paralakslardan elde edilen LCL88 e ait metalce-fakir yıldızları göstermektedir. Kesikli çizgiler [Fe/H]=-1.31 (Z=0.00169, Y=0.237, [α/Fe] = +0.30) ve [Fe/H]=-1.61 (Z=0.00084, Y=0.236, [α/Fe] = +0.30) için BV&VC e ait 12-Gyr izokronları göstermektedir. Dikey kesikli çizgi, LCL88 in Hyades ile metalce fakir yıldızlar arasındaki $\Delta M_V^H(\delta_{0.6})$ farkını kalibre ettiği (B-V) = 0.70 renk indeksini göstermektedir. Hyades ve metalce-fakir yıldızlar arasındaki ΔM_V^H(B-V) farkı, Şekilden (B-V) = 0.70 renk indeksinde 1.37 olarak hesaplanmıştır.*

12 Gyr izokron Galaktik halonun yaşı ile uyumlu olduğu için göz önünde bulundurulmuştur. [Fe/H] = -1.61 izokronu metalce fakir 13 yıldız ile uyum içerisinde değildir. Bunun sebeplerinden bir tanesi izokronlar arasındaki sistematik problemlerden ileri gelebilir.

Şekil 12 de metalce-fakir 13 yıldıza uygulanan fit ± 0.10 dispersiyon değeri ile (9) nolu bağıntıda verilmiştir.

$$M_V(B-V) = (5.467\pm0.24)(B-V) + (2.534\pm0.15) \quad (9)$$

Şekil 12 de Hyades ve metalce fakir 13 yıldız için hata barları $\sigma_{Mv} = 2.17\sigma_\pi/\pi$ bağıntısı ile hesaplanmıştır.

6.5. ΔM_V^H(B-V) Kalibrasyonu

Hyades ile matalce fakir yıldızlar arasındaki ΔM_V^H(B-V) farkının $\delta_{0.6}$ ın bir fonksiyonu olduğu bilinmektedir. Metal bolluğu bilgisi olmadan M_V, (B-V) renk indeksinin bir fonksiyonu olamaz ve tek başına (B-V) renk indeksinden hesaplanamaz. Bu temel bilgi göz önünde bulundurularak, ΔM_V^H(B-V) farkı, (9) nolu bağıntı (8) nolu bağıntıdan çıkarılmak sureti ile aşağıdaki gibi elde edilmiştir.

$$\Delta M_V^H(B\text{-}V) = [1.424\text{-}0.075(B\text{-}V)] \quad (10)$$

Burada, $\Delta M_V^H(B\text{-}V) = M_V(B\text{-}V)\text{-}M_V(\text{Hyades, B-V})$ dir.

(10) nolu bağıntı, (B-V) = 0.70 renk indeksi değerinde metalce fakir yıldızlar ile Hyades arasındaki ΔM_V^H farkını 1.37 olarak vermektedir. Oysa, LCL88 ΔM_V^H(B-V) farkını (B-V) = 0.70 değerinde 1.62 olarak vermiştir. LCL88 e ait Mv değerleri, (9) nolu bağıntıdan elde edilen M_V değerlerinden daha büyük ve sönüktür. Bir başka ifade ile Hipparcos paralakslarına dayanan (9) nolu bağıntının, yer tabanlı paralakslara dayanan mutlak kadirlerden daha parlak değerlere neden olduğu anlamına gelmektedir. Bu sonuç, yer tabanlı paralakslar ile Hipparcos tabanlı paralakslardan elde edilen metalce fakir kümelerin uzaklıklarının %5 – 15 seviyesinde artması gerektiği sonucunu elde eden [29] ile uyum içerisindedir.

6.6. ΔM_V^H(B-V, $\delta_{0.6}$) Kalibrasyonu

Hipparcos paralakslarına sahip 257 cüce ve dönüm noktası yıldızı için, LCL88 in kullandığı (B-V) = 0.70 renk indeksinde, LCL88 ile karşılaştırma yapmak ve LCL88 in bağıntısını revise etmek için, $0.49 < (B\text{-}V) < 0.89$ ve $-0.10 \le \delta_{0.6} \le +0.29$ aralıklarında ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ arasında bir bağıntı elde edilmiştir. LCL88 de olduğu gibi, $\delta_{0.6} = 0$ için Hipparcos paralakslarından itibaren oluşturulan (8) nolu bağıntıdaki $dM_V/d(B\text{-}V) = 5.542$ ve $\delta_{0.6} = 0.24$ için (9) nolu bağıntıdaki $dM_V/d(B\text{-}V) = 5.467$ eğimleri kullanılarak, Hyades ile metalce fakir bolluk değerleri arasında orta bolluk değerlerine sahip yıldızların, $\delta_{0.6}$ morötesi artıkları için interpole edilen $dM_V/d(B\text{-}V)$ değerleri, $M_V(\text{corr}) = M_V + dM_V/d(B\text{-}V)[0.70\text{-}(B\text{-}V)_o]$ bağıntısında kullanılarak, 257 cüce ve dönüm noktası yıldızın mutlak kadirleri (B-V) = 0.70 renk indeksine düzeltilmiştir. $\Delta M_V^H = M_V(\text{corr}) - 4.99$ farkları, Şekil 13 de $\delta_{0.6}$ indeksine karşı işaretlenmiştir. Burada, $M_V^H = 4.99$, (B-V) = 0.70 renk indeksi için (8) nolu bağıntıdan Hyades için hesaplanan mutlak kadir değeridir. 257 cüce ve dönüm noktası yıldızı için ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ arasında elde edilen üçüncü mertebeden polinom fit için çizilen ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ a ait rezidüel grafiklerde ±0.65 den büyük rezidüellere sahip 16 yıldız istatistikten çıkarılmıştır. Böylelikle, Şekil 13 de 241 yıldız için ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ arasında üçüncü mertebeden polinom fiti, ± 0.11 dispersiyon ve 0.68 korelasyon katsayısı ile aşağıda verilmiştir.

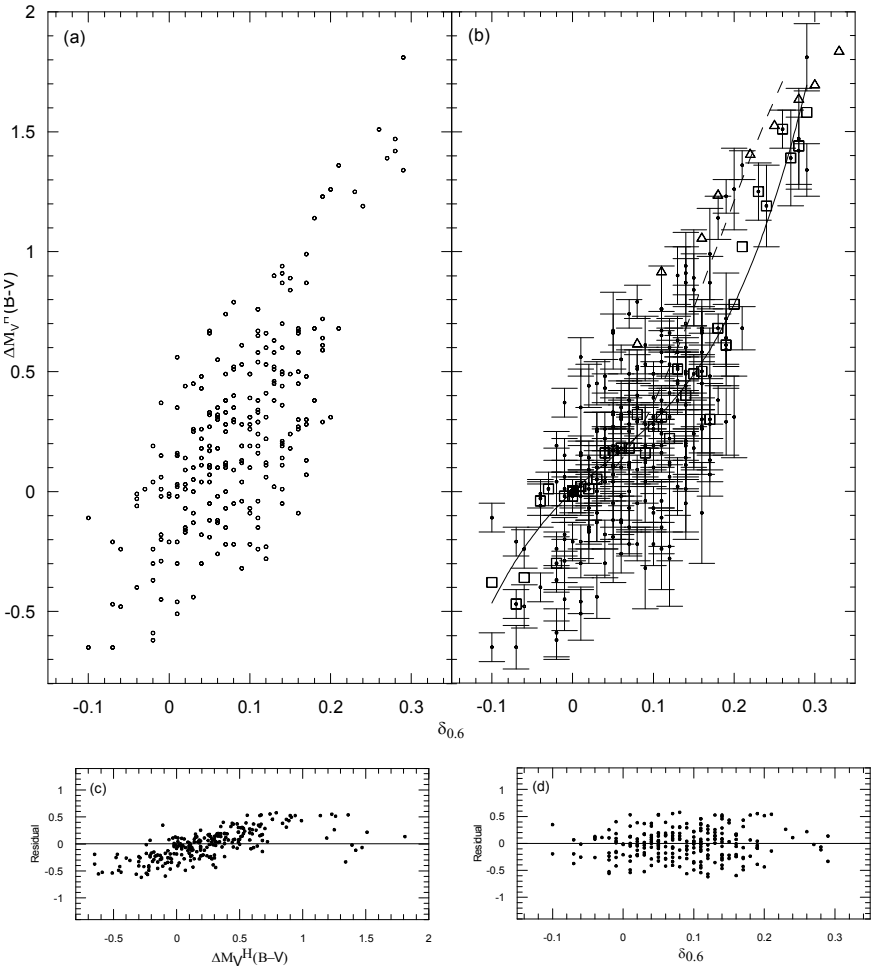
$$\Delta M_V^H(\delta_{0.6}) = (+3.25\pm0.21)\,\delta_{0.6} - (12.26\pm2.42)\,\delta_{0.6}^2 + (72.67\pm7.31)\,\delta_{0.6}^3 \quad (11)$$

Korelasyon katsayısının 0.68 oluşu Şekil 13 deki saçılmanın büyük olmasından kaynaklanmaktadır. Bundan dolayı, $-0.10 \le \delta_{0.6} \le +0.29$ aralığında $\delta_{0.6} = 0.01$ dex aralıklar ile ΔM_V^H farklarının medyan değerleri hesaplanmış ve Şekil 13 de büyük açık kareler (□) ile gösterilmiştir. $-0.10 \le \delta_{0.6} \le +0.29$ aralığındaki medyan ΔM_V^H noktalarından geçirilen üçüncü mertebeden fit ±0.03 dispersiyon ve 0.97 korelasyon katsayısı ile aşağıda verilmiştir.

$$\Delta M_V^H(\delta_{0.6}) = (+3.17\pm0.09)\,\delta_{0.6} - (8.69\pm0.94)\,\delta_{0.6}^2 + (61.77\pm2.90)\,\delta_{0.6}^3 \quad (12)$$

Şekil 12 den (B-V) = 0.70 renk indeksinde (8) ve (9) nolu bağıntılar yardımı ile Hyades ve metalce fakir yıldızlar arasında hesaplanan ΔM_V^H(B-V) deki 1.37 farkı da dikkate alınarak, (12) ve (10) nolu bağıntılar birleştirildiğinde aşağıdaki eşitlik elde edilmiştir.

$$\Delta M_V^H(\text{B-V}, \delta_{0.6}) = \frac{1.42 - 0.08B - V)}{1.37}[(+3.17\pm0.09)\delta_{0.6}\text{-}(8.69\pm0.94)\,\delta_{0.6}^2 \qquad (13)$$
$$+(61.77\pm2.90)\,\delta_{0.6}^3]$$



Şekil 13. (a) *Hipparcos paralakslarına sahip 257 cüce ve dönüm noktası yıldızının (B-V) = 0.70 renk indeksinde, 0.49 < (B-V) < 0.89 ve -0.10 ≤ $\delta_{0.6}$ ≤ +0.29 aralıklarında ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ arasındaki ilişkisi. Rezidüelleri büyük 16 yıldız istatistikten çıkarılmıştır. 257 yıldızın ΔM_V^H(B-V) farkları (B-V)= 0.70 renk indeksine göre düzeltilmiştir. (b) Katı çizgi 241 yıldız için medyan ΔM_V^H(B-V) değerlerinden ($\delta_{0.6}$ = 0.01dex aralıkları için hesaplanan medyan ΔM_V^H(B-V) değerleri □ sembolleri ile gösterilmiştir) geçirilen üçüncü mertebeden fiti göstermektedir. Kesikli çizgi ise LCL88 e ait ΔM_V^H(B-V) - $\delta_{0.6}$ bağıntısını göstermektedir. Şekilde gösterilen hata barları $(\sigma_{Mv}^2 + \sigma_{Mv(H)}^2)^{0.5}$, $2.17\sigma_\pi/\pi$ bağıntısı ile hesaplanmıştır. 241 yıldıza için ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ e ait nihai rezidüeller panel (c) ve (d) de gösterilmiştir. İçi boş üçgenler (Δ) ile gösterilen BV&VC e ait ,[α/Fe] = 0.00), [Fe/H] > -0.60), ([α/Fe] = +0.3) , [Fe/H] ≤ -0.60 kriterleri için 6 Gyr izokronundan hesaplanan ΔM_V^H(B-V) ve $\delta_{0.6}$ değerlerini göstermektedir.*

7. Sonuçlar

Hipparcos relatif paralaks hatası $\sigma_\pi / \pi \leq 0.10$ olan 510 cüce ve dönüm noktası yıldız için $(b-y)_o$ ile m_1 , c_1, β fotometrik indisler arasında 8 terimden ibaret β - $(b-y)_o$ bağıntısı elde edilmiştir. Bağıntı ± 0.009 dispersiyon değeri ile $0.303 \leq (b-y) \leq 0.589$, $0.051 \leq m_1 \leq 0.574$, $0.126 \leq c_1 \leq 0.463$, $2.531 \leq \beta \leq 2.646$ aralığında uygulanabilir.

131 F ve 246 G tipi yıldızının m_1, c_1, (b-y) fotometrik indeksleri ile Spektroskopik metal bolluğu ($[Fe/H]_{spec}$) arasında elde edilen metal bolluğu bağıntıları ± 0.17 dispersiyon ile spektroskopik bolluklar ile uyum içerisindedir. Hipparcos paralakslarından elde edilen Mv mutlak kadir ile m_1, c_1, (b-y) fotometrik indeksleri arasında 590 yıldız için 32 terim test edilmiş ve 518 serbestlik derecesi ve t oranı 2.60 dan büyük 17 terimli mutlak kadir bağıntısı elde edilmiştir. Bağıntı ± 0.22 dispersiyon değeri ile $0.279 \leq (b-y) \leq 0.728$, $0.051 \leq m_1 \leq 0.757$, $0.088 \leq c_1 \leq 0.504$, $2.486 \leq \beta \leq 2.668$, $2.60 \leq M_V \leq 7.84$ aralığında geçerlidir.

Mevcut veri tabanından itibaren *UBV* fotometri sisteminde, cüce ve dönüm noktası yıldızları için Mv ile (B-V), $\delta_{0.6}$ arasında bir hibrid Mv kalibrasyonu oluşturulmuştur [2]. Yıldızlar halosuna ait tipik renk indeksi olan B-V = 0.70 değerinde, Hipparcos paralaksları Hyades'e göre ΔM_V^H (B-V) farkını 1.37 olarak vermektedir. Bu fark, yer tabanlı paralakslara dayandırılan [3] (LCL88) e ait çalışmada 1.58 olarak verilmiştir. Genelde, Hipparcos paralaksları yer tabanlı paralaks değerlerinden büyük olmakta ve daha parlak mutlak kadirler vererek, ΔM_V^H (B-V) < 0.1 ve $\delta_{0.6}$ < 0.18 aralığında, Hipparcos'a ait ΔM_V^H (B-V) - $\delta_{0.6}$ bağıntısının LCL88 e ait bağıntıdan sapmasına neden olmaktadır. Hipparcos paralaksları, [1] in uydu kızarma verileri ve yüksek çözünürlüklü Spektroskopik [Fe/H] bolluk değerlerine dayandırılan, (B-V), $\delta_{0.6}$ ila Mv arasındaki *UBV* fotometrisi için [2] ye ait kalibrasyonlar, [30] tarafından sağlanan *SA141 CCD UBVRI* alan yıldızlarına uygulanarak galaktik yıldız popülasyonlarının ayrımı ve kimyasal evrimi araştırılacaktır.

Bu çalışma İ.Ü. Araştırma Fonu BYP-781/05102005 ve CONACyT 49434 (Meksika, UNAM) projelerinin bir ürünüdür.

Kaynaklar

[1] Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
[2] Karatas, Y, Schuster, W.J, 2006, MNRAS, (kabul edildi)
[3] Laird, J.B., Carney, B., Latham, D.W., 1988, AJ, 95, 1843 (LCL88)
[4] Feltzing, S, Holmberg, J., Hurley, J.R., 2001, A&A, 377, 911
[5] Nordstrom, B ve ark. 2004, A&A, 418, 989
[6] Karataş, Y, Bilir, S, Schuster, W.J., 2005, A&A, 360, 1345
[7] Sandage, A, 1969, AJ, 158, 1115
[8] Carney, B., 1979, ApJ, 233, 211
[9] Cameron , L.M., 1985, A&A, 145, 59
[10] Sandage, A., Fouts, G., 1987, AJ, 92, 74
[11] Buser, R, Kurucz, R., 1992, A&A, 264, 557
[12] Schuster ,W.J., Nissen, P.E., 1988, A&AS, 73, 225 (SN)
[13] Schuster, W.J., Parrao, L., Contreras-Martinez, M.E., 1993, A&AS, 97, 951 (SPC)
[14] Schuster, W.J., Beers, T.C., Michel, R., Nissen, P.E., Garcia, G.,2004, A&A, 422, 527
[15] Schuster, W.J., Moitinho, A., Marquez, A., Parrao, A., Covarrubias, E., 2006, A&A, 445, 939
[16a] Olsen, E.H., 1983, A&AS, 54, 55
[16b] Olsen, E.H., 1993, A&AS, 102, 89
[16c] Olsen, E.H., 1994, A&AS, 104, 429
[16d] Olsen, E.H., 1994, A&AS, 106, 257
[17] Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., Ralite, N., 2001, A&A, 373, 159
[18] Arce, H.G., Goodman, A.A., 1999, ApJ, 512, L135
[19] Schuster, W.J., Nissen, P.E., 1989, A&A, 221, 65
[20] Olsen, E., 1988, A&A, 189, 173

[21] Lutz, T.E., Kekler, D.H., 1973, PASP, 85, 573
[22] Bergbusch, P.A., VandenBerg, D.A., 2001, ApJ, 556, 322
[23] Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G., Campbell, B., 1985, A&A, 146, 249.
[24] Boesgaard, A.M., Friel, E.D., 1990, ApJ, 351, 467
[25] Cayrel de Strobel, G., Crito, F., Lebreton, Y., 1997, Proceedings of the ESA Symposium `Hipparcos-Venice 97', ESA SP-402, p.687
[26] Perryman, M.A.C. ve ark., 1998, A&A, 331, 81
[27] Crawford, D.L., 1975, AJ, 80, 955
[28] Reid, I.N., 1997, AJ, 114, 161
[29] Siegel, M.H., Majewski, S.R., Reid, I.N., Thompson, I.B., 2002, ApJ, 578, 151

ROTSEIIID İLE GÖZLENEN BAZI UZUN DÖNEMLİ ÇİFTLER

Varol KESKİN[1]

Özet

Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde çalışmakta olan ROTSEIIID Robotik Teleskopu [9] ile 2004-2006 yılları arasında elde edilen 6 farklı alanda bulunan, göreli olarak uzun dönemli örten çift yıldızların gözlem sonuçları verilmektedir. ROTSEIIID'de kullanılan CCDnin teleskop optiği ile birlikte gördüğü alan yaklaşık 1.85° kare olduğundan, gözlenmek istenen yıldızla birlikte, bu alana giren diğer yıldızlara ilişkin de gözlem verisi elde edilmektedir. ROTSEIIID ile elde edilen gözlemlerin öncelikle otomatik olarak ön indirgemeleri yapılmakta, SEXTRACTOR [7] yazılımıyla indirgenmiş görüntüdeki gökcisimleri belirlenmekte ve USNO 2.0 [8] katalogunda yeralan yıldızlarla çakıştırma yapılarak, cisimlerin 2000 yılı için konsayıları, yaklaşık olarak standart R süzgecine karşılık gelen standart parlaklıkları, gözlemlerin hataları belirlenmektedir [5].

Bu çalışmada, belirlenen parlaklık değerleri zamana karşı ayıklanıp, her bir alan için belirlenen sekizer mukayese yıldızına göre, incelenen örten çiflerin fark fotometrileri elde edilmiştir. Bu çalışma ile, gözlemsel verileri elde edilen V378 Oph, V1433 Cyg, EE Cep, V698 Cyg, V336 Cyg ve V338 Cyg örten çiflerine ek olarak, GCVS [10] katalogunda örten değişen olarak tanımlanmış 24 yıldızın da verileri çözümlenmiş ve ışık eğrileri yeterince tamam ve iyi olanların ışık eğrilerinin yanısıra ışık elementleri de iyileştirilmiştir. Bu yıldızların çoğunun literatürde hemen hemen hiç çalışmaları yoktur ve elde edilen sonuçlar, bu yıldızlara ilişkin ilk veriler olması yanında, en iyi elde edilmiş veriler olmaları açısından da önemlidir. Bu aşamadan sonra, tüm bu örten çiftlerin ışık eğrisi çözümlemeleri yapılacaktır.

Anahtar Kelimeler: *uzun dönemli örten çiftler, ışık eğrisi, dönem değişimi*

Abstract

In this study, observational results of obtained data between 2005-2006 of some relatively long-period eclipsing binaries with ROTSEIIID [9] Robotic Telescope working at TÜBİTAK National Observatory. These binaries are located on 6 different sky field. CCD used in ROTSEIIID system covers 1.85°x1.85° sky field with the optic of the 45 cm telescope. The data of the stars which are located in this field are also obtained with the data of the stars which are main targets of the observations. Post-reduction of the observations obtained with ROTSEIIID are made automatically. After the determination of the coordinates of each star using SEXTRACTOR [7], these coordinates are fitted with the USNO 2.0 [8] catalog stars and coordinates for 2000 epoch, standard R magnitudes which corresponds to standard R filter approximately, errors of the observations are calculated for each determined celestial object [5].

In this study, the photometric light curves of studied eclipsing binaries as time-magnitude data were obtained with respect to the eight chosen comparison stars for each field. With this study, in addition to the eclipsing binaries V378 Oph, V1433 Cyg, EE

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir*

Cep, V698 Cyg, V336 Cyg and V338 Cyg, the data of 24 other stars which were listed as eclipsing binaries in GCVS catalog were analysed and their light curves and light elements were obtained with enough precision. Most of these stars have no data in the literature and these results are important because these data are first and well obtained data of them. The light curve analysis of all these eclipsing binaries will be done next.

Keywords: *long period eclipsing binaries, light curve, period change*

1. Giriş

Bu çalışmada, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde çalışmakta olan ROTSEIIID [9] Robotik Teleskopu ile Haziran 2004 ile Ağustos 2006 arasındaki dönemde gözlenen 6 ayrı gökyüzü alanından elde edilen verilerin sonuçları ele alınmıştır. ROTSEIIID için verilen projede gözlenen 6 alan, V378 Oph, V1433 Cyg, EE Cep, V698 Cyg, V336 Cyg ve V338 Cyg örten çiftlerinin bulunduğu alanlardır. Yıldızlara ilişkin bilgi **Çizelge 1**'de verilmiştir.

Çizelge 1. Çalışmada seçilen yıldızların GCVS [10] Katalogundan alınan bazı değerleri.

Yıldız Adı	Sağaçıklık	Dikaçıklık	To	P (gün)	m (maks)	m (min)	Türü
V378 Oph	17 49 04.8	+05 00 32	27664. (maks)	70.8	13.8	15.8	EB/DS
V698 Cyg	19 59 53.4	+36 16 40	34309.284	97.7732	12.2	14.9	EA
V1433 Cyg	21 57 43.9	+50 02 51	33295.18	62.45	14.2	15.2	EA
EE Cep	22 09 22.8	+55 45 24	34346.0	2049.53	10.72	12.15	EA
V338 Lac	22 10 55.2	+52 50 06		76.973	12.4	13.1	EA:
V336 Lac	22 37 55.2	+55 14 33	34928.43	44.6068	14.2	14.9	EA

Çalışma için bu yıldızların seçilmesindeki amaç, bu örten çiftlerin göreli olarak uzun dönemli olması, ve bu nedenle de, geleneksel gözlem projeleri ile ışık eğrilerinin elde edilmesinin zor olmasıdır. Çünkü, örneğin, 50 gün dönemi olan bir yıldızın ışık eğrisinin tamamlanabilmesi için, gözlenebilirliğinin en iyi olduğu dönemde, bu 50 günlük dönemin birden çok katı süre ile ve mümkün olan en kesintisiz olarak gözlem verilerinin elde edilmesi gerekir. Genel olarak ta hava koşullarının elvermemesi nedeniyle, gözlemlerin tamamlanabilmesi bir sonraki yıl ya da daha sonraki yıl aynı dönemde yapılacak gözlemlerle mümkün olabilmektedir. Böylesi bir gözlem programı da, hem gözlemevlerinden alınabilecek gözlem zamanı açısından hem de gözlemi yapacak kişi açısından oldukça zor uygulanabilecek bir programdır. Bu nedenle de, bu çalışmada gözlenen yıldızların uzun zaman aralığında elde edilmiş gözlemleri neredeyse yoktur ya da çok eksiktir.

Çalışma yıldızları belirlenirken, GCVS [10] katalogu taranarak, kuzey yarımkürede gözlenebilen uzun dönemli örten çift olarak tanımlanmış yıldızların bir listesi çıkarılmıştır. Bunların içinden, dikaçıklığı TUG'da Haziran–Aralık döneminde gözlenmeye uygun olanlar ayıklanmıştır. Bu yıldızların kaynak taraması yapılarak, bilinen parametreleri belirlenmeye çalışılmıştır. Yukarıda belirtilen zorluklar nedeniyle, çoğunun hemen hemen hiç çalışması yoktur. Yalnızca değişen türleri belirlenebilecek çalışmalar vardır.

1.1. İndirgeme Yöntemi

ROTSEIIID, ham CCD görüntülerini elde etmekte ve ayrıca her gün için elde edilen düzalan, karanlık görüntüleri gibi gerekli ön indirgeme görüntülerini de kullanarak gözlemleri ölçüme hazır duruma getirmektedir. Sonra bu görüntüler SEXTRACTOR [7] adlı yazılımla işlenerek görüntülerdeki cisimler ve CCD konsayıları belirlenmekte, bu cisimler USNO 2.0 [8] katalogu ile karşılaştırılarak, gözlenen alanın gökyüzü ile çakıştırılması yapılmakta ve

böylelikle de her yıldızın 2000 yılı konsayıları, R süzgecine karşılık gelen standart parlaklıkları, bu ölçümlerin hataları gibi sonuçlar elde edilmektedir. Ayrıca, günmekezli Jülyen tarihi, yıldızların birbirine çok yakın olup olmadığı, yıldız görüntüsü için CCD'nin doyup doymadığı, gözlem zamanındaki gökyüzü kalitesini belirleyen ve görüş değerinin bilinmesini sağlayan FWHM (yarı yükseklikteki tam genişlik) değeri gibi bilgiler de hesaplanarak, bu değerler de bir çizelge biçiminde FITS formatında ayrı bir dosyaya kaydedilmektedir. Kullanıcı, ister ön indirgemeleri yapılmış görüntü dosyalarını kullanarak gözlediği nesnenin parlaklık ölçümlerini yapabilmekte, isterse de parlaklık ölçümlerinin kaydedildiği dosyadaki, gözlediği nesneye ilişkin kaydı kullanabilmektedir.

Bu çalışmada veri çözümlemeleri, ikinci yöntem kullanılarak yapılmıştır. FITS dosyalarında kayıtlı veri çizelgeleri taranarak, istenen yıldızların konsayıları bulunmuş ve böylelikle de karşılık gelen parlaklık değerleri ve bunların hataları ayrı bir metin dosyasına yazdırılarak, her yıldızın istenen zaman aralığı için zaman-parlaklık çizelgeleri elde edilmiştir. Birbirine çok yakın konumda bulunan yıldızlar nedeniyle, istenen yıldız yerine farklı bir yıldızın bilgilerinin okunma olasılığına karşılık, sonuç dosyasında yıldızın okunan konsayıları da yazılarak bu konsayılar da gözden geçirilmiştir.

Bilgilerin yer aldığı FITS dosyalarından istenen bilgilerin ayıklanması için, C programlama dilinde bir yazılım geliştirilmiştir. Bu yazılımda, FITS dosyaları ile ilgili işlemler için NASA tarafından sağlanan CFITSIO yazılım kütüphanesi [6] kullanılmıştır. Böylece FITS dosyaları ile ilgili işlemler, kütüphanede yer alan fonksiyonların kullanılmasıyla yapılmış, ana yazılımda ise ayıklama işlemleri üzerine işlem yapılması yeterli olmuştur. Yazılım, bir metin dosyası olarak kaydedilen bir dosyadan, görüntüden verilerinin ayıklanması istenen yıldıza ilişkin sağaçıklık ve dikaçıklık değerleri, bu değerler için tarama değeri aralıkları, istenen gözlem aralığının başlangıç ve bitiş değerleri, eldeki tüm gözlem dosyaları içinden, ilgili alana ilişkin dosyaları belirleyebilmek için, ROTSEIIID'nin dosya adı yapısına uygun karakter dizisini ve istenen zaman-parlaklık bilgilerinin yazılacağı çıktı dosyasının adı gibi bilgileri okumaktadır. Örnek bir ayar dosyasının içeriği, **Çizelge 2**'de verilmiştir.

Çizelge 2. Örnek bir ayar dosyasının içeriği.

RA	[22 37 46.3]	// SAGACIKLIK
DEC	[+55 11 41]	// DIKACIKLIK
RADIUSRA	[15]	// SA KOMSULUGU (s)
RADIUSDEC	[15]	// DA KOMSULUGU (s)
START_DATE	[040628]	// BASLAMA TARIHI
END_DATE	[060608]	// BITIS TARIHI
ROTSE_ID	[uvr2237+5514]	// DOSYA BILGISI
OUTPUT_FILE	[V336LAC-C2]	// CIKTI DOSYA ADI
OBS_DIR	[/home/varol/ROTSE/obs/V336Lac/cobj]	// DOSYALARIN YERI

Bu bilgiler kullanılarak okunacak dosyalar belirlenip, bunların içinden veri çizelgesi okunmakta, bu çizelgeden de, verilen konsayılara en yakın olan konsayılar bulunup ilgili çizelge satırından istenen bilgiler okunmakta ve çıktı dosyasına yazılmaktadır. Örnek bir çıktı dosyasından birkaç satır, **Çizelge 3**'te verilmiştir.

Bu yöntemle ayıklanan değişen yıldız gözlemlerinin fark fotometrilerini elde etmek için, aynı alanda bulunan ve değişen yıldız olarak tanımlanmamış en az 3 yıldız seçilmiştir. Bu yıldızların da aynı yazılımla ayıklanan gözlem verileri birbiri ile kıyaslanarak değişen olanlar elenmiş ve her alan için 1 mukayese yıldızı belirlenmiştir. Değişen yıldız ile bu

mukayese yıldızın farkları alınarak, yıldızların zamana bağlı gözlemleri elde edilmiştir. Her bir yıldız için literatürden bulunabilen dönemler kullanılarak evreye bağlı ışık eğrileri elde edilmiştir. Dönemi bilinmeyenler için fourier analizi ile dönem belirlenmesine çalışılmış, bazıları için belirgin bir değişim dönemi belirlenememiştir.

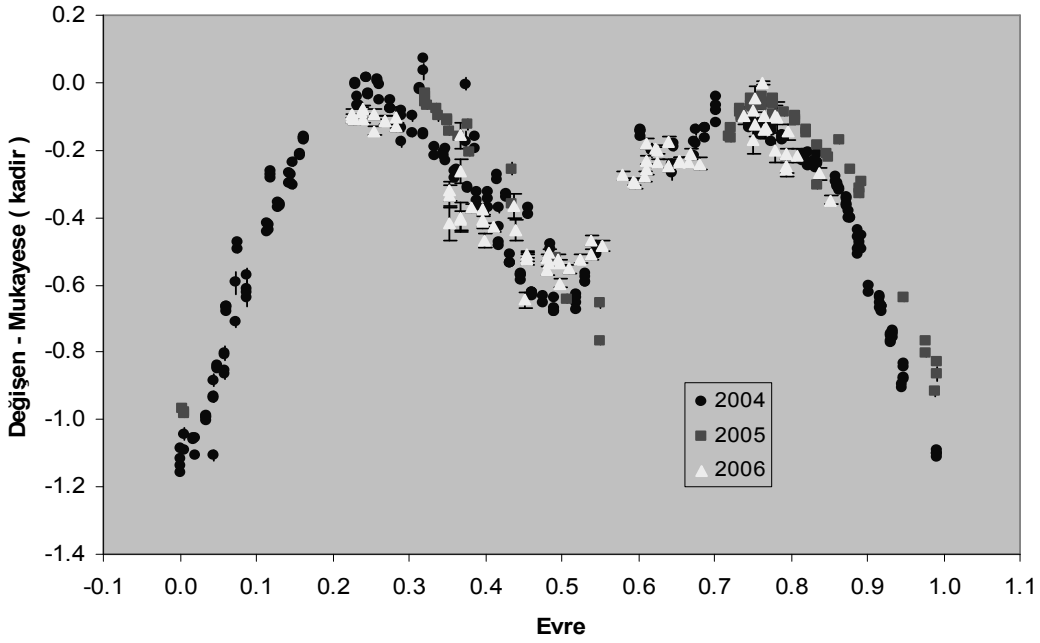
Çizelge 3. Örnek bir çıktı dosyasının birkaç satır içeren içeriği.

HJD	No	SAGACIKLIK	DIKACIKLIK	X	Y	M	MERR	FWHM	F1	F2	DOSYA
53262.95307	183	332.3448245	55.75662071	927.475	985.212	10.5519	0.00112245	9.98666	6	2	040914_uvr2209+5545_3d008_cobj
53263.74816	178	332.3445825	55.75669027	871.243	1025.49	10.4907	0.00204621	5.02827	2	2	040915_uvr2209+5545_3d001_cobj
53263.74849	181	332.3445702	55.75663999	875.827	1024.29	10.4887	0.00159032	4.67533	2	2	040915_uvr2209+5545_3d002_cobj
53263.79163	178	332.3446647	55.75669081	882.852	1011.69	10.5159	0.00159656	4.21274	2	2	040915_uvr2209+5545_3d003_cobj
53263.79196	182	332.3447035	55.75671874	877.922	1012.28	10.5259	0.00148666	3.82873	2	2	040915_uvr2209+5545_3d004_cobj

1.2. V378 Oph

B0+B5 tayf türü olarak GCVS [10] katalogunda verilen yıldız ile ilgili literatürde çok az sayıda yayın vardır. Aynı katalogda türü EB/DS olarak verilmektedir. Parlaklığı 13.80, Min I derinliği 2.00 ve Min II derinliği 0.40 kadir olarak verilmiştir. 70.8 gün dönemi vardır[10]. IC 4665 kümesinin bir üyesi olma olasılığından söz edilmiştir. Işık eğrisinde bazı düzensiz değişimlerden söz edilmektedir [1].

V378 Oph'un gözlemleri, aynı gözlem alanında belirlenen ve parlaklığının zamanla değişmediği görülen 3 ayrı yıldıza göre fark fotometrisi olarak elde edilmiştir. 28 Haziran 2004 ile 15 Ağustos 2006 tarihleri arasında elde edilen gözlemlerinden 2 tane Min I, 3 tane de Min II elde edilmiştir. Yıldızın türü EB/DS olarak verilmiştir. Işık eğrisi çok düzenli değildir. Sistemde genel bir düzensiz değişim görülmektedir. Özellikle 2006 gözlemlerinde bu değişimin etkisi daha da belirgindir.



Şekil 1. V378 Oph'un ışık eğrisi

Sistemin gözlenen minimumları kullanılarak dönem düzeltmesi yapılmıştır. Düzeltilmiş ışık elementleri

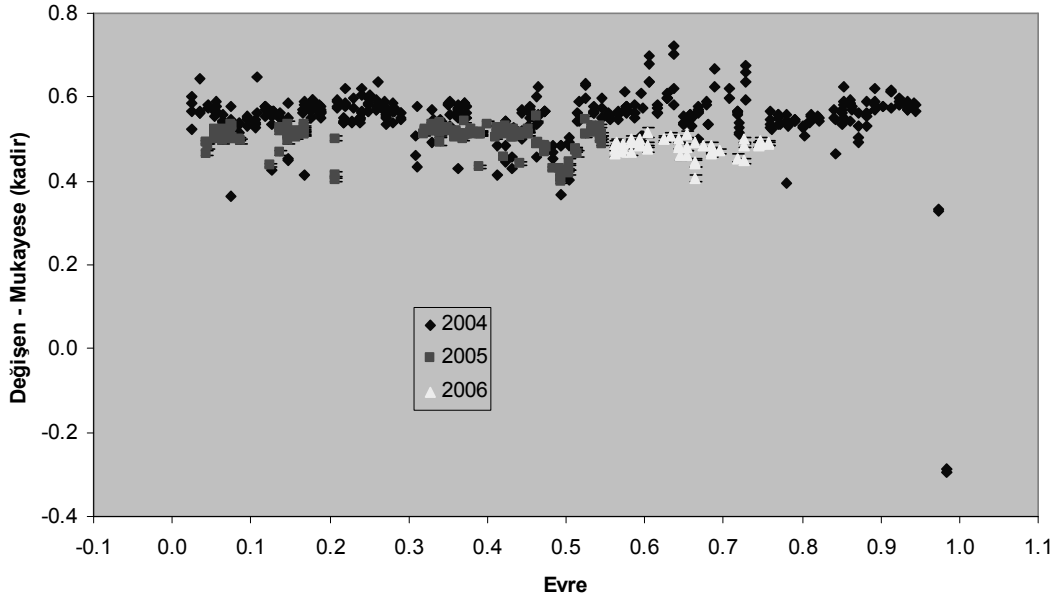
$$\text{Min I} = 24\ 53201.45793 \pm 1.19610 + E * 70.1616 \pm 0.2246 \qquad (1)$$

olarak belirlenmiştir. Bu ışık öğelerine göre çizilen ışık eğrisi **Şekil 1**'de verilmiştir.

Şekilden de görüleceği gibi, sistem yarı-ayrıktır. Işık eğrisinde, literatürde de söz edilen düzensiz değişimler görülmektedir ve bu nedenle farklı zamanlarda elde edilen minimumlar da çok iyi çakışmamaktadır. Bu ışık eğrisi, sistemin tamamlanmış ilk ışık eğrisi olması açısından önemlidir. Işık eğrisi çözümlemesi yapıldıktan sonra hem sistemin yörünge parametreleri belirlenebilecek, hem de düzensiz değişimler daha ayrıntılı olarak incelenebilecektir.

1.3. V698 Cyg

GCVS [10] Kataloğunda B2 tayf türünden 12.2 kadir parlaklığa sahip Algol türü örten değişen olarak tanımlanan sistemin dönemi 97.7732 gündür. Min I parlaklığı ise 14.9 kadir olarak verilmiştir [10]. Yine bu sistemin de literatürde dönem ve parlaklık bilgisi dışında pek fazla bilgisi yoktur. Gökadada oldukça uzak olarak bilinen çiftlerden biridir [2]. Sistem yine aynı tarih aralığında gözlenmiş ve ancak 1 adet Min I gözlenebilmiştir. Buradan elde edilen minimum zamanı 24 53276.98001±0.01273 olarak belirlenmiştir. Buna göre çizilen evreye bağlı ışık eğrisi **Şekil 2**'de verilmiştir.

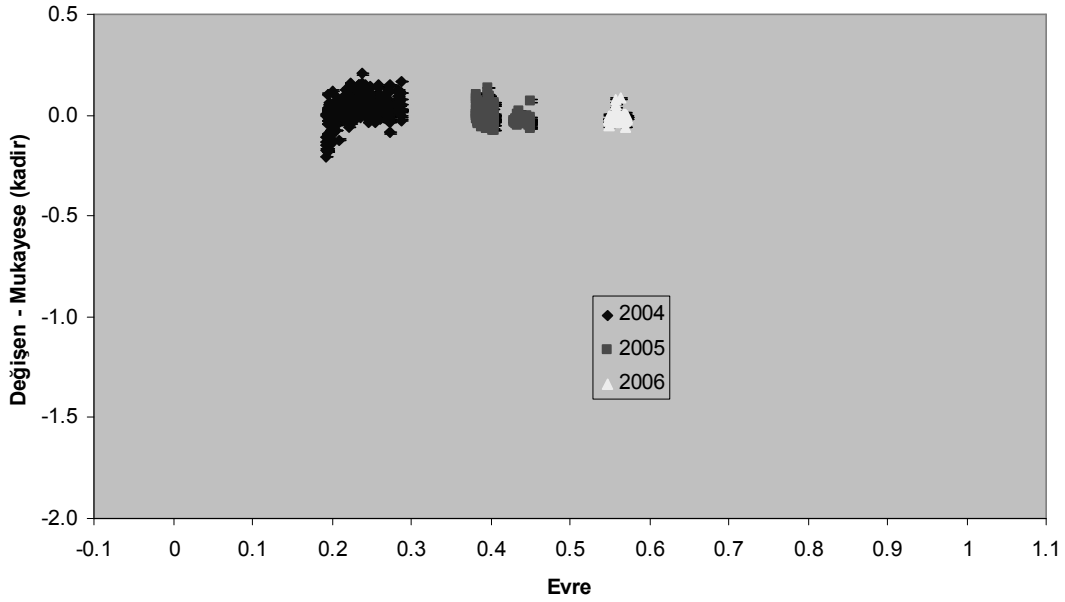


Şekil 2. V698 Cyg'nin ışık eğrisi

Işık eğrisinden görüleceği gibi, bu sistem de minimumlar dışında oldukça belirgin ve düzensiz parlaklık değişimleri göstermektedir. Yan minimum oldukça sığ görünmektedir. Farklı yıllarda elde edilen gözlemlerde de maksimum düzeyleri oldukça farklıdır. Bu değişimlerin nedeni, sistemde manyetik etkinlik benzeri bir değişimle açıklanabilir fakat yine de bu konuda çok daha açık yorum yapabilmek için, sistemin çok daha uzun süre gözlemlerine gereksinim vardır.

1.4. EE Cep

Sistem 5.6 yıl gibi oldukça uzun bir döneme sahip bir Algoldür ve parlaklığı maksimumda 10.9 kadirdir [10]. Tam ışık eğrisinin elde edilmesi için çok daha uzun bir zamana gereksinim vardır. Literature göre ikinci bileşen gözlenememekte, onun yerine karanlık, geçirgen olmayan bir disk bulunduğu önerilmektedir. Bu diskin de yaklaşık 50 yıllık bir dönemle presesyon yaptığı belirlenmiştir. Birinci bileşen B5 tayf türünde 10 $R_{güneş}$ yarıçapında bir devdir [3]. Sistemin literatürde yeterli sayıda birinci minimumu vardır. En son minimum 2003 yılında gözlenmiştir ve sonraki minimum 2008 yılına denk gelmektedir ve bu minimumun gözlenebilmesi için sistemin o tarihlere dek gözlenmesi planlanmıştır. **Şekil 3**'te EE Cep'in ışık eğrisinin gözlenebilen bölümü görülmektedir. Minimumları oldukça değişken karakterli olan sistemin, bu çalışmada yan minimumu da gözlenememiştir.



Şekil 3. EE Cep'nin ışık eğrisi

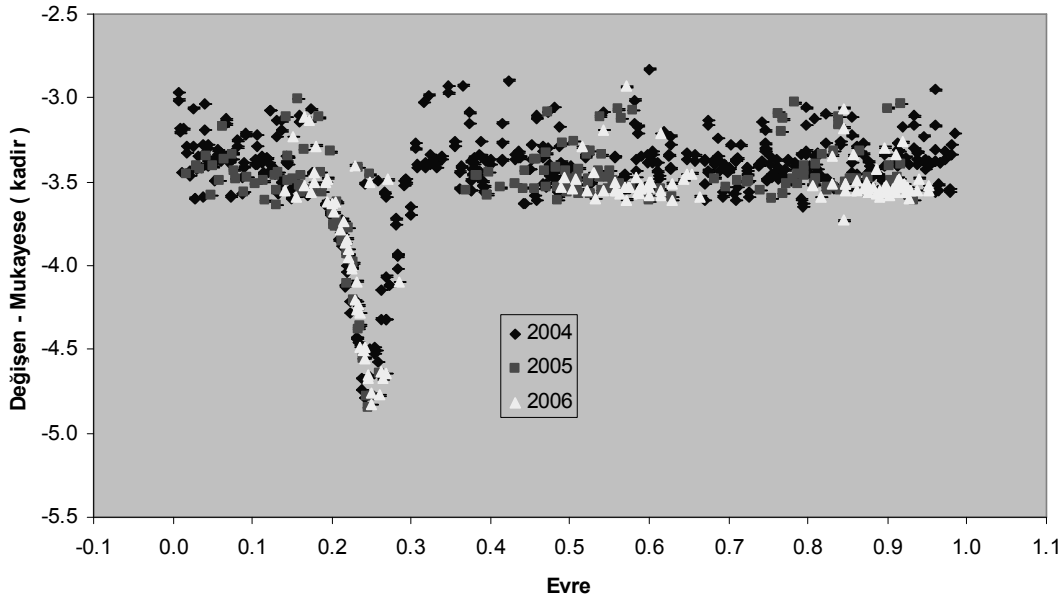
1.5. V1433 Cyg

Sistem 62.45 günlük bir yörünge dönemine sahiptir ve parlaklığı maksimumda 14.2 kadirdir. A2 tayf türünden Algol türü bir örten değişendir [10]. Literatürde hemen hemen hiç bir çalışması yoktur. Ancak yörünge dönemi ve parlaklığı bilinmektedir. **Şekil 4**'te sistemin ışık eğrisi görülmektedir.

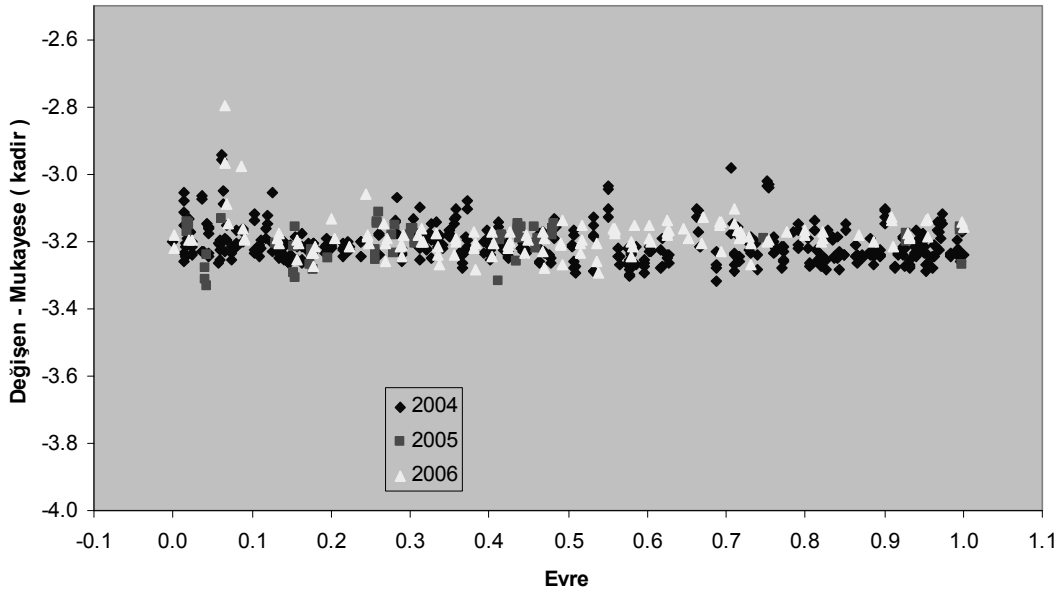
Şekle bakıldığında, bu sistemde de oldukça düzensiz değişimler görülmektedir. Bu düzensiz değişimler, özellikle yan minimumun derinliğinden çok daha kalın bir bant olarak görülmektedir. 2005 yılı gözlemlerinde bir yan minimum gözlenebilmiştir. Elde, dönem düzeltmesi yapılabilmesine yetecek kadar gözlem olmadığı için dönem düzeltmesi yapılmamıştır. Sistemin sağlıklı bir dönemi elde edilebilirse, ışık eğrisi de daha düzgün hale getirilebilir.

1.6. V336 Lac

Sistem 44.6068 günlük bir yörünge dönemine sahip bir Algoldür ve parlaklığı maksimumda 14.2, minimumda ise 14.9 kadirdir. Literatürde hemen hemen hiç bir çalışması yoktur. Ancak yörünge dönemi ve parlaklığı bilinmektedir [10]. Sistemin elde edilen ışık eğrisi **Şekil 5**'te görülmektedir.



Şekil 4. V1433 Cyg'nin ışık eğrisi



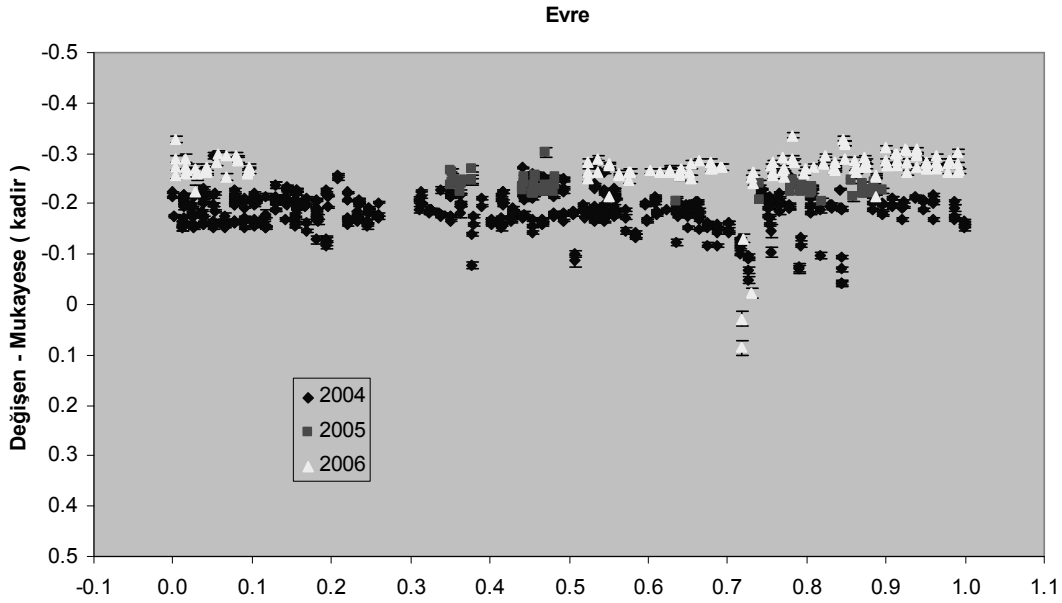
Şekil 5. V336 Lac'ın ışık eğrisi

Gözlemlerde belirli bir düzenli değişim göze çarpmamaktadır. Algol sistemlerinde görülen minimumlar da görülmemektedir. Bu nedenle sistemin yanlış sınıflandırılmış olma olasılığı vardır. Sisteme uygulanan fourier çözümlemesi ile de belirli bir dönem belirlenememiştir.

1.7. V338 Lac

Sistem 76.973 günlük bir yörünge dönemine sahiptir ve parlaklığı maksimumda 12.4, minimumda ise 13.1 kadirdir. A0 tayf türünden Algol türü bir örten çift olarak tanımlanmıştır. Sistem IC 1434 kümesinin üyesidir [10]. Literatürde hemen hemen hiç bir çalışması yoktur. Ancak yörünge dönemi ve parlaklığı bilinmektedir. **Şekil 5**'te sistemin literatürde verilen dönem kullanılarak çizilen evreye bağlı ışık eğrisi verilmiştir. Eğride farklı yıllara ilişkin maksimum düzeyleri oldukça değişken görülmektedir. Ne yazık ki rastlantı olarak yan

minimum evresine karşılık gelen evrelerde gözlemleri yok denecek kadar az elde edildiği için, yalnızca baş minimum görülmektedir. Işık eğrisinde görülen değişimler, sistemin manyetik etkinlik gösteren bir sistem olabileceğini göstermektedir.



Şekil 6. V338 Lac'ın ışık eğrisi

2. Diğer Örten Değişenler

Gözlenen 6 alanda bulunan ve GCVS [10] Kataloğunda örten değişen olarak sınıflanan yıldızların taraması yapılarak, bu yıldızların da ışık eğrileri elde edilmeye çalışılmıştır. Bu yıldızların listesi, bazı parametereleriyle birlikte **Çizelge 4**'te verilmiştir.

Bu yıldızlarında literatür çalışmaları çok fazla değildir. Çoğunun maksimum ve minimum parlaklıkları ve dönemiyle ilgili bilgileri dışında bilinen parametreleri yok denecek kadar azdır.

2.2. NSV 09721

GCVS [10] kataloğunda Algol olarak sınıflanan bu yıldızın dönemi ile ilgili bilgi yoktur. Kaynak taramasında da yalnızca 2 yayın belirlenebilmiştir ve bunlarda da tanımlama dışında bilgi yoktur.

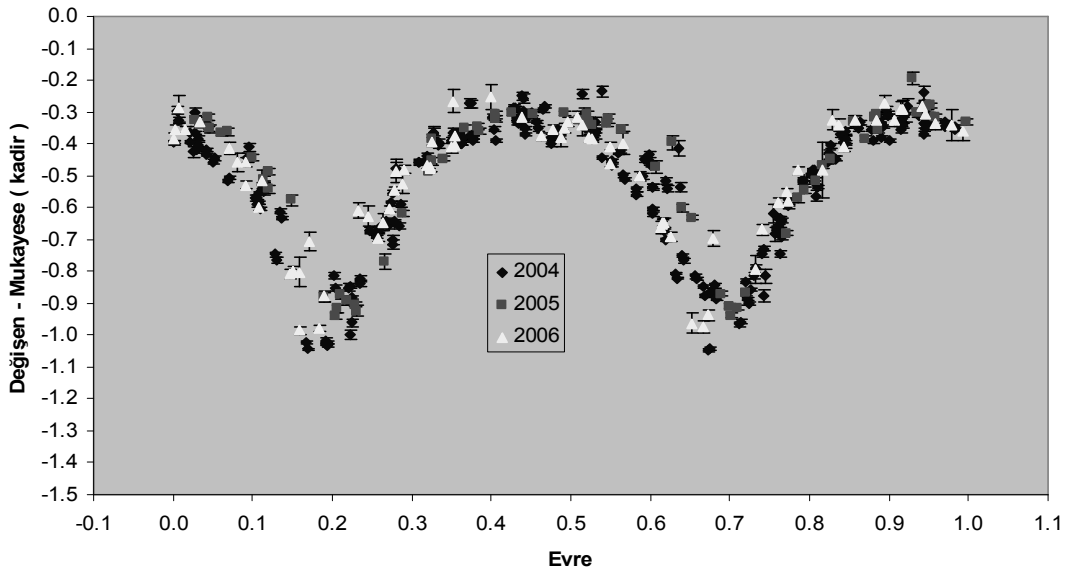
Çalışmada NSV 09721'in, mukayese yıldızına göre fark değerleri zamana göre elde edilmiş ve dönemi fourier çakıştırması yardımıyla belirlenmiştir. Belirlenen ışık öğeleri aşağıdaki gibidir:

$$\text{Min I} = 24\ 53618.75032 \pm 0.25140 + E * 0.255 \pm 0.009 \qquad (2)$$

Buna göre elde edilen ışık eğrisi **Şekil 7**'de verilmiştir.

Çizelge 4. Gözlenen alanlarda belirlenen diğer örten çiftlerin GCVS [10] katalogundan alınan bazı değerleri.

Yıldız Adı	Sağaçıklık	Dikaçıklık	To	P	m (maks)	m (min)	Türü
NSV 09721	17 49 03.8	+05 07 07			16.	16.5	EA:
V2203 Oph	17 49 43.3	+04 28 24			11.6	12.0	EW/KW
NSV 09740	17 49 43.9	+04 12 10			15.5	16.	EA:
V1358 Cyg	19 58 36.8	+37 08 15	33420.223	2.0325492	14.6	15.2	EA/D
V1359 Cyg	19 58 46.4	+36 56 14	33530.120	3.1458645	16.6	17.9	EA
V1302 Cyg	20 02 26.2	+36 33 53	33442.005	2.6153526	13.1	13.6	EA/D
V824 Cyg	20 02 30.3	+36 14 01	32806.1065	0.644194765	14.0	14.9	EB
V1401 Cyg	21 55 39.3	+50 34 33	33873.568	1.182991	13.1	13.6	EB/KE
V1430 Cyg	21 56 06.9	+50 17 35	34209.447	2.0674884	14.9	15.9	EA
V1411 Cyg	21 58 23.6	+49 44 17	33513.563	0.776739	12.1	12.7	EA/KE
V712 Cyg	22 00 02.4	+49 23 15	33545.462		15.1	16.1	EA
IW Cep	22 04 33.1	+55 27 37	32768.388	1.609413	13.6	15.6	EA/SD
DN Cep	22 13 32.9	+55 58 25	33873.700	3.306164	12.0	13.0	EA/SD
KL Lac	22 13 41.2	+55 10 25	33646.312	2.829015	15.5	16.1	EA
HW Lac	22 05 42.3	+51 53 40	34011.340	2.0307782	14.7	15.6	EA
IL Lac	22 06 47.1	+52 09 08	33295.302		12.5	13.1	E
IM Lac	22 07 14.4	+52 14 16	34036.261	1.2683480	12.9	13.4	EB/KE
IX Cep	22 07 17.5	+53 24 13	34240.430	1.0970019	16.8	17.9	EA/SD
IR Lac	22 08 49.2	+52 50 40	33617.351	0.6515045	15.2	16.0	EA
IU Lac	22 09 27.3	+52 35 40	33511.474	0.9690576	13.4	13.8	EB/KE
V441 Lac	22 09 37.4	+52 34 16			12.2	(0.22)	EW
V339 Lac	22 11 59.3	+53 00 46	34004.356	1.7042482	12.9	13.8	EA
TW Lac	22 30 26.3	+54 37 06	41500.534	3.037417	11.5	13.3	EA/SD
OP Lac	22 34 28.7	+55 30 54	34714.331	3.393030	14.2	15.2	EA

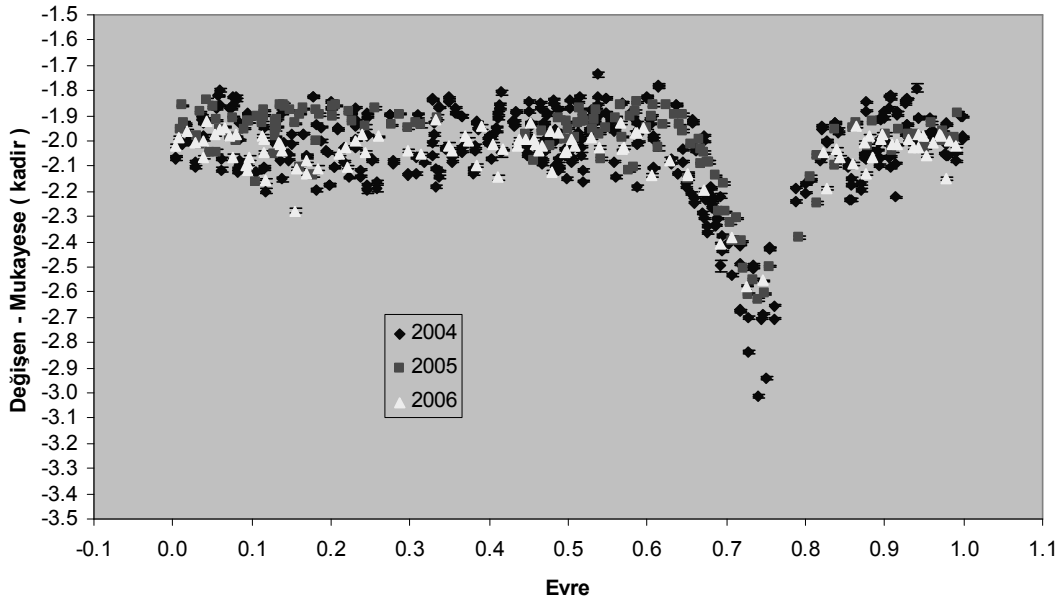


Şekil 7. NSV 09721'in ışık eğrisi

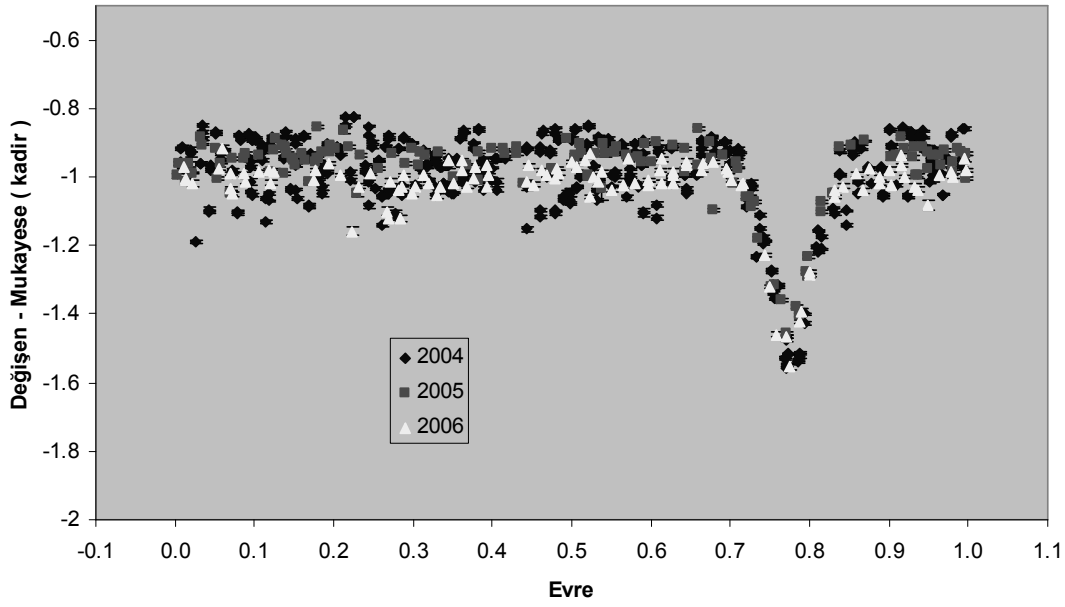
2.3. V1358 Cyg

EA/D türü olarak sınıflandırılan çiftin literatürde çok az çalışması vardır. Dönemi 2.0325492 gündür. Maksimum parlaklığı 14.6 ve minimum parlaklığı da 15.2 kadir olarak verilmiştir [10]. **Şekil 8**'deki ışık eğrisine bakıldığında, farklı yıllarda elde edilen baş

minimumlarının derinliklerinin farklı olduğu görülmektedir. Ayrıca yan minimum yalnızca 2006 yılı gözlemlerinde belirgindir. Minimumlar dışında oldukça geniş bir bant görülmektedir ve bu da sistemin manyetik etkinlik gösteren bir sistem olabileceğini göstermektedir.



Şekil 8. V1358 Cyg'nin ışık eğrisi



Şekil 9. V1302 Cyg'nin ışık eğrisi

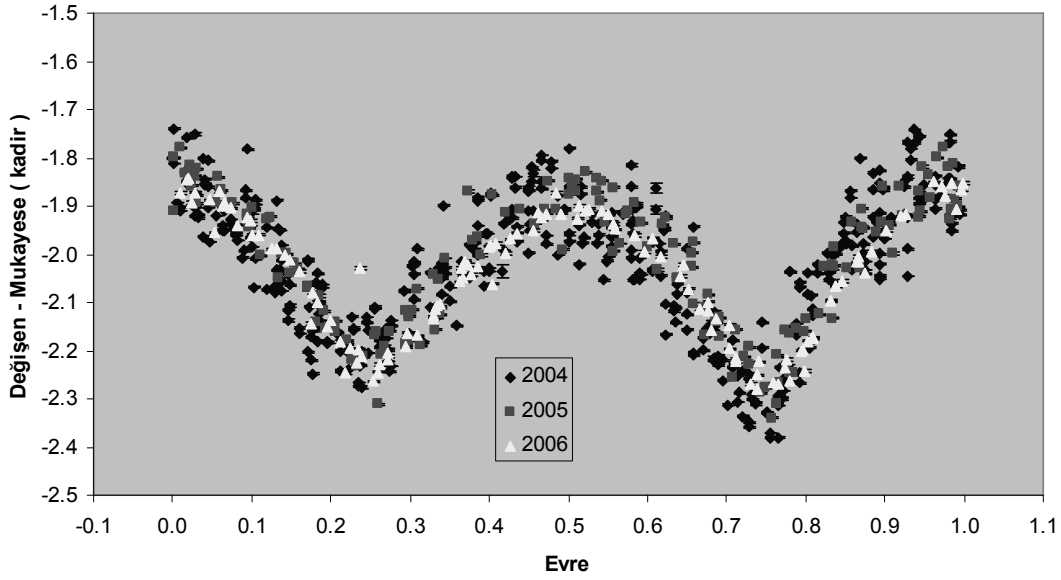
2.4. V1302 Cyg

Bu sistem de EA/D olarak sınıflandırılmıştır. Maksimumda 13.1, minimumda 13.6 kadir parlaklığındadır. Min II derinliği 0.05 kadir verilmiştir. Dönemi 2.6153526 gündür [10]. Literatürdeki ilgili kaynaklarda hemen hemen hiç bilgi yoktur. Min II, minimumlar dışındaki geniş bir bant biçiminde bulunan ışık değişimi içinde çok iyi ayırt edilememektedir. **Şekil**

9'da görülen evreye bağlı ışık eğrisinde görülen geniş değişim aralığı, sistemin manyetik etkinlik gösteren bir çift sistem olabileceğini göstermektedir.

2.5. V1401 Cyg

A-F tayf türü olarak verilen ve EB/KE olarak sınıflandırılan sistem, maksimumda 13.1 ve minimumda 13.6 kadir parlaklığındadır. 1.182991 gün döneme sahiptir ve Min II derinliği de 13.6 kadir olarak verilmiştir [10]. KE türünün özelliği, erken O-A türü ve bileşenlerin Roche şişimlerini doldurmadığı sıkışık bir sistem olarak tanımlanmaktadır. Bu sistemin de literatürde birkaç minimum zamanı bilgisi dışında hemen hemen hiç bilgisi yoktur. **Şekil 10**'da evreye göre çizilmiş olan ışık eğrisinde, bilinenlerin aksine farklı minimum derinliklerine sahip bir yarı ayrık sistem görünümü vardır. Yıllara göre minimumlara bakıldığında da, literatürdeki minimum zamanının düzeltilmesi gerektiği görülmektedir.



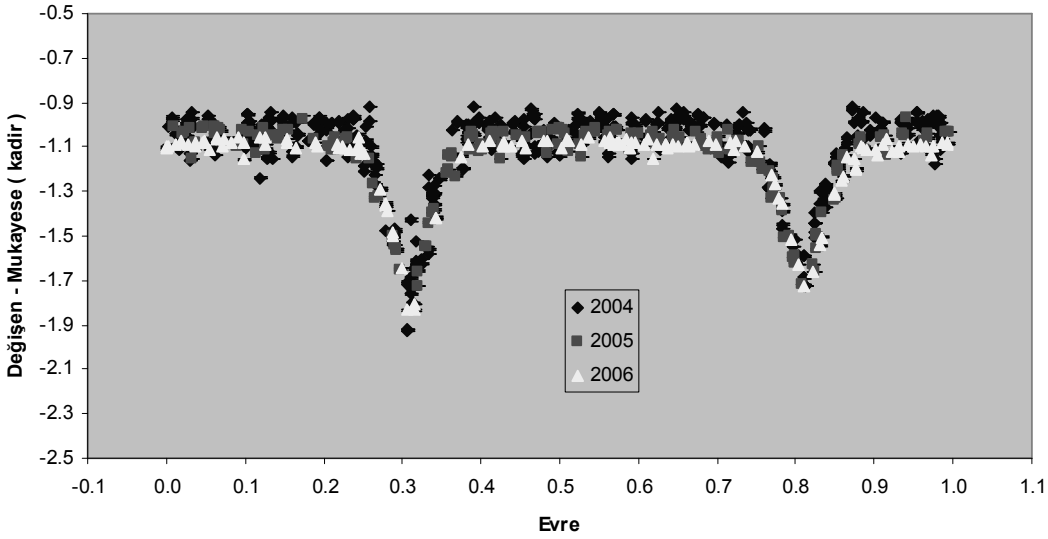
Şekil 10. V1401 Cyg'nin ışık eğrisi

2.6. V1411 Cyg

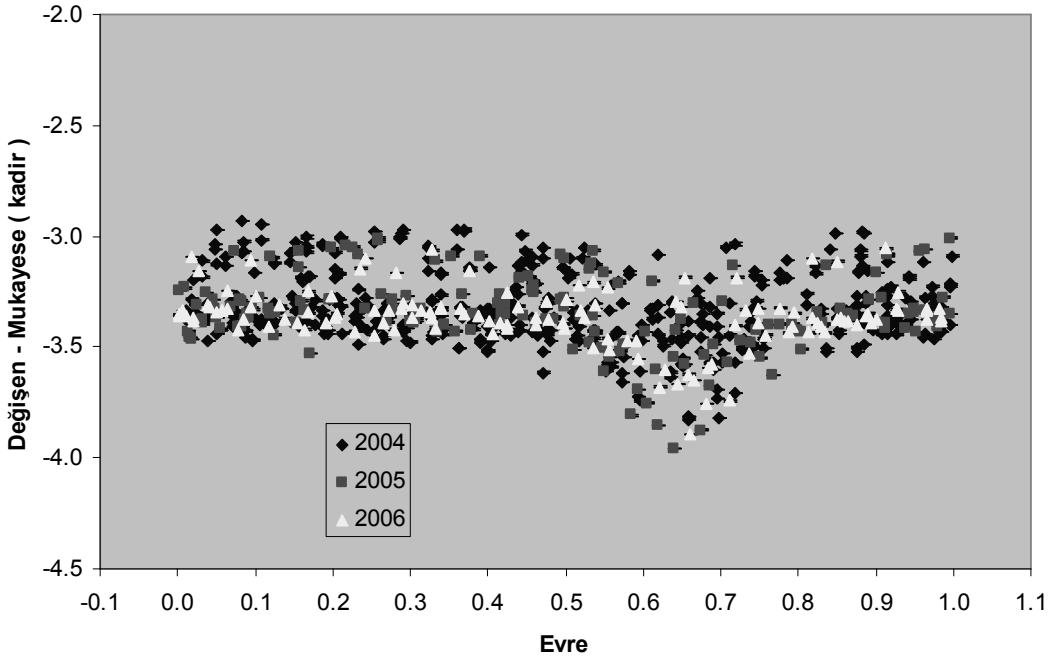
EA/KE olarak sınıflandırılan sistem, maksimumda 12.1 ve minimumda 12.7 kadir parlaklığında verilmektedir. 0.776739 gün olarak verilen dönemi ise bunun 2 katı olarak belirlenmiştir ve bu da literatürde olabilecek bir dönem olarak belirtilmiştir [10]. Literatürde birkaç minimum zamanı dışında pek bir bilgi yoktur. **Şekil 11**'de görülen evreye bağlı ışık eğrisinde, maksimumları belirli bir genişliğe sahip bir bant gösteren ayrık bir sistem olarak görülmektedir. Maksimum düzeyi yıllara göre değişmektedir. Bu da sistemin etkinlik gösteren bir çift olabileceğini göstermektedir.

2.7. V712 Cyg

EA olarak tanımlanan sistem, maksimumda 15.2 ve minimumda 16.1 kadir parlaklığında verilmiştir ve dönemi ile ilgili bilgi yoktur [10]. Literatürde hemen hemen başka bir bilgi yeralmamaktadır ve çok az sayıda yayın vardır. **Şekil 12**'de evreye göre çizilmiş ışık eğrisinde dönem fourier çözümlemesi ile belirlenmiş ve eğri 1.154862 gün dönem kullanılarak çizilmiştir. Sistem, literatürde belirtildiği gibi ayrık sistem olarak görünmemektedir. Çünkü ışık değişimi oldukça geniş bir bant vermektedir ve bu bantın genişliği, ışık eğrisinde görülen minimumun derinliğinden fazla görünmektedir.



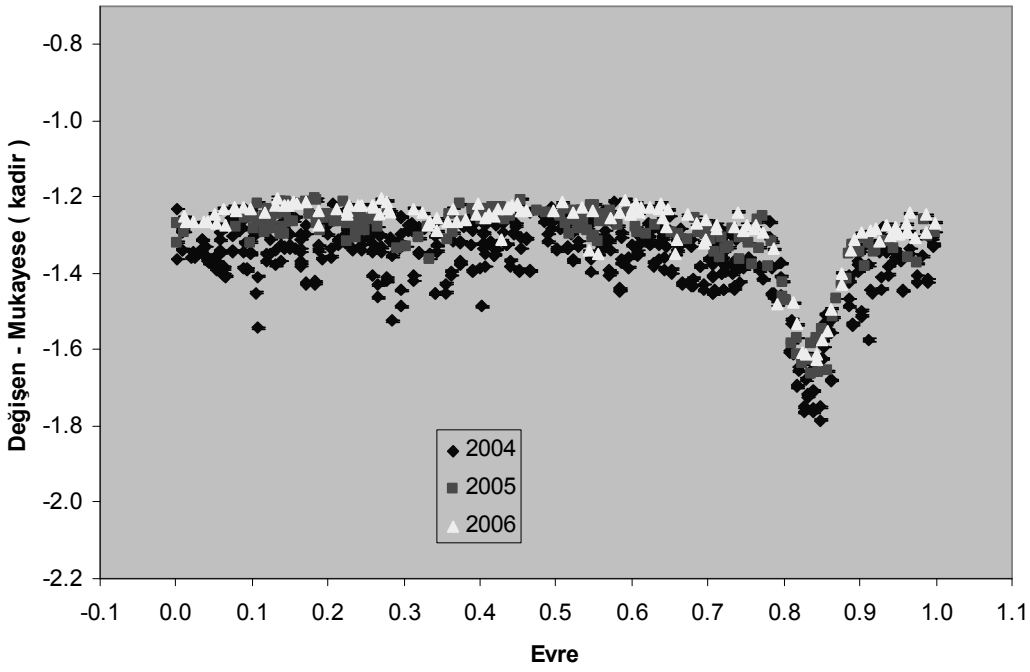
Şekil 11. V1411 Cyg'nin ışık eğrisi



Şekil 12. V712 Cyg'nin ışık eğrisi

2.8. DN Cep

EA/SD olarak tanımlanan B5 tayf türünden olan sistem, maksimumda 12 ve minimumda 13 kadir parlaklığında ve dönemi 3.306164 gün olarak verilmiştir [10]. Literatürde yalnızca bir dönem çalışması dışında pek fazla bilgi yoktur [4]. **Şekil 13**'te evreye göre çizilmiş ışık eğrisi, diğer sistemlere benzer olarak tutulmalardan başka bir parlaklık değişimi göstermektedir. Genel parlaklık düzeyi ve minimum derinlikleri de yıllara göre değişiyor görünmektedir. Min. II de pek belirgin değildir.



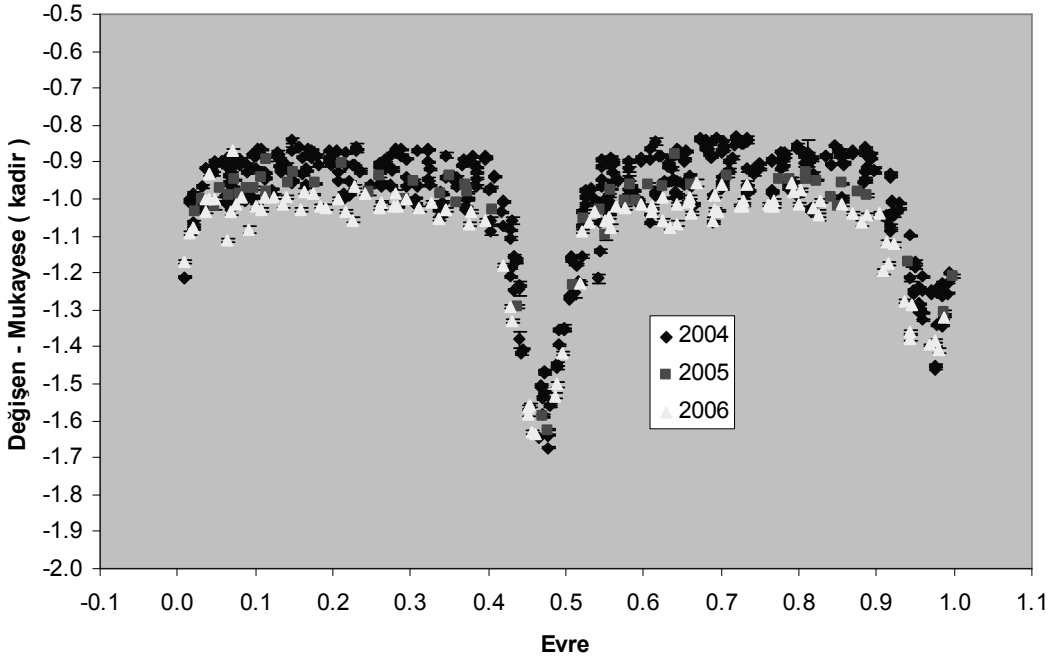
Şekil 13. DN Cep'in ışık eğrisi

2.9. IM Lac

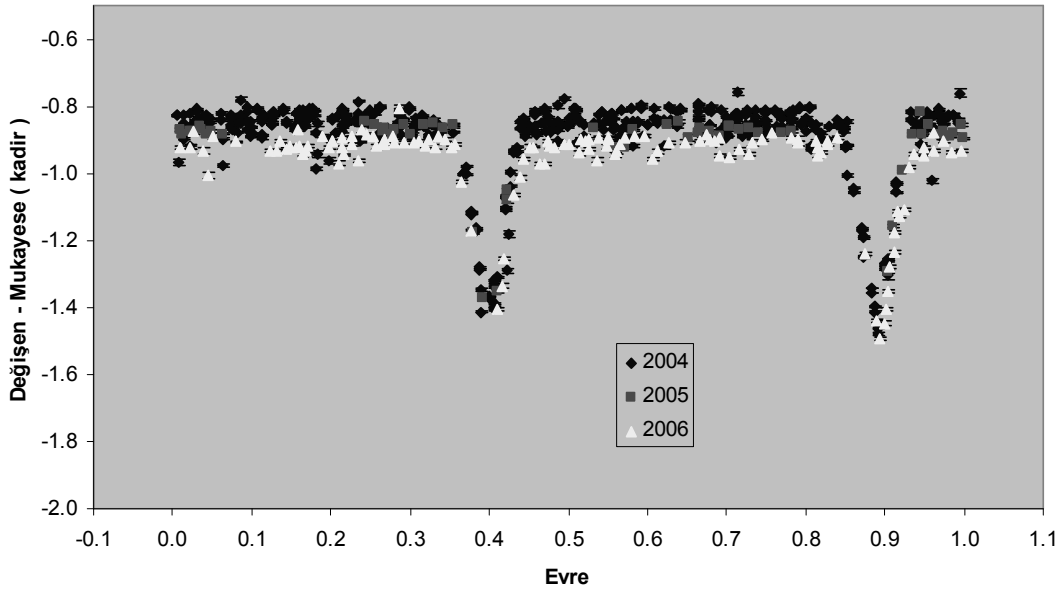
EB/KE olarak sınıflandırılan A1 tayf türünden olan sistem, maksimumda 12.9 ve minimumda 13.4 kadir parlaklığındadır. Min II derinliği de 13.2 kadir. Dönemi de 1.2683480 gün olarak verilmiştir [10]. Literatürde birkaç minimum zamanı bilgisi dışında bilgi yoktur. **Şekil 14**'te evreye göre çizilen ışık eğrisinde, genel parlaklık düzeyinin yıllara göre değiştiği görülmektedir. Ayrıca yine bir bant biçiminde görülen minimumlar dışındaki ışık eğrisi, sistemin manyetik etkinlik gösteren bir sistem olabileceğini göstermektedir.

2.10. V339 Lac

EA olarak sınıflandırılan sistem, maksimumda 12.9 ve minimumda da 13.8 kadir parlaklığındadır. Dönemi 1.7042482 gün olarak verilmekte fakat bunun iki katı olan 3.4086964 gün de olabileceği belirtilmektedir [10]. **Şekil 15**'te evreye göre çizilmiş ışık eğrisinde de bu doğrulanmıştır. Bu sistemde de manyetik etkinlik belirteci olabilecek değişimler göze çarpmaktadır.



Şekil 14. IM Lac'ın ışık eğrisi



Şekil 15. V339 Lac'ın ışık eğrisi

3. Sonuçlar

3.1. Işık Eğrisi Çözümlemeleri

Çizelge 4'te listelenen fakat bu çalışmada ışık eğrisi ve bilgisi verilmeyen diğer örten çiftlerin bir bölümünün ışık eğrileri zamana göre çizildiğinde, belirgin bir parlaklık değişimi görülmemiştir. Bazılarında az da olsa değişim görülmesine karşın, Fourier çözümlemesi ile dönemli bir değişim belirlenememiştir. Bu nedenle bu çalışmada anlatılmamıştır.

Çalışmaya konu olan 6 alanda bulunan ve **Çizelge 1**'de verilen yıldızlardan ise bazılarının ışık eğrileri yeterli iken bazılarının eksiktir ve önümüzdeki yıllarda da ROTSEIIID Teleskobu ile gözlemlerinin sürdürülmesi planlanmıştır. Burada elde edilmiş olan tüm ışık eğrilerinin çözümlenmesi ile, tüm sistemlerin yörünge parametrelerinin belirlenmesi ve dönem çalışmaları ile de dönemlerinin iyileştirilmesi yapılacaktır.

3.2. Değişen Yıldız Araştırılması ile İlgili Yöntem

Bu çalışmanın devamında, yeni bir yazılımla, elde olan tüm gözlem verileri taranarak, görüntülerde yeralan ve ölçümleri yeterli duyarlıkta olan yıldızların zamana bağlı parlaklık değişimlerinin elde edilmesi amacıyla bir ek çalışma daha yapılacaktır. Gözlenen bölgelerin yıldız sayısı açısından çok kalabalık olması, bu tarama sonucu çoğu önceden bilinmeyen yeni değişen yıldızların belirlenmesini sağlayacaktır. Bu da, böyle bir gözlem sonucunda elde edilen çok sayıda yıldıza ilişkin verinin bilgisayar yardımıyla ayıklanmasını sağlayacaktır. Bu aşamadan sonra da, elde edilen ve değişim gösteren ışık eğrilerini işleyerek, değişim türlerini belirleyen yazılım kullanılacaktır. Bu tür işlemleri yapan birden fazla çalışma vardır ve bu çalışmada da bunlardan yararlanılacaktır.

Kaynaklar

[1] Kraicheva Z., Popova M., Antov A. (1989), Binaries in the vicinity of the open cluster IC 4665. I. V378 Oph., Astron. Nachr., 310, 227.

[2] Zakirov M. M., Eshankulova M. U., (2004), Close binary stars in OB-association regions. I. Preliminary investigation., Kinematika Fiz. Nebesn. Tel., 20, part no 4, 313.

[3] Graczyk D., Mikolajewski M., Tomov T., Kolev D., Iliev I., (2003), The 2003 eclipse of EE Cep is coming. A review of past eclipses., Astron. Astrophys., 403, 1089.

[4] Zakirov M. M., Azimov A. A., Umarov V. F., (1993), UBVR ohotometry of the active eclipsing binary DN Cephei. Inf. Bull. Var. Stars, No.3926.

[5] Akerloff, C.W., et al. (2003), The ROTSE-III Robotic Telescope System, Pupl. of the Ast. Soc. Pac., 115, 132.

[6] Pence, W. D., (2006), CFITSIO - A FITS File Subroutine Library, http://heasarc.gsfc.nasa.gov/ docs/ software /fitsio/fitsio.html

[7] Bertin, E., (2006), Sextractor, http://terapix.iap.fr/rubrique.php?id_rubrique=91/

[8] PMM Catalogs, (2006), http://www.nofs.navy.mil/projects/pmm/catalogs.html

[9] Robotic Optical Transient Search Experiment, ROTSE, (2006), http://www.rotse.net/

[10] Durlevich, O., (2006), General Catalogue of Variable Stars,http://www.sai.msu.su/groups/ cluster/gcvs/ cgi-bin/search.htm

Bu çalışma TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından desteklenmiştir.

*Bu çalışma, bu toplantıdan dönüş yolculuğu sırasında, genç yaşta aramızdan ayrılan, meslek yaşantımın başlangıç dönemlerinde birlikte çalışma fırsatı bulduğum değerli insan, sevgili arkadaşım **Zekeriya Müyesseroğlu**'ya adanmıştır.*

GÜNEŞ YARIÇAPINDAKİ KISA VE UZUN DÖNEMLİ DEĞİŞİMLER

Hüseyin KILIÇ[1], Orhan GÖLBAŞI[1], Volkan ÖZKAN[1], A.Yadikar YÜCEER[1]

Özet

Güneş yarıçapının kısa ve uzun dönemli periyodikliklerini araştırmak için, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) güneş astrolabıyla 2001-2004 yılları arasında kaydedilen güneş yarıçapı verileri analiz edildi. Gözlenen güneş yarıçapından kısa dönemli periyodiklikleri belirlemek için, günlük yarıçap verilerinin tümünün gözönünde bulundurulması ve aynı zamanda atmosferik çalkantı etkisinden arındırılması gerekmektedir. Elde edilen veriler düzgün bir şekilde dağılmamakta ve sezonsal etkiler ve aletsel karekteristiklerden dolayı 2-3 aya varan zamansal boşluklar mevcut olduğundan, çalışmadaki veri serisi 300 günü geçmeyen kısa periyot aralığı için Date Compensated Discrete Fourier Transform (CDFT)ile analiz edildi ve birkaç anlamlı kısa periyot (18, 28, 53, 70 ve 217 gün) elde edildi. Ayrıca, aynı gözlem döneminde bulunan sonuçlar, uzun dönemde güneş yarıçapının her yıl 0.04 yay saniyesi genlikle 23. güneş leke çevrimiyle zıt fazda arttığını göstermektedir.

Anahtar Kelimeler: *Güneş Yarıçapı Period, Güneş Leke Çevrimi, Astrolab*

Abstract

The data of solar radius recorded between years 2001 and 2004 by means of the solar astrolabe of TUBITAK National Observatory (TUG) was analyzed to investigate short and long-term periodicities of the solar radius. To determine short-term periodicities from the observed solar radius, all daily radius data are need to be considered and also corrected from the atmospheric turbulence effect. Since the data obtained are non uniformly sampled and present temporal gaps about 2-3 months due to the seasonal effects and instrumental characteristics, the data series in the present work are analyzed with Date Compensated Discrete Fourier Transform (DCDFT) for short period interval not exceeding 300 days and several significant short periodicities (~18, 28, 53, 70 and 217 days) were detected. In addition, the results found at the same observational period show that the semi-diameter of the Sun in long-term increases with an amplitude of 0.04 arc sec per year in opposite phase with the sunspot cycle 23.

Keywords: *Solar radius, Periyot, Sunspot cycle, Astrolabe*

1. Giriş

Güneş yarıçapı ve muhtemel değişimleri 350 yılı aşkın bir zamandır araştırma konusu olmakla beraber, düzenli ölçümler teknik gelişmeye paralel olarak Observatory Cote d'Azur Gözlemevi (OCA) astrolabıyla yapıldı. Son 30 yıla dayanan bu ölçümlerden elde edilen veri serisi en az bir kez Güneş'in manyetik çevrimini kapsamaktadır. Bu seri üzerinde yapılan çalışmalar, yarıçap ile leke çevrimi arasında uzun erimli fakat zıt fazda anlamlı bir ilişki ortaya koymaktadır [1]. Böyle bir bağlantının ortaya çıkarılması, astrolab istasyonlarının sayısının artmasının yanı sıra, başka tekniklerle de yarıçap ölçümlerinin yapılmasını sağladı. Yarıçap ölçümleri, Güneş fiziği için olduğu kadar dünya iklimi için de önem taşımaktadır.

[1] *Akdeniz Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya*

Son yıllarda yapılan bazı çalışmalarda, yarıçap değişimleri ile Güneş'in toplam ışınımı arasında anlamlı bir ilişki olduğu ve bunun sonucu olarak dünya ikliminin bu değişimlerden etkilendiği ileri sürülmektedir [2], [3].

Güneş yarıçapı-leke çevrimi arasındaki ilişkinin fazına yönelik tartışmalar hala devam etmektedir. Bazı araştırmacılar yarıçap-leke çevrimi arasında zıt fazda ilişki elde ederken [1], [4], [5], [6], diğerleri aynı fazda ilişki olduğunu ileri sürmektedirler [7], [8]. Hatta bir grup araştırmacı iki nicelik arasında bir ilişki olmadığını söylemektedir [9]. Çelişkili sonuçlar elde edilmesinin nedenleri arasında, yarıçapta önemli hatalara neden olan atmosferik çalkantı etkisinin düzeltilmemesi, farklı dalgaboyu aralıklarında yapılan gözlemlerin kalibrasyonunun yapılmaması ve hata payı yüksek sonuçlara dayalı analizlerin yapılması gösterilmektedir [10], [11].

Kısa dönemli Güneş yarıçapı değişimlerine yönelik çok sayıda çalışma olmamakla beraber, Gavriusev ve arkadaşları 1975-1993 yıllarını kapsayan OCA verileri üzerinde yaptığı bir çalışmada 249 gün ile 4098 gün arasında değişen çeşitli periyotlar elde ederken [12], yine 1975-1996 OCA verileri üzerinde iki farklı metodla yapılan analizlerde 27.7 gün ile 4096 gün arasında değişen bazı periyotlar elde edilmiştir [13]. Bunların dışında, Penna ve arkadaşları, Rio de Janeiro Astrolab istasyonunun 1998-1999 yıllarını kapsayan verilerinin frekans analizinde, 10 gün ile 180 gün arasında değişen periyotlar bulmuşlardır [4]. Bu istasyonun 1998-2000 yıllarını kapsayan verileri üzerinde yapılan bir başka çalışmada ise, 515 günlük anlamlı bir periyot elde edilmiştir [11].

Bu çalışmada, Tübitak Ulusal Gözlemevi (TUG) Astrolab İstasyonu'nda 2001-2004 yılları arasında CCD video kamerayla yapılan yarıçap ölçümlerinin kısa dönemli periyot analizi yapılmaktadır. Sezonsal ve aletsel karekteristiklerden dolayı, elde edilen veriler bahsedilen gözlem aralığında düzgün dağılmadığı için, analizler, Ferraz-Mello [14] tarafından yapılan ve Foster [15] tarafından Clean Algoritması geliştirilen Date Compensated Discrete Fourier Transform (DCDFT) metoduyla yapıldı. Ayrıca, bu dönemde elde edilen veriler aynı dönemi kapsayan Güneş leke sayıları ile karşılaştırıldı ve aralarındaki korelasyon incelendi. Alete ve gözlem istasyonuna ilşkin teknik ve temel bilgiler başka çalışmalarda verilmektedir [16], [6].

2. Veri Serisi ve Analiz Yöntemi

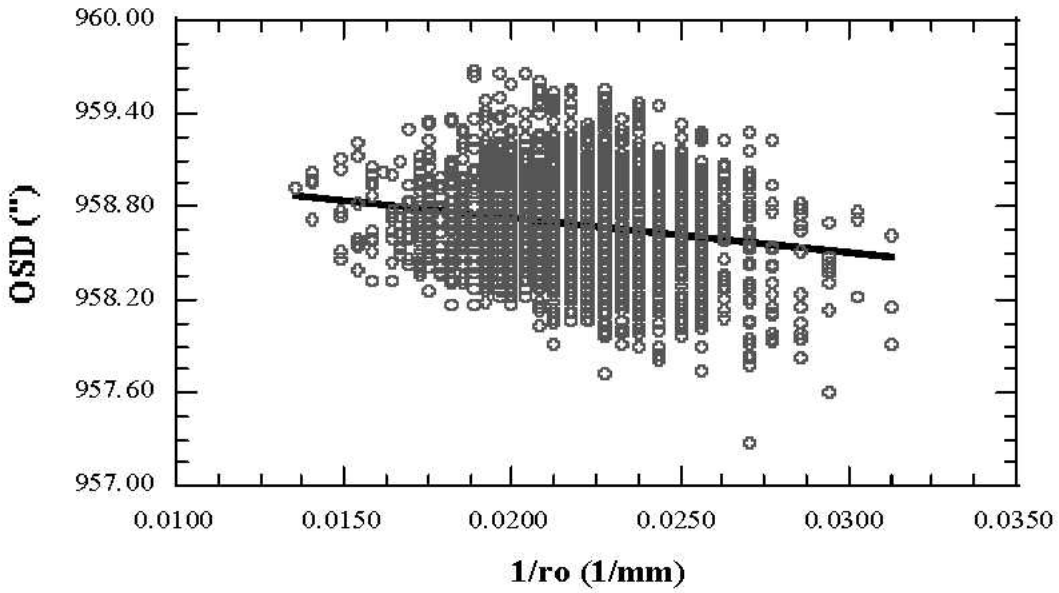
Bu çalışmada kullanılan veri serisi, 2001-2004 yılları arasında TUG Astrolab İstasyonu'nda elde edildi ve 2304 ölçümden oluşmaktadır. Farklı atmosferik ve metorolojik koşullarda yapılan gözlemlerde, Görünen Güneş yarıçapı (OSD) verileri kenar kararmasına neden olan atmosferik çalkantı etkisini de içerdiği için, bu etkiden arındırılarak analiz edildi. Böylece düzeltilmiş yarıçap verileri elde edildi ve bu veriler CSD olarak adlandırıldı. Bu düzeltme işlemi, yarıçap ölçümü ile eş zamanlı olarak elde edilen ve atmosferik çalkantıyı temsil eden Fried parametre yardımıyla yapılmaktadır. Fried parametre (r_0), Rocca ve arkadaşları tarafından verilen

$$r_0 = 8.25 * 10^5 * D^{-1/5} * \lambda^{6/5} * (\sigma^2)^{-3/5} \qquad (1)$$

ifade ile temsil edilmektedir [17]. Burada, D (metre) astrolabın açıklığı, λ (metre) ölçüm yapılan etkin dalgaboyu ve σ (yay saniyesi) gözlenen yörüngelerdeki çizgisel fit üzerindeki saçılmaları temsil etmektedir. Fried parametrenin göreli olarak büyük değerleri daha düzenli bir atmosferi temsil ettiği için, $1/r_0=0$ için en ideal atmosfer elde edilir. OSD değerlerinin $1/r_0$ 'a karşı grafiği çizilerek çizgisel extrapolasyonu alındığında, OSD'nin atmosfer dışı değerleri elde edilir (Şekil 1). Grafikten elde edilen çizgisel denklem,

$OSD_i = <CSD> - a/r_{0i}$ (2)

şeklindedir. Burada i ölçüm sayısını temsil eder ve bu denklem en küçük kareler yöntemiyle çözülerek a katsayısı elde edilir. Bunun sonucunda bütün OSD değerlerine düzeltme terimi eklenerek her ölçüme karşılık gelen CSD değerleri elde edilir. Bu işlem her yılın verileri için ayrı ayrı yapılarak CSD değerleri elde edilmiştir.



Şekil 1. 2001-2004 yıllarını temsil eden Görünen güneş yarıçapı değerlerinin 1/ro'a karşı grafiği. Bu grafikten $1/r_0=0$ için Güneş yarıçapının atmosfer dışındaki değeri elde edilir.

Bu yöntemle elde edilen düzeltilmiş yarıçapın yıllık ortalama değerleri ve standart sapmaları Tablo 1'de verilmektedir.

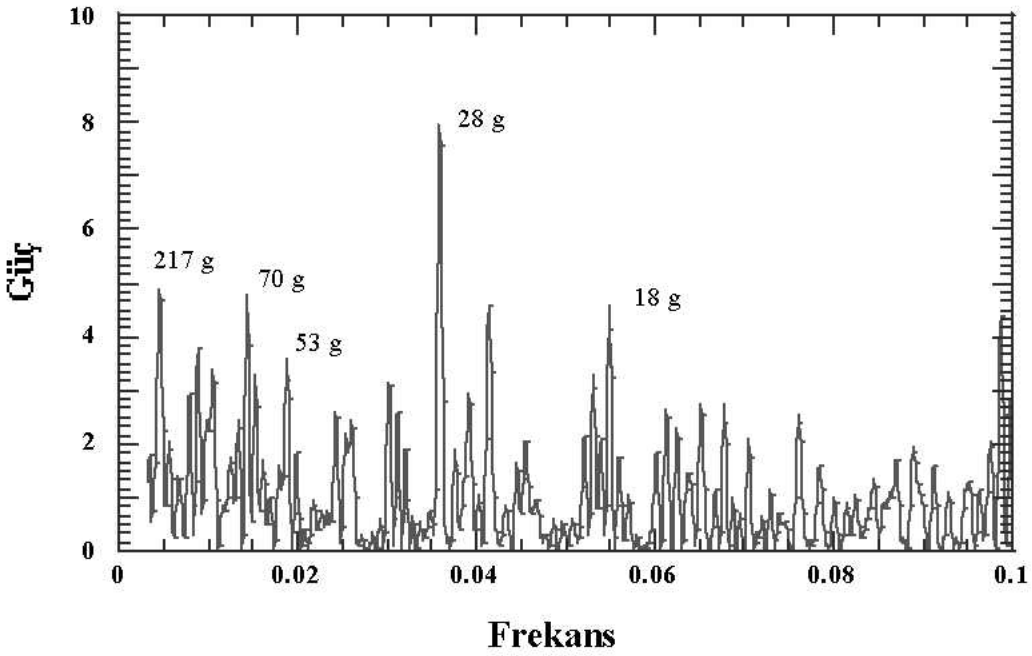
Tablo 1. 2001-2004 yılları arasında elde edilen CSD değerlerinin yıllık ortalamaları, standart hataları (ε) ve standart sapmaları (σ_{CSD}).

Yıl	OSD (")	ε (")	σ_{CSD} (")
2001	959.09	0.01	0.32
2002	959.15	0.02	0.34
2003	959.24	0.01	0.30
2004	959.25	0.01	0.31

2304 ölçümden oluşan CSD veri serisinin kısa dönemli değişimler gösterip göstermediğini görmek için, yarıçapın günlük ortalamaları hesaplandı ve 794 noktadan oluşan bu seriye DCDFT uygulandı. Bu analiz yöntemi, zamana bağlı olarak düzenli verilerin elde edilemediği durumlarda oldukça iyi sonuçlar vermektedir [15] ve zaman ekseni Jülien Gün birimindedir. TUG Astrolab İstasyonunda yapılan Güneş yarıçap ölçümlerinde de Jülen Gün kullanılmakta ve özellikle gözlem sezonları arasında 3 aya varan boşluklar bulunmaktadır. Bu büyük boşluklar, astrolabın kurulu bulunduğu enlemden dolayı Güneş'in yıl içerisinde Şubat ayı başından Kasım ayı ortalarına kadar gözlenebilmesinden kaynaklanmaktadır. Ayrıca, yıl içerisinde meteorolojik nedenlerden dolayı birkaç günü geçmiyen küçük boşluklar da mevcuttur. Bu yüzden analizler 10 ile 300 günlük periyotlara karşılık gelen frekans aralıklarında yapıldı.

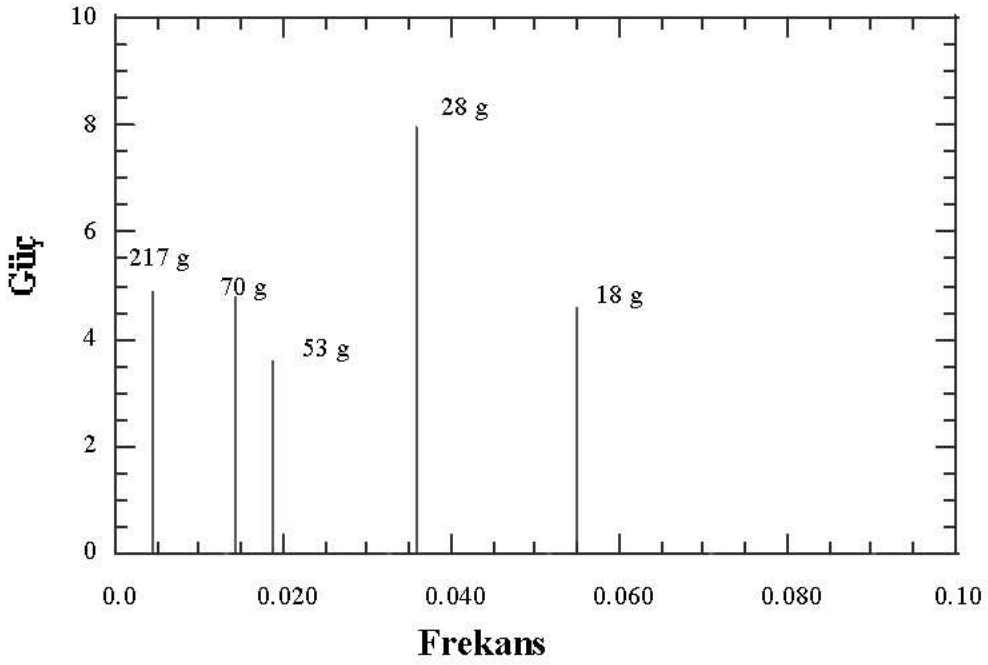
3. Sonuçlar

Güneş yarıçapının günlük ortalama değerlerinden elde edilen veri serisinin analizinden elde edilen güç tayfi Şekil 2'de verilmektedir



Şekil 2. DCDFT güç tayfı ve bu tayftan elde edilen anlamlı periyotlar.

Tayf incelendiğinde güç şiddeti 2'den büyük birkaç periyot görülmektedir. Fakat sadece güç şiddetlerinden bu periyotların anlamlı olup olmadığını söylemek yanıltıcı olabilir. Kullanılan analiz yönteminin Clean Algoritması, güç tayfında şiddet değeri 2'den büyük periyotları dikkate alıp diğerlerini eleyerek verileri yeniden analiz ediyor. Geriye kalanlar için genlik değerlerini kontrol ediyor ve genlikleri hata payının altında kalan periyotları da eliyor. Yöntem, bu ardışık işlemleri tekrarlandıktan sonra kalan 20 periyodu hatalarıyla beraber veriyor ve kullanıcı bunların içinden şiddet ve genliği anlamlı olanları seçiyor.



Şekil 3. Şekil 1'deki güç tayfına uygulanan Clean algoritma sonucu elde edilen anlamlı periyotlar.

Şekil 2'ye Clean algoritma uygulandıktan sonra bulunan anlamlı periyotlar Şekil 3'te ve Tablo 2'de verilmiştir. Tablo 2'de verilen periyotlar güç şiddetleri sırasına göre yazılmıştır. Böylece en büyük güç şiddetine 27.86 günlük periyodun sahip olduğu şekil 3'ten de görülmektedir. Şekil 2'de verilen tayfa bakıldığında güç şiddeti bakımından anlamlı birkaç periyot yer almasına karşın, Clean Algoritma uygulandıktan sonra bu çizgilerin genliklerinin 0.02"'nin altında kaldığı için çoğu anlamlı bulunmamıştır. Yarıçapı etkileyebilecek en

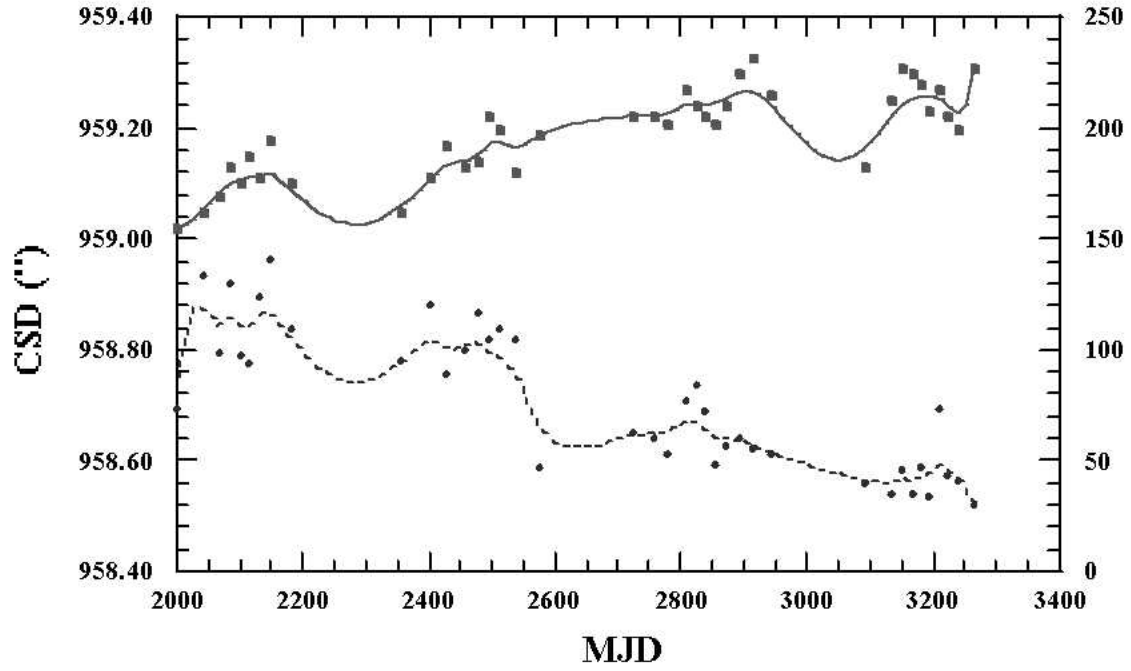
Tablo 2. Clean algoritma uygulandıktan sonra güç şiddeti sırasına göre elde edilen periyotlar, hata oranları, bu periyotlara karşılık gelen genlikler ve hata oranları.

Periyot (Gün)	Genlik (")	Periyot (Gün)	Genlik (")
27.86 ± 0.18	0.04 ± 0.02	18.21 ± 0.11	0.03 ± 0.02
217.39 ± 8.04	0.05 ± 0.02	10.13 ± 0.03	0.03 ± 0.02
69.93 ± 1.49	0.03 ± 0.02	112.36 ± 4.80	0.02 ± 0.02
24.15 ± 0.23	0.02 ± 0.02	53.19 ± 0.94	0.03 ± 0.02

önemli etken olan atmosferik çalkantı etkisi kaldırıldıktan sonra yapılan periyodik analizden elde edilen 28, 217, 70, 53 ve 18 günlük periyotlar oldukça anlamlı bulunurken, güç tayfında kısmen anlam yüklenebilecek 24, 10 ve 112 günlük 3 periyot daha görünmektedir. Bu

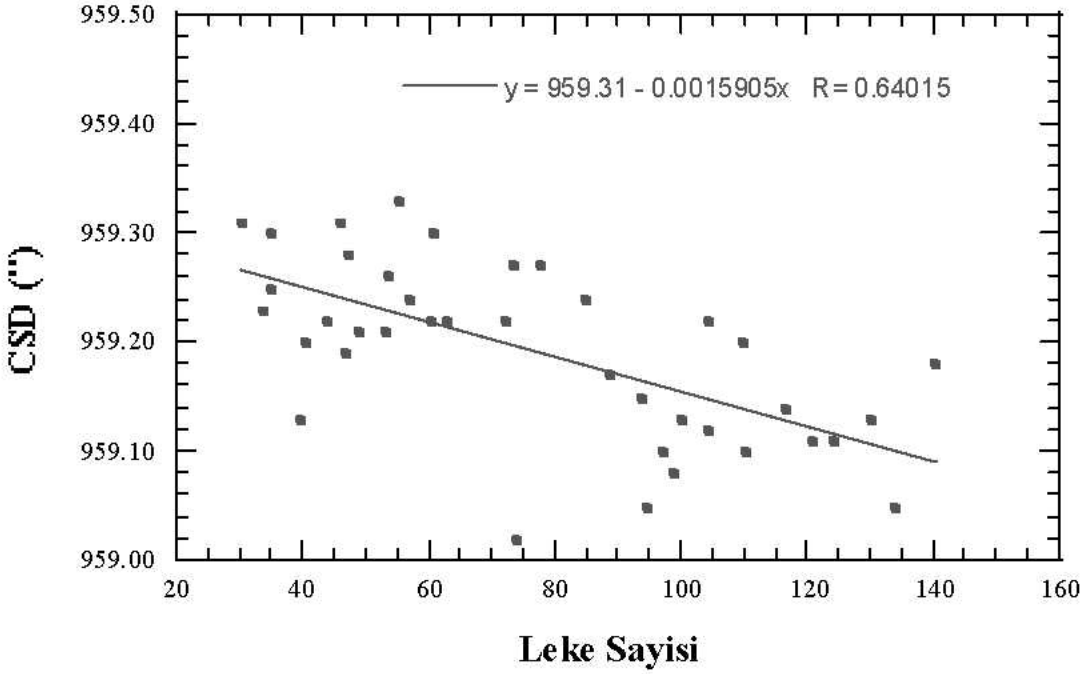
periyotlar kuşkulu görünmekle beraber, tartışma bölümünde literatür değerleriyle karşılaştırılarak anlamlı olup olmadıkları tartışılacaktır.

Uzun dönemde yarıçap değişimini görmek için, veri serisi düzleştirildi ve leke sayıları ile karşılaştırıldı. Bu işlem için Antalya'da ölçülen yarıçap ve Brussel World Data Center for Sunspot Numbers (SIDC)'dan elde edilen leke sayılarının aylık ortalamaları alınarak düzleştirildi ve elde edilen iki seri arasındaki grafiksel trend (Şekil 4) ve çizgisel korelasyon incelendi.



Şekil 4. 2001-2004 yılları arasında Güneş yarıçapı ve leke sayısının Jülien güne bağlı değişimi. Burada MJD=JD-2450000 dir. Sürekli çizgi yarıçap değişimini, noktalı çizgi leke sayısı değişimini temsil etmektedir ve her iki değişken de 60 noktanın ortalaması alınarak düzleştirilmiştir.

Şekil 4'e bakıldığında, gözönüne alınan dönemde Güneş yarıçapı artış yönünde bir trend gösterirken, 23.çevrimin karekteristiğinden dolayı güneş leke sayılarının azalan bir trende sahip olduğu görülmektedir. Daha anlamlı olanı, bu iki parametrenin gösterdiği değişime ilişkin korelasyondur. Yapılan hesaplamada iki parametre arasında 0.64 gibi oldukça iyi kabul edilebilecek negatif bir korelasyon mevcuttur. Tablo 2'deki yıllık ortalama değerler gözönüne alındığında yarıçaptaki değişimin yaklaşık olarak 0.04"/yıl olduğu görülmektedir. Leke çevriminin henüz tamamlanmamış olmasına karşın 4 yıllık yarıçap verileriyle olan ilişkisi gözönüne alındığında, anlamlı bir sonuç ortaya çıkmaktadır. Yarıçap verileri yılın tümüne yayılmamış olsa da verilerin aylık ortalamalar üzerinden düzleştirilmesiyle sezonlar arasındaki veri boşlukları trendi etkilememektedir.



Şekil 5. Yarıçap-Leke sayısı arasındaki korelasyon. Burada R çizgisel korelasyon olup değeri 0.64'tür.

4. Tartışma

Bu çalışmada, TUG Astrolabıyla 2001-2004 yılları arasında ölçülen Güneş yarıçap verilerine atmosferik çalkantı etkisi için düzeltme yapıldıktan sonra günlük ortalama değerler dikkate alındı. Elde edilen veri serisine DCDFT uygulanarak periyodik analiz yapıldı ve ortaya çıkan güç tayfı Şekil 2'de görülmektedir. Bu güç tayfına Foster [15] tarafından geliştirilen Clean algoritma uygulandıktan sonra geriye kalan anlamlı periyotlar Şekil 3 ve Tablo 2'de verilmektedir. Bu periyotlardan en anlamlı görülen 27.86 günlük periyot Moussaoui ve arkadaşlarının çalışmasında [13] elde bulunan periyotla neredeyse aynı (27.70 gün) ve Güneşin dönmesinden kaynaklanabilecek bir periyot olarak yorumlanabilir. 217.39 günlük periyot bir başka anlamlı değer olarak görünürken, 69.93 günlük periyot, Penna ve arkadaşları tarafından 67.50 gün olarak bulunmuştur [4]. 24.15 günlük periyot'un güç şiddeti 4.5 civarında olmasına karşın genlik değeri hata değeri civarında olmasından dolayı tam olarak anlam yüklenememektedir. Bununla beraber bu periyot Penna ve arkadaşları tarafından 24.50 gün ve 0.03" genlikle elde edilmiş [4] ve Güneş'in dönmesiyle ilişkilendirilmektedir. Diğer iki anlamlı çizgi 18.21 ve 10.13 günlük periyotlar olarak görünürken, bu periyotların lekelerin karekteristik yaşam süreleriyle ilişkili olabileceği düşünülebilir. 112.36 günlük periyot zayıf bir genliğe ve şiddete sahip olmasına karşın, Penna ve arkadaşlarının çalışmasında [4] elde edilen 108.00 günlük periyota oldukça yakın görünmektedir. 53.19 günlük periyot Moussaoui ve arkadaşlarının çalışmasında [13] 52.10 gün olarak elde edilirken, Penna ve arkadaşlarının [4] yaptığı çalışmada 49.10 gün olarak elde edilmiş ve bu periyot da leke yaşam süresiyle ilişkilendirilebilinir.

Antalya Astrolabıyla 2001-2004 arasında elde edilen Güneş yarıçapı sonuçları, SIDC tarafından kaydedilen aynı dönemi kapsayan leke çevrimiyle karşılaştırıldı. Şekil 4'den de görüleceği gibi Güneş'in önemli iki değişkeni zıt fazda bir ilişki görülmekte ve 0.64 gibi anlamlı bir korelasyon vermektedir. OCA'da 1978-2003 yıllarını kapsayan astrolabla yapılan yarıçap ölçüm sonuçlarına göre elde edilen korelasyon -0.66 [18] iken, bu değer 1990-2003 yıllarını kapsayan Santiago Astrolab İstasyon'u ölçümlerinde 0.70 civarında [7] ve bu istasyonun yıllık ortalama yarıçap değerlerinin standart sapması 0.50" 'nin üzerindedir. TUG İstasyonunda standart sapmalar 0.30-0.35" aralığında iken, OCA'da 0.40" civarında olduğu görülmektedir. Üstelik OCA ve TUG birbirine çok benzer sistemler kullanırken [5] Santiago İstasyonu'nun sistemi bunlardan farklıdır ve gözlemler görsel olarak yapıldığı için sonuçlar gözlemci hatasını da barındırmaktadır [4]. Bu bağlamda OCA ve TUG'un benzer aletleri kullanmalarından dolayı sonuçlarının birbiriyle olan uyumu, yarıçap-leke çevrimi arasındaki faz ilişkisi bakımından önem kazanmaktadır.

Kaynaklar

[1] Laclare, F., Delmas, C., Coin, J.P., Irbah, A. (1996), "Measurements and Variations of the Solar Diameter", *Solar Phys.*, 166, 211-229.

[2] Pap, J. Rozelot, J. P., Godier, S., Varadi, F. (2001), "On the relation between total irradiance and radius variations", *A&A*, 372, 1005-1018.

[3] Rozelot, J. P.; Lefebvre, S., Pireaux, S.; Ajabshirizadeh, A. (2004), "Are Non-Magnetic Mechanisms Such As Temporal Solar Diameter Variations Conceivable for an Irradiance Variability?", *Solar Phys.*, 224, 229-235.

[4] Penna, J. L., Jilinski, E. G., Andrei, A. H., Puliaev, S. P., Reis Neto, E. (2002), "CCD astrolabe solar diameter measurements in 1999-2000", *A&A*, 384-650-653.

[5] Andrei, A. H., Boscardin, S. C., Chollet, F., Delmas, C., Golbasi, O., Jilinski, E. G., Kiliç, H., Laclare, F., Morand, F., Penna, J. L., Reis Neto, E. (2004), "Comparison of CCD astrolabe multi-site solar diameter observations", *A&A*, 427, 717-723.

[6] Kilic, H., Golbasi, O., Chollet, F. (2005), "Measurements of the Solar Radius in Antalya between 2001-2003", *Solar Phys.*, 229, 5-12.

[7] Noël, F. (2004), "Solar cycle dependence of the apparent radius of the Sun", *A&A*, 413, 725-732.

[8] Selhorst, C. L., Silva, A. V. R., Costa, J. E. R. (2004), "Radius variations over a solar cycle", *A&A*, 420, 117-1121.

[9] Kuhn, J. R., Bush, R. I. Emilio, M., Scherrer, P. H. (2004), "On the Constancy of the Solar Diameter. II.", *Astrophysics J.*, 613, 1241-1252.

[10] Irbah, A., Laclare, F., Borgnino, J., Merlin, G. (1994), "Solar diameter measurements with Calern Observatory astrolabe and atmospheric turbulence effects", *Solar Phys.*, 149, 213-230.

[11] Reis Neto, E., Andrei, A. H., Penna, J. L., Jilinski, E. G., Puliaev, S. P. (2003), "Observed Variations of the Solar Diameter in 1998/2000", *Solar Phys.*, 212, 7-21.

[12] Gavryusev, V., Gavryuseva, E., Delache, P., Laclare, F. (1994), "Periodicities in solar radius measurements", *A&A*, 286, 305-308.

[13] Moussaoui, R., Irbah, A., Fossat, E., Borgnino, J., Laclare, F., Delmas, C., Schmider, F. X. (2001), "Spectral analysis of solar diameter measurements recorded at Calern Observatory astrolabe during two solar cycles", *A&A*, 374, 1100-1107.

[14] Ferraz-Mello, S. (1981), "Estimation of Periods from Unequally Spaced Observations", *Astronomical J.*, 86, 619.

[15] Foster, Grant. (1995), "The cleanest Fourier spectrum", *Astronomical J.,* 109, 1889-1902.

[16] Golbasi, O., Chollet, F., Kiliç, H., Sinceac, V., Aslan, Z., Sozen, E. (2001), "Solar radius determinations obtained with the CCD astrolabe at TUBITAK National Observatory", *A&A*, 368, 1077-1082.

[17] Rocca, A., Roddier, F., Vernin, J. (1974), "Detection of atmospheric turbulent layers by spatiotemporal and spatioangular correlation measurements of stellar-light scintillation", *JOSA*, 64, 1000.

[18] Delmas, C., Morand, F., Laclare, F., Irbah, A., Thuillier, G., Bourget, P. (2006), "Ground solar radius survey in view of microsatellite missions", *AdSpR,* 37, 1564-1568.

TÜRKİYE'NİN METEORİT ÇARPMA KRATERLERİ ENVANTERİ ÇALIŞMALARI

Özlem KOCAHAN[1], Ebru ŞENGÜL[2], Mehmet Emin ÖZEL[1]

Özet

Gezegen oluşumunun son evresinde, gezegen yüzeylerinin son görünüşünün belirlenmesinde krater oluşumunun önemli rol oynadığı kabul edilmektedir [1]. Gezegen yüzeylerinde ve Dünyada uzun yıllardır sürdürülmekte olan meteorit ve çarpma kraterlerini araştırma ve inceleme çalışmaları ülkemizde çok az ele alınmıştır. Bu nedenle, ülkemizde bulunan çarpma kraterleri adayları belirlenmesine yönelik bir proje başlatılmıştır. Bu sunumda "Türkiye'nin Meteorit Çarpma Kraterleri Envanteri: Kraterlerin Morfolojik Özellikleri ve Uydu Görüntüleriyle Bulunması" projesinin şimdiye kadarki çalışmaları özetlenecektir. Ayrıca, yeryüzü görüntüleme uydularının verilerinde çarpma krateri adaylarını otomatik olarak buldurmak amacıyla geliştirilen Hough Dönüşümünü kullanan bir algoritma üzerinde de çalışmalar devam etmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Meteorlar, Türkiye meteor kraterleri*

Abstract

Interplanetary space is populated with large numbers of small bodies known as meteorites. Their orbits can intersect those of planets and moons. Therefore, individual impacts appear on the surfaces of planetary bodies. They are called impact craters. While impacting meteorites are useful to determine the early solar system processes, resultant impact craters are useful to determine the ages of the surfaces and related erosional effects on the body [1]. In this context, this contribution addresses: the recent activities within the TUBITAK-supported project "Meteorite Impact Crater Inventory of Turkey including (1) in-situ visits to some of the candidate structures already identified and, (2) advances in the development of an automatic recognition program for such structures in the satellite images., using a Hugh transformation. Results will be summarized.

Key words: *Meteorites, impact craters in Turkey*

1. Giriş

Güneş sistemimizde gezegenler ve uyduların dışında, bunlar arasında (gezegenlerarası ortamda) dolaşan ve asteroit, meteor veya göktaşı gibi isimlerle anılan irili ufaklı gök cisimleri bulunmaktadır. Bunların güneş çevresindeki yörüngeleri diğer gezegen ve cisimlerin yörüngeleriyle kesiştiklerinde, oluşan çarpışmalar sonucu gezegen ve ayların yüzeylerinde, çarpan cismin büyüklüğü, hızı, çarpma açısı ve gezegenin yüzey yapısına bağlı olarak, bir **çarpma krateri** oluştururlar [1].

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100 Çanakkale, 0 286 2180018, okocahan@comu.edu.tr, m.e.ozel@comu.edu.tr*

[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Jeofizik Mühendisliği Bölümü, 17100, Çanakkale, 0 286 218008, ebrusengul@comu.edu.tr*

Çarpma kraterleri, güneş sistemindeki neredeyse bütün gezegen, uydu ve diğer asteroitlerin yüzeyini etkileyen önemli bir oluşumdur [2]. Dünya yüzeyinde, oldukça büyük meteoritlerin çarpmaları sonucu oluştuğu bilinen, yaklaşık 130 kadar, morfolojileri ve büyüklükleri farklı büyük boy çarpma krateri bulunmaktadır [3].

Dünyada uzunca bir süredir sürdürülmekte olan meteorit ve çarpma krateri araştırma ve incelemeleri ülkemizde çok az ele alınmıştır. Ülkemiz gibi geniş alanların bu türden araştırmalarında, son yıllarda uzaktan algılama uydularının görüntüleri yeni ufuklar açmış ve bu tür yapıların belirlenmesini oldukça kolaylaştırmıştır [4]. Bu nedenle, bu çalışmada, uzaktan algılama teknikleriyle uydu görüntüleri analiz edilerek, tüm Türkiye'de bulunan çarpma krateri adayları belirlenmekte ve yerinde incelemelerle denetlenmektedir Bu dönemde, bazı yeni krater adayları yanında, daha önceki çalışmalarda [4, 5, 6] yerleri belirlenmiş aday kraterlerden bazıları da daha yakından incelemeye alınmıştır.

Bu doğrultuda, ilk elde

(A) Türkiye uydu görüntülerinde görsel yöntemlerle belirlenebilen adayların yerinde incelenmesi ,

(B) Varolan tarihsel ve diğer kayıtlar ışığında belirlenen bazı meteor ve krater adaylarının incelenmesi planlanmıştır. Bu ikinci grup adaylara arasında şunlar bulunmaktadır:

i – 26 Haziran 2001 tarihinde basına ve kayıtlara geçen Antalya'daki meteorit olayı, Ağustos 2004 tarihli Manisa'da ve Edremit'te görülen meteorit olayları ve Temmuz 2004 tarihinde İzmir–Alaçatı'da olan olaydaki gibi, meteorit olması ihtimali olan, ama iyi tanımlanamamış bazı taşıl yapıların analizleri ve tarihlendirmesi ile ilgili bulguların derlenmesi [7],

ii - Tarihsel kaynaklarda geçen (a) Çanakkale – Gelibolu (b) Efes – Artemis Mabedi (c) İzmir – Birgi meteoridi başta olmak üzere, ülkemizdeki meteorit/çarpma krateri olayları ile ilgili bilgilerin derlenmesi ve olası yerlerinin belirlenmesi [8],

iii - Diğer tarihsel ve yerel kaynaklardan elde edilecek bilgilerin derlenmesi ve takibi. Ayrıca,

(C) Yakın tarihte veya bu çalışma sırasında ortaya çıkacak meteorit/çarpma krateri adayları ve olayları ile ilgili bilgilerin derlenmesi, olası yerlerinin belirlenmesi, incelenmesi ve kataloglanması,

(D) Kraterlerin ve bulundukları bölgelerin morfolojik-jeolojik yapılarının incelenmesi, bu bölgeler ait uydu görüntülerinin işlenmesi ve diğer veriler de göz önünde bulundurularak çarpma kraterlerinin özelliklerinin belirlenmesi, yerinde inceleme yapılması,

(E) Çalışmalarına başlanan bir 'otomatik krater belirleme' bilgisayar programı hazırlıklarının geliştirilmesi (ve, giderek, elde edilecek adayların incelenmesi),

(F) Derlenen bütün veriler kullanılarak oluşturulacak envanterin bilgisayar ortamında bir veri tabanının oluşturulması,

hedeflenmiştir.

2. Çarpma Krateri Adayları ve İnceleme Çalışmaları

Aşağıda listesi verilen çarpma krateri adaylarından X ile işaretlenenler ile ilgili ilk arazi inceleme çalışmaları 16–17 Haziran 2005 ve 15 – 20 Ağustos 2005 tarihleri arasında gerçekleştirilmiştir.

Bu liste, Dağcı (1997) ve Özel ve ark. (1998) tarafından yapılan çalışmalarda Türkiye'de bulunması muhtemel kraterler yine uzaktan algılama yöntemleriyle oluşturulmuş, bu yöndeki ilk bulgular o zaman yürütülen TUBITAK Tez Destek projesi yöneticisi ve danışmanlarının da katıldığı bazı yazılarda özetlenmiştir [4-8]. 1, 2, 3, 5, 6 ve 9 numaralı adaylar için arazi çalışmaları Dağcı ve Özel (1997) tarafından gerçekleştirilmiştir. Bu listede yer alan Darende (Malatya) aday çarpma krateri ile yine harita çalışmalarında ve basın

haberlerinde belirlenen Doğubeyazıt (Ağrı) aday çarpma kraterinin incelenmesi, 15 – 20 Ağustos 2005 tarihlerinde proje gezisi sırasında gerçekleştirilmiştir. Ayrıca, Develi Belediyesi (Kayseri) ile işbirliği halinde 16–17 Haziran tarihlerinde, Develi İlçesinin 40 km kadar doğusunda, Kale Köyü sınırları içinde yer alan ve Evren Çukuru olarak bilinen yapı için de ayrı bir arazi çalışması yapılmıştır.

Tablo 1. Aday çarpma kraterleri listesi

	Aday yapının adı	**Yeri**	**Çapı**	
1	Yunak1-Yeşilyayla	Konya-Yunak	450 m	
2	Yunak2-Akpinar	Konya-Yunak	~660 m	
3	Yunak3	Konya-Yunak	~2 km	
4	Kartal Çukuru	Malatya-Darende	270 m	X
5	Apa-Tahtalı	Konya-Meram	270 m	
6	Eber	Afyon-Bolvadin	180 m	
7	Karkışla	Antalya	~3,5 km	
8	Çaltepe	Antalya	~20 km	
9	Meyil-Çıralı	Konya-Karapınar	çoklu yapı	
10	Doğubayazıt-Meteor Çukuru	Ağrı-Doğubayazıt	~30 m	X
11	Kaleköy-Evren Çukuru	Kayseri-Develi	~ 80 m	X
12	Konya Ovası Krateri	Konya	~ 40 km	

I. Kartal Çukuru İncelemesi (Malatya)

Darende ilçesinin 40 km kuzey-doğusunda, Akbaba köyü yakınlarında bulunan "Kartal Çukuru" adlı yapı üzerinde, proje ekibimize ek olarak, İnönü Üniversitesinden jeolog Yrd. Doç.Dr. Ayten ÖNAL ve Darende Tapu ve Kadastro Müdürlüğü'nden harita mühendisi Caner KAYALI'dan oluşan ekibimiz yerinde incelemelerde bulunmuştur. 19.08.2005 tarihinde gerçekleştirilen bu çalışmada, yapının çevresinde farklı noktalarda, ilçe Tapu ve Kadastro Müdürlüğü'nden temin edilen GPS aleti ile koordinat ölçümleri yapılmış ve çevreden ve Kartal Çukuru'nun içinden çeşitli kayaç örnekleri toplanmıştır.

Yerinde yapılan ölçümlerde, çukur çapı $2R = 270 \pm 5$ metre ve derinliği $h = 30 \pm 2$ metre olarak ölçülmüştür. MTA'nın 2002 yılı 1/500.000 ölçekli jeoloji haritasında, Akbaba - Çalıdağ bölgesinin Jura-Tebeşir (Kretase - Createse) dönemine uzanan yaşlı Neritik (sığ denizel) kireçtaşından oluştuğu belirtilmektedir. Çukurun iç kenarlarında yüzeylenen kireçtaşının oldukça kırıklı olduğu görülmektedir ve gözlemlenebilen kırıkların dışında mikro-kırıkların da bulunma olasılığı vardır. Bu çukurun ne zaman oluştuğu konusu henüz yanıtlanamamıştır. Çalışmanın ileri aşamalarında kullanılmak üzere örnekler alınmış, bölgenin fotoğrafları çekilmiş ve kısa bir video çekimi yapılmıştır.

II. Doğubayazıt Meteor Çukuru İncelemesi (Ağrı)

Turistik ve diğer haritalarda da adı geçen Ağrı-Doğubayazıt "Meteor Çukuru", Doğubayazıt kentinin yaklaşık 30 km güney-doğusunda ve Türkiye-İran arasındaki Gürbulak Sınır Kapısı yakınlarında yer almaktadır. Çalışma ekibimizin yerel görevliler ve bir jeoloji mühendisi ile birlikte bölgeye yaptığı ön inceleme gezisinde öncelikle Meteor Çukuru'nun çeşitli noktalarında ilçe Tapu ve Kadastro Müdürlüğü'nden temin edilen GPS aleti ile koordinat ölçümleri gerçekleştirilmiştir. Çevreden el örnekleri toplanmış, video ve fotoğraf çekimi yapılmıştır. Ayrıca Meteor Çukuru yakınlarında bulunan jandarma karakolu personelinden çevreyle ilgili ek bilgiler alınmıştır. 1/500.000 ölçekli MTA jeoloji haritalarına bakıldığında bölgenin jeolojik olarak volkaniklerden oluştuğu görülmektedir. Ayrıca gözlemler Meteor Çukurunun bazaltik bir yapının içinde oluştuğu göstermektedir.

Meteor Çukuru yanında kaynağı belirtilmeyen yazılı bulunan bilgilendirme tabelasında: *"1892 yılının Eylül ayında bir göktaşı Türkiye'nin doğusundaki Gürbulak Sınır Kapısı'nın 2 km kuzeyinde bulunan Bozalt yaylasına [buraya] düşmüştür. Göktaşı büyük bir kor halinde kilometrelerce uzaktan duyulan bir ses çıkartarak kayaları yarmıştır. İşte bu göktaşının oluşturduğu silindir şeklindeki çukurun çapı 35 metre, derinliği 60 metredir. ...Ne yazık ki geçen zaman içinde çukur çamur ve toprakla dolmuştur... Çarpan meteor toprak yığınının altındadır"* bilgisi verilmektedir. Gerçekten de geçen zaman içinde rüzgâr, yağmur gibi doğal nedenlerle güncel toprak örtüsünün çukuru doldurduğu görülmektedir. Çukurun derinliğinin şu anda 30 metre civarında olduğu tespit edilmiştir. Ayrıca, çukurun bulunduğu bölge, daha yüksekçe (30m) fakat kratere uzak (200m) bir tepe yamacından incelenmiş ve çukurun etrafında simetrik olarak iki sıra yay oluşturduğu intibaını veren yükseltiler/tepecikler tespit edilmiştir. Ancak, bu tepeciklerin aday yapıyla ilişkileri olup olmadığı henüz belirsizdir. Yöre halkıyla bu konuda yapılan görüşmelerde ise "meteorun çukurun dibinde yatmakta" olduğu "iddiası" vardır. Ancak, bu bilgiler ve tabeladaki tarihlendirmeleri kanıtlamak ve bunlar arasında tutarlılık sağlamak şimdilik olanaksız görünmektedir. Bu olayın belirtilen tarihlerde İstanbul basınında yer alıp almadığının incelenmesi yararlı olabilir. Bu konuda gerekli eski yazı uzmanlığı ve 1890 yıllarına ait gazete koleksiyonlarının temini gibi kolay görünmeyen engeller söz konusudur. Bu yöndeki çalışmalara önümüzdeki dönemde sürdürülecektir.

Yapılan diğer bir incelemede, elde edilen bulguların literatür ile uyumluluğu araştırılmış ve Doğubayazıt Meteor Çukuru hakkındaki bir teknik yayına göre[9]; çukurun silindir şekli, çevresinde hiçbir kabarma meydana gelmemiş olması, çökmeyi gösteren yatay çatlakların bulunması, çukurun tabanının duvarların altına doğru girinti yapması, sıkıştırma sonucu gelişmiş hiçbir yapı bulundurmayışı, çukurun meteor çarpma çukuru olmayıp çökme çukuru olduğu sonucuna varılmıştır. Aynı çalışmada, Doğubeyazıt meteor çukuru adayının blok bazalt lavı içinde geliştiği ve dolayısıyla lav tünelinin çökmesiyle oluştuğu görüşü ağırlık kazanmıştır. Bu çalışmanın gerçekleştirildiği dönemden bu zamana kadar çukurun önemli bir kısmı dolmuş olmasına rağmen, bahsedilen belirtilerin hepsi yapılan arazi incelememizde tarafımızdan da gözlemlenmiştir. Bulgularımız Arpat ve Güner'in yorumlarına destek vermekte, bu çukurun bir çökme sonucu oluşmuş olması olasılığını güçlendirmektedir.

III. Develi - Evren Çukuru İncelemesi (Kayseri)

1/25.000'lik Türkiye topografik haritalarında "Evren Çukuru" olarak bilinen yapı da Develi Belediyesi tarafından grubumuza iletilmiş ve (program dışı olarak) 16–17 Haziran 2005 tarihinde yapılan bir gezide incelenmiştir. Çukurun en üst dış çapı 80 m; derinliği 60 m, çevresi 250 m, kapladığı üst yüzey alanı ~ 5.000 m^2 ve düzgün kesik-koni yapısındaki hacmi 300.000 m^3'dür. Bu ilk veriler ve Evren Çukuru'nun fotoğrafları dikkate alındığında, yapının aday bir meteor krateri olarak incelemesi uygun bulunmuştur. Bu yöndeki çalışmalara yöreye ait 2000 yılı LANDSAT- ETM görüntüleri (15–30 m çözümlemeli) ve diğer incelenmelerle devam edilmektedir. İlk değerlendirmeler bölgenin genel jeolojik yapısı ve krater adayının morfolojisinin incelenmesine ilişkindir. Çalışmanın ileriki aşamalarında kullanılmak üzere bölgede video ve fotoğraf çekimleri yapılmış ve çevreden ve çukurun içinden çeşitli el örnekleri toplanmıştır.

2006 yılı içinde, Belediye'nin de katkıları ile, çukurun tabanından derine bir kesit alımı ve elde edilecek kesitin incelenmesi planlanmaktadır.

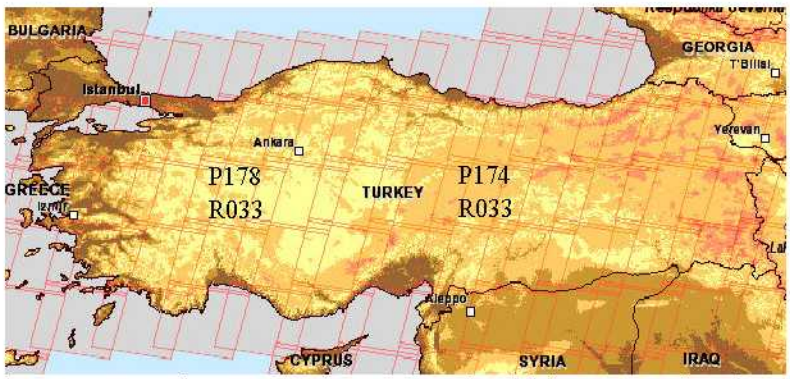
3. Uzaktan Algılama Çalışmaları

Özellikle Türkiye gibi büyük ülkelerde, yeryüzünde aranacak geniş ölçekli yapıların tespiti ve incelenmesinde yüzeyin yukarıdan uçak ya da uydularla uzaktan algılama amaçlı çok renkli ve sayısal görüntüleri büyük kolaylıklar sağlamaktadır.

3.1 Türkiye Görüntü Arşivi

Bu çalışma için, uzaktan algılama çalışmalarına başlamadan önce, bir "Türkiye Uydu Görüntüleri - TUG Arşivi" oluşturulmuştur. Türkiye, Landsat ETM+ uydusunun geçiş yörüngesine göre eşit genişlikte 3 yatay kuşağa ayrılmıştır (Güney / Akdeniz; Orta / Anadolu; Kuzey / Karadeniz) (Şekil 1). Bu kuşaklar üzerinde bulunan, Landsat ETM+ uydusunun geçiş yörüngesinin sıra ve sütun numaralarına göre 182–169 arası sütunları ve 41–35 arası sıralar ülkemizi tümüyle kaplamaktadır. Genellikle 2000–2001 yıllarına ait (bütün Türkiye'yi kapsayan) 54 adet Landsat ETM+ görüntüleri internet üzerinden indirilmiş ve 8 DVD'de arşivlenmiştir. (Ayrıca, aday çarpma kraterlerinin bulundukları bölgeler için, şu anda devam etmekte olan TÜBİTAK projesiyle daha yüksek çözünürlüklü görüntüler alınması planlanmıştır.)

Son bir gelişme, internet ortamında genel kullanıma açılan Google Earth ve Earth Globe gibi yeni sitelerdir. Nitekim bu sitelerin sağladığı görüntüleme ve görüntüler üzerinde dolanım olanaklarının denenmesi sırasında Orta Anadolu'da yeni bir krater adayı belirlenmiş ve incelenecek adaylar listemize eklenmiştir.



Şekil 1. *Landsat ETM+ uydusunun Türkiye üzerinde aldığı görüntü karelerinin konumu ve sınırları (Şekil üzerinde örnek olarak iki görüntünün satır ve sütun numaraları verilmiştir.)*

3.2 Görüntü İşleme Çalışmaları

Uzaktan algılama ile krater bulma çalışmalarında pek çok farklı yöntemle görüntü işleme yapmak mümkündür. Uydu verilerinde krater adaylarını otomatik olarak buldurmak amacıyla farklı algoritmalar geliştirilmiş ve kullanılmıştır. Bir çok çalışmada [10-15] görüntülerdeki dairesel ve benzeri yapıları otomatik olarak buldurmak için matematiksel Hough Dönüşümü (HD) kullanılmaktadır. Ancak bu dönüşümü özellikle büyük boyutlu ve çok sayıdaki görüntülerde kullanmak için bazı ek görüntü işleme teknikleri kullanmak gerekmektedir [16].

3.3 Görüntülerde Otomatik Krater Bulma Çalışmaları

Çalışmanın bu bölümünde, krater benzeri yapıları uydu verilerinden otomatik buldurmak amacıyla MATLAB yazılımı aracılığı ile bazı örnek görüntüler üzerinde Hough Dönüşüm – HD tekniği denenmiştir. Çok belirgin yapıların bulunmasına karşılık, hala algoritma üzerinde bazı optimizasyonlar gerekmektedir. (Bu konudaki çalışmalar ile ilgili ayrıntılar Ek-1'de verilmiştir).

4. Sonuç

Projenin sonuç hedefi olan 'Internet ortamında sayısal Türkiye Çarpma Krateri Envanteri' için gerekli hazırlıklar devam etmektedir. 2006 yaz aylarında yapılacak incelemelerle bu listedeki adayların büyük çoğunluğu incelenmiş olacaktır. Otomatik krater adayları belirlenmesi programının sonuçları ile elde edilecek adayların da incelenmesi ve değerlendirilmesi ile laboratuar çalışmaları tamamlanacaktır.

Kaynaklar

[1] Melosh, H.J. and Ivanov, B.A., (1999), "Impact Crater Collapse", Annu. Rev. Earth Planet. Sci., 27:385-415.

[2] Melosh, H.J, Beyer, R.A., (2004), "Earth Impact Effects Program", http://www.lpl.arizona.edu/impacteffects/

[3] McSween, H.Y., (1999), "*Meteorites and Their Parent Planets*" Second Edition, Cambridge University Pres, UK.

[4] Dağcı, M., (1997), "*Türkiye'de Meteorit Kraterlerinin Landsat Uydu Görüntülerinde Aranması*", Yüksek Lisans Tezi, İzmir.

[5] Özel, M.E., 1997, "Türkiye'de Meteorit Krateri Var mı? (1)", Cumhuriyet Bilim Teknik, 530, 9.

[6] Özel, M.E. ve ark., (1998), "Türkiye'de Meteorit Krateri Var mı? (2)", Cumhuriyet Bilim Teknik, 584, 12.

[7] Özel, M.E., 2004, Özel Görüşme.

[8] Budding, E. ve ark, (2003), "Ancients Craters of Anatolia", Archaeo – Physics Symposium, ÇOMÜ, Çanakkale.

[9] Arpat E. ve Güner Y., (1976), "Göktaşı Çukuru mu? Çökme Çukuru mu?", Yeryuvarı ve İnsan, I–1, 12

[10] Marchetti, P.G., (2002), "*Automatic Recognition of Crater Like Structures*", European Space Agency Contract Report, Rome.

[11] Bruzzone, L., Lizzi, L., Marchetti, P.G., Earl, J., Milnes, M., 2004, (2004), "Recognıtıon and Detectıon of Impact Craters From Eo Products", Proc. of the ESA-EUSC Conference on Theory and Applications of Knowledge driven Image Information Mining, with focus on Earth Observation, Noordwijk, The Netherlands:European Space Agency (ESA). Vol. 553, http://earth.esa.int/rtd/Events/ESA-EUSC_2004/.

[12] Sawabe, Y., Matsunaga, T., Rokugawa, S., (2005), "Automated detection and classi.cation of lunar craters using multiple approaches", Advances in Space Research, in pres.

[13] Llad´os, J., (2003), "*The Hough Transform as a Tool for Image Analysis*" Computer Vision Center - Dept. Inform`atica. Universitat Aut`onoma de Barcelona, Computer Vision Master.

[14] Burghardt, T., (2003), "Circle Detection in Images Using classic Sobel Filter and Hough Transformation", *Master of Science Course in Global Computing and Multimedia*, University of Bristol.

[15] Chen, T.C. ve Chung, K.L., (2001), "An Efficient Randomized Algorithm for Detecting Circles", Computer Vision and Image Understanding 83, 172–191.

[16] Gonzales, R.C., Woods, R.E., Eddins, S.L., (2004), "*Digital Image Processing using MATLAB*", Marcia Horton, USA, Published by Prentice Hall.

EK-1

Görüntü üzerinde yaylar, yay parçaları ve dairesel yapılar bulma amaçlı olarak Dairesel Hough Dönüşümü(Circle Hough Transform , CHT)'nin tanımı ve kullanılması

Hough Dönüşümü, fotoğraflardaki çizgileri tanımlamak için 1962 yılında Paul Hough tarafından geliştirilmiştir. Bu yaklaşımda, her çizgi kendi parametreleriyle tanımlanır ve çizgileri arama 'parametre uzayı' denen matematiksel yapı içinde gerçekleştirilir [11]. Duda ve Hart, ilk kez 1972 yılında fotoğrafta çember yapıları bulmak için HD kullanmışlardır. Çembere ait (x;y) noktaları, çemberin merkez koordinatları (a;b) ve yarıçapı r ise, (1) denklemini sağlarlar [13]:

$$(x - a)^2 + (y - b)^2 = r^2 \qquad \textbf{(1)}$$

Bu durumda çemberin kutupsal koordinatları (r, θ) düzlemindeki parametrik gösterimi (2) denklemi ile verilir.

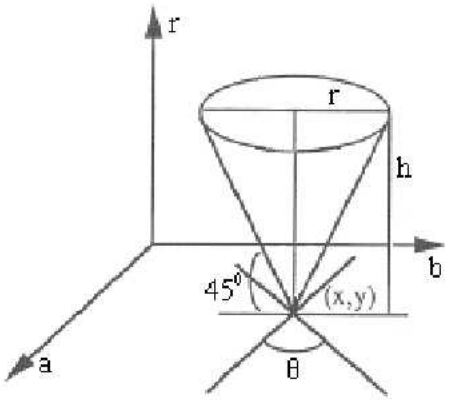
$$\Gamma(x, y): \begin{cases} x = a + r\cos\theta \\ y = b + r\sin\theta \end{cases} \qquad \theta \in (0, 2\pi] \qquad \textbf{(2)}$$

Böylece bir görüntüdeki çembersel yapı, verilen a, b ve r parametreleriyle tümüyle tanımlanabilir. (a,b,r) parametrelerine karşılık gelen bir nokta, 3 boyutlu parametre uzayında tanımlanmış olur. HD' de, her (x,y) noktası, aşağıdaki (denklem 3) gösterime uygun olarak, bir koni yüzeyinde bulunacaktır [13].

$$H(a, b, r): \begin{cases} a = x - r\cos\theta \\ b = y - r\sin\theta \end{cases} \qquad \theta \in (0, 2\pi] \qquad \textbf{(3)}$$

Görüntüde, bu dönüşümle bir çemberi tanımlayabilmek için, denklem 3'e göre merkezin koordinatlarını (C(a,b)) ve yarıçapını r bulmamız gerekir. Eğer r'nin alabileceği değerleri belirli aralıklarda tanımlarsak (örneğin 5 piksel- 30 piksel aralığı gibi), bulunması gereken sadece merkezin (a, b) koordinatları kalır. Ancak HD' de her resim elemanı bir koni gibi tanımlanabileceği için, bu koninin yüksekliği h ve yatayla yaptığı açı α değişken olarak karşımıza çıkar. Bu durumda eğer baştan koninin yatayla yaptığı açının $\alpha = 45^0$ olduğunu kabul edersek, çemberin yarıçapı ile koninin yüksekliği eşit olur. Dolayısıyla elimizde yine (a, b, r) değişkenleri kalır (Şekil A-.1).

HD ile birçok değişkenle ve çok boyutta eğri bulmada hesaplama, bilgisayarın kapasitesine göre değişmekle birlikte, karışık ve zaman alıcı bir iştir. Çember bulma işlemindeki (a, b, r) değişkenleri, üç boyutlu parametre uzayını tanımlarlar ve değişme aralıkları görüntü ve piksel boyutlarına bağlıdır. Dolayısıyla pratik bir çözüme ulaşmak ve algoritmayı hızlandırmak amacıyla ek işlemler uygulamak gerekmektedir. Uydu görüntüleri üzerinde komşuluk-farkı-eğimi (gradyan) uygulanırsa problemimiz iki boyuta indirgenmiş olur. Teorik çalışmalar görüntü üzerinde gradyan uygulamanın bu problemi iki boyuta düşürdüğünü göstermektedir [10].

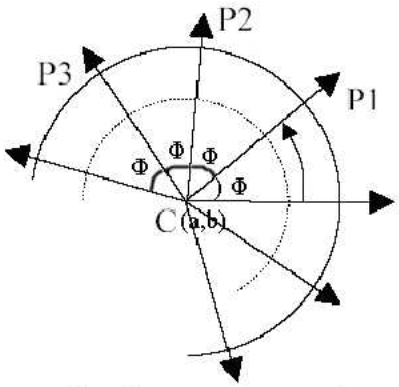


Şekil A-1. *Parametre uzayında Hough Dönüşümü amaçlı koninin gösterimi*

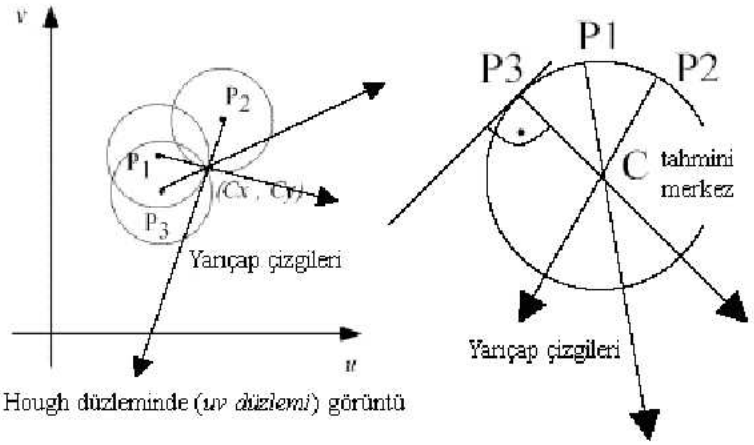
Görüntüde bir noktadan gradyan almak için, kenar bulma filtreleri (Sobel Filtresi, Roberts Filtresi ya da her ikisi birden) kullanılabilir. Bu filtreler uygulandığında, görüntüde sadece kenarları oluşturan görüntü elemanları (gör-em/piksel) kalmış olur. Görüntüde kalan bu piksellerin her biri bir çember üzerinde bir nokta olabilir [16].

Eğer görüntü NxM pikselden oluşuyor ve hedef yarıçap da r_{max} ile r_{min} arasında değişiyor ise, NxMx$\left| r_{max} - r_{min} \right|$ boyutunda parametre uzayımız var demektir. Bu durumda çemberin merkezini bulmada en fazla bir piksellik hata oluşacaktır (görüntünün en küçük elemanı 1 piksel genişliğinde olduğuna göre bu hata, aynı zamanda ulaşılabilecek en düşük hatadır) [10].

Görüntüdeki her piksel bir merkez olabileceğine göre, bu merkezden (her noktadan) her yönde r uzaklıktaki noktaları bulmamız gerekir (Şekil A-.2). Merkezden r uzaklıkta her yönde (örneğin aralarında Φ kadar açı olacak şekilde) çizilen doğrular, gradyana sahip herhangi bir P noktasıyla çakışırsa ve bu P noktalarının sayısı ne kadar çok ise o kadar iyi bir çember elde ederiz. Bunun tam tersi de mümkündür. Görüntüdeki her piksel bir çember üzerinde olabileceğine göre her P noktasından Φ kadar açı farkı ile her yönde bir doğru çizilirse ve bu doğrulardan bazıları r uzaklıkta çakışırsa bu çakışma noktası çemberin merkezidir (Şekil A-3) [14].



Şekil A-2. *Çembersel yapının merkeziden yarıçap uzunluğu kadar uzaklıktaki noktaların belirlenmesi gösterilmektedir. (C) merkezinden Φ kadar açıyla ve farklı yönlerde çizilen doğrular r kadar uzaklıkta görüntüdeki noktalar ile çakaşırsa ve bu noktalar ne kadar çok ise o kadar belirgin bir çember elde edilmiş olur [14].*



Şekil A-3. *Hough uzayında, Denklem 3'de verilen bağıntıya göre çizilen doğruların çakışma noktası görüntüdeki çembersel yapıların merkezini oluşturduğu gösterilmektedir [14].*

Çemberin merkez koordinatları **(a, b)** ve yarıçap **r**, Şekil A-3.(a)'da gösterilen P_i **(x_i, y_i)** noktalarına göre çözülebilir. $(x - a)^2 + (y - b)^2 = r^2$ denklemi yeniden düzenlenirse [15]:

$$x^2 - 2xa + a^2 + y^2 - 2yb + b^2 = r^2$$
$$x^2 + y^2 = 2xa + 2yb + d \qquad (4)$$

elde edilir. Bu denklemde $(r^2 - a^2 - b^2)$ yerine ***d*** yazılmıştır. 3 ayrı P noktası için, denklem 4'e göre aşağıdaki ifadeler yazılabilir:

$$2x_1a + 2y_1b + d = x_1^2 + y_1^2$$
$$2x_2a + 2y_2b + d = x_2^2 + y_2^2 \qquad (5)$$
$$2x_3a + 2y_3b + d = x_3^2 + y_3^2$$

Bu ifadeler birlikte değerlendirilerek çözüldüğünde: merkez koordinatları (a, b) için, aşağıdaki denklemleri bulunur;

$$a = \frac{\begin{vmatrix} x_2^2 + y_2^2 - (x_1^2 + y_1^2) & 2(y_2 - y_1) \\ x_3^2 + y_3^2 - (x_1^2 + y_1^2) & 2(y_3 - y_1) \end{vmatrix}}{4(x_2 - x_1)(y_3 - y_1) - 4(x_3 - x_1)(y_2 - y_1)} \qquad (6)$$

$$b = \frac{\begin{vmatrix} 2(x_2 - x_1) & x_2^2 + y_2^2 - (x_1^2 + y_1^2) \\ 2(x_3 - x_1) & x_3^2 + y_3^2 - (x_1^2 + y_1^2) \end{vmatrix}}{4(x_2 - x_1)(y_3 - y_1) - 4(x_3 - x_1)(y_2 - y_1)} \qquad (7)$$

Çemberin merkezi için ise (i = 1, 2, 3 olmak üzere);

$$r = \sqrt{(x_i - a)^2 + (y_i - b)^2} \qquad (8)$$

yazılabilir. Eğer bir $P_4(x_4, y_4)$ noktasının çember üzerinde olup olmadığını test etmek istersek

$$d = \left| (x_4 - a)^2 + (y_4 - b)^2 - r^2 \right| \qquad (9)$$

bağıntısı kullanılabilir. Burada d_4 sıfıra giderse, P_4 noktası çember üzerinde demektir [15].

DELTA-SCUTI YILDIZLARININ ÇAPSAL OLMAYAN SALINIMLARINA DÖNMENİN İKİNCİ DERECEDEN ETKİLERİ

Ziyad MATALGAH[1], Halil KIRBIYIK[2], Rikkat CİVELEK[3], Nilgün KIZILOĞLU[4]

Özet

Bu çalışmada, salınım yapan yıldızlarda dönmenin titreşim frekanslarına etkileri ikinci derece bozulma da katılarak detaylı incelendi. 1.8 Güneş kütleli evrim modeli, Delta-Scuti yıldızı olan V1162 Ori yıldızı için model olarak kullanıldı. Salınım frekanslarındaki dönmenin sebep olduğu değişim, dönme hızı 61.9*km/s* alınarak hesaplandı. Hesaplamalarda geliştirilmiş salınım programı kullanıldı ve sonuçlar gözlemsel verilerle karşılaştırıldı.

[1] *ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara, Tel: 03122104302, e-posta: mziyad@newton.physics.metu.edu.tr*
[2] *ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara, Tel: 03122105052, e-posta: kirbiyik@newton.physics.metu.edu.tr*
[3] *ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara, Tel: 03122105072, e-posta: civelek@newton.physics.metu.edu.tr*
[4] *ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara, Tel: 03122105057, e-posta: nil@astroa.physics.metu.edu.tr*

ETKİLEŞEN ÇİFT YILDIZLARDA YÜZEY ÇEKİM İVMESİ

Zekeriya MÜYESSEROĞLU[1]

Özet

Çift yıldızlarda bileşenlerin yüzey çekim ivmesinin elde edilmesi için çeşitli yollar bulunmaktadır. Eğer sistemin dikine hız eğrisi yoksa, bazı yöntemler tayf türü bağımlıdır ve iyi belirlenmiş kalibrasyonlara gerek duyarlar. Bu çalışmada, güvenilir fotometrik çözüm sonuçlarından, W UMa türü örten çiftlerin üyelerinin log g değerini tahmin etmek için istatistiksel bir bağıntı önerilmektedir.

Anahtar Kelimeler: değen *çiftler, W UMa türü sistemler, yüzey çekim ivmesi, istatistiksel bağıntı*

Abstract

The surface gravity of the components of the binary stars may found of all kind methods. Some of these methods dependently of spectral type if the radial velocity is not observed, and these to require to well-known the calibrations. In this study to propose the statistical relation for log g value of the components of W UMa type eclipsing binaries with stand by reliable photometric analysis.

Key Words: *contact binaries, W UMa type systems, surface gravity, statistical relation*

1.Giriş

Yıldızların Mv, T_{eff}, log g ve [Fe/H] parametreleri, onların kütlelerini, yarıçaplarını, ışınım güçlerini ve yaşlarını tahmin etmek için gerekli parametrelerdir. Bunlar yıldız yapı ve evrim modelleri yardımıyla elde edilebilir. Işık ölçümü, bu atmosferik parametrelerin saptanmasına kısıtlı olarak imkan sağlar. Ne yazık ki az sayıda parlak tek yıldız ve çift çizgili örten değişenler dışında, M, R ve L fiziksel parametreleri direkt yoldan belirlenemez. Bunların dışında kalanlar için atmosferik parametrelere göre oluşturulan model atmosfer tayfına göre karar verilir.

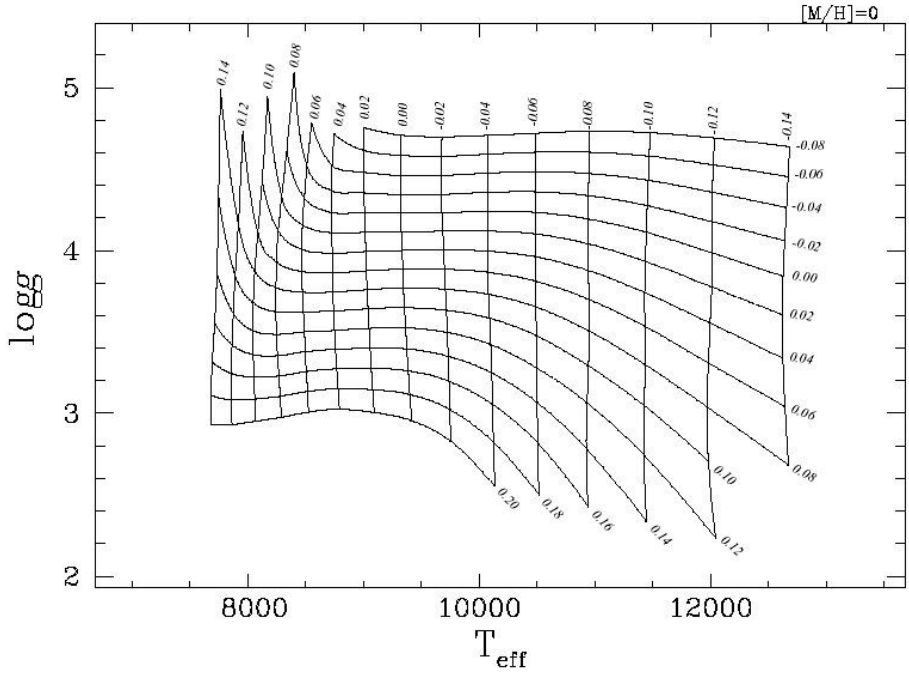
Yıldız atmosfer modelleri dalgaboyunun fonksiyonu olarak, belli bir etkin sıcaklık, yüzey çekimi, dönme hızı ve kimyasal yapı için yıldızdan yayılan akının hesaplanmasını sağlar. Farklı dalgaboyundaki akılar yardımıyla sentetik renk indislerini saptamak ve böylece bilinen fiziksel parametrelerin ayar eğrilerini (deneysel) elde etmek mümkündür.

2.log g için Dolaylı Yöntemler

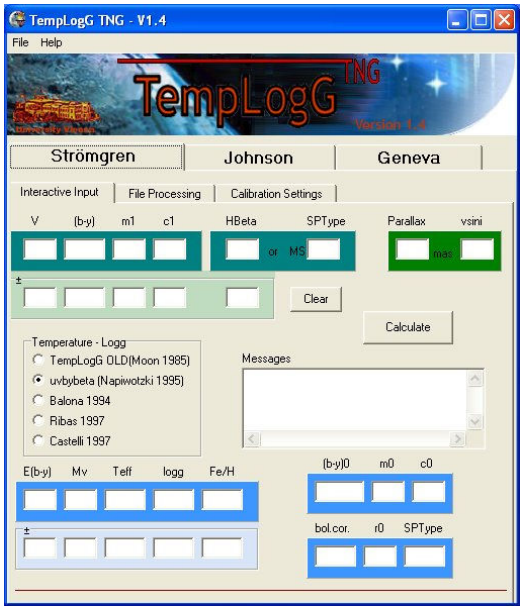
Yüzey çekim ivmesinin doğrudan elde edilmesine yönelik işlemler çoğu yıldızlar için olanaklı değildir. O zaman model bağımlı olan dolaylı yöntemlere başvurulur. Bunlarda da metallilik ([M/H]) oldukca etkindir, doğru olmayan metallilik log g değerini anlamlı şekilde etkiler.

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837 Ahlatlıbel, Ankara*
Tel: 312-2126720/1318, Faks:312-2232395, e-posta: muyes@astro1.science.ankara.edu.tr

Fotometrik grid kalibrasyonları; Fotometri, atmosferik parametreler için çok iyi bir "ilk tahmin" verebilir. Özellikle, indislerinin yıldızlararası madde soğurmasından bağımsız olması nedeni ile uvby Strömgren fotometrisi buna çok uygundur [1], [2], [3]. Bunun yanında Geneva ([4]) ve Vilnius ([5]) fotometrik sistemler için ayar eğrileri oluşturulmuştur. Kaiser ([6]) tarafından yazılmış TempLogG (TNG) programı, Strömgren-β, Geneva ve Johnson fotometri sistemlerinin renklerine karşılık; etkin sıcaklık, log g ve metalliği vermektedir. Bundan başka, Moon ([7])'un fortran programının karşılığı uvbybeta.pro IDL kodu ([8]), Strömgren fotometri gözlemlerinden etkin sıcaklık, yarıçap gibi değerlerin tahmin edilmesinde yararlıdır.



Şekil 2.1 Geneva fotometrisi indislerine karşılık T_{eff}-log g ayar eğrileri



Şekil 2.2 TempLogG programı giriş arayüzü

Uygun başka gözlemler yoksa, fotometriden elde edilen log g için duyarlık ±0.2 dex dir, bu da bazı amaçlar için yeterli görülmektedir.

Yüzey çekim ivmesi yıldız atmosferinde fotosferik basıncın bir ölçüsüdür. Tayf soğurma çizgilerinin genişliği yüzey çekim ivmesine duyarlıdır. Balmer soğurma profilleri, T_{eff} ve log g ye bağlıdır. Buna göre, bir başka yoldan T_{eff} elde edilmiş ise Balmer çizgileri, log g yi bulmak için kullanılabilir.

3. Değen Çiftlerde Yüzey Çekim İvmesi için Kestirim

Bu çalışmada, değen çift yıldızların büyük kütleli bileşeni (daha soğuk bile olsa) ana bileşen olarak alındı (kütle ve yarıçap sembollerinde 1 indisli). Bu nedenle $q = m_2/m_1$ kütle oranı her alt sınıf için birim veya ondan daha küçüktür ($q \leq 1$). Bileşenlerin kütleleri Güneş kütlesi, yarıçapları ile bileşenler arası uzaklık Güneş yarıçapı ve yörünge dönemi gün biriminde olmak üzere, Kepler'in üçüncü yasası; $a^3 = 74.5P^2(M_1 + M_2)$ dir. Aynı birimlerle bileşenlerin gr/cm^3 olarak ortalama yoğunlukları; $\rho_i = \frac{M_i}{R_i^3} 1.4091$ ile (i=1, 2) verilir. Bu iki bağıntı birleştirilerek, her iki bileşenin ayrı ayrı ortalama yoğunlukları için;

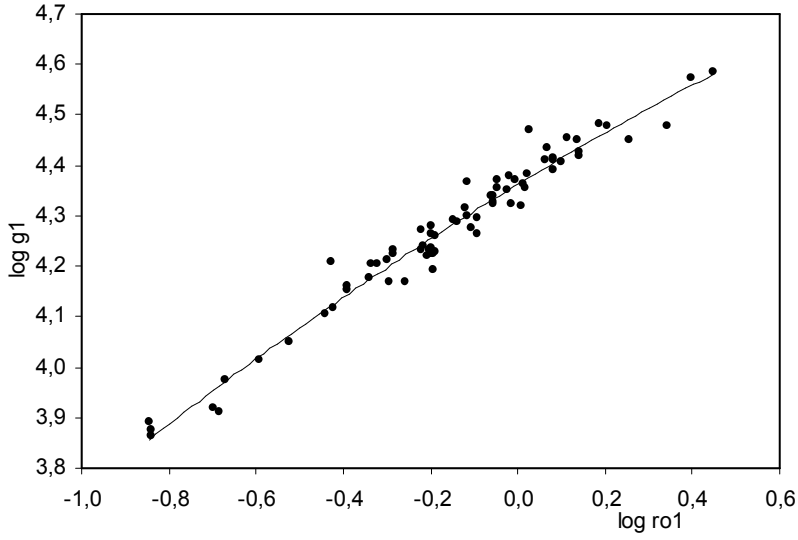
$$\rho_1 = \frac{0.01891}{r_1^3 P^2 (1+q)} \quad , \quad \rho_2 = \frac{0.01891\ q}{r_2^3 P^2 (1+q)} \tag{3.1}$$

elde edilir. Bunlar ışık eğrisi gözlemleri ve analizleri ile bulunan değerler yardımıyla hesaplanabilir.

Çoğunluğu Rucinski ve çalışma arkadaşlarının dikine hız ve ışık eğrisi gözlemleri sonucunda mutlak parametreleri bulunmuş 73 tane W UMa türü örten çifti dikkate aldık. Bileşenlerin, Güneş birimleri cinsinden kütle ve yarıçapları bilinirken, çekim ivmeleri cgs biriminde;

$$\log g = \log M - 2 \log R + 4.4374 \tag{3.2}$$

bağıntısı ile hesaplanır. Büyük kütleli bileşenin, ortalama yoğunluğu ile yüzey çekim ivmesinin logaritması arasında Şekil 3.1deki gibi bir ilişki bulunmaktadır.

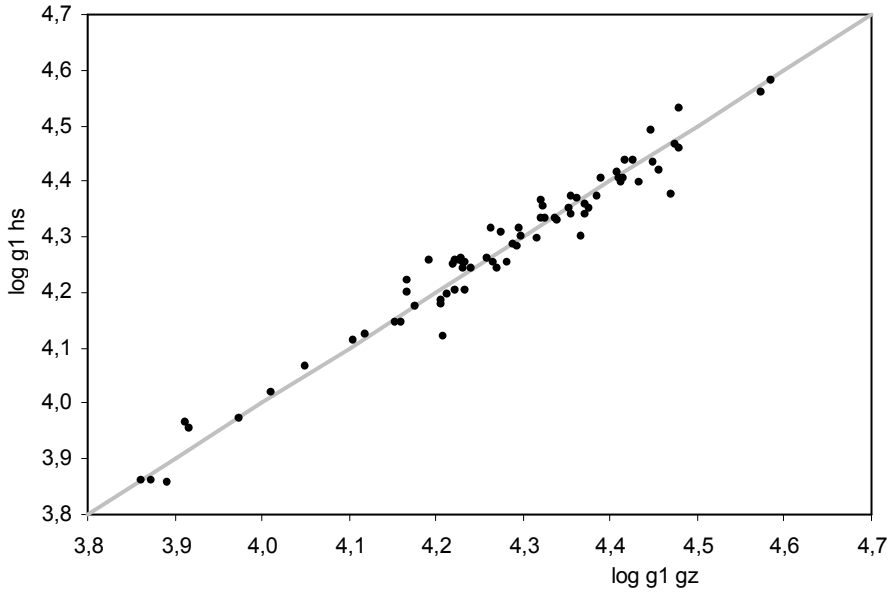


Şekil 3.1 W UMa'ların kütleli bileşeni için ortalama yoğunluk – yüzey çekim ivmesi ilişkisi

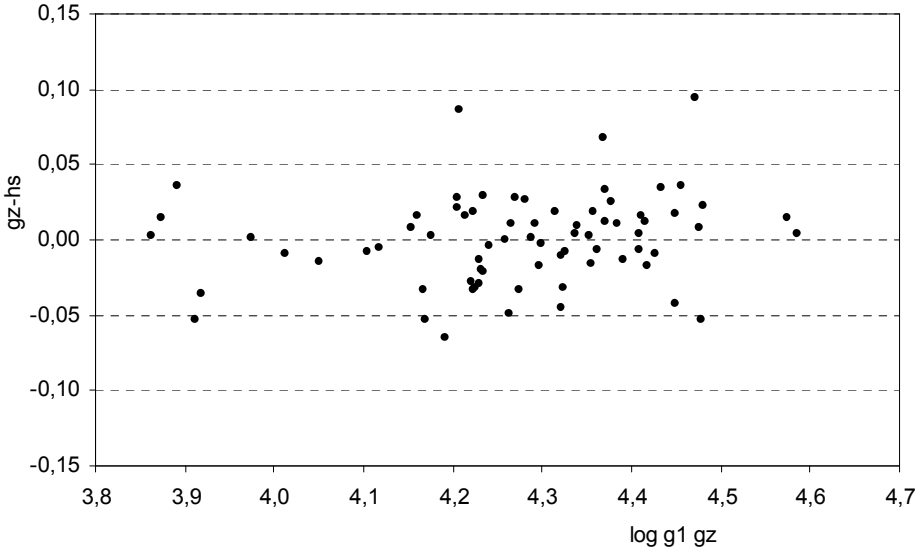
Şekil 3.1'deki sürekli çizgi, x=log ρ_1 olmak üzere, ilişki olasılığı r^2=0.965 olan,

$$\log g_1 = 4.3625 + 0.5260\ x - 0.0852\ x^2 \qquad (3.3)$$

bağıntıya karşılıktır. Bileşenlerin mutlak değerlerinden elde edilen "gözlenen" log g ile (3.3) bağıntısından "hesaplanan" log g nin karşılaştırılması Şekil 3.2'de sunulmuştur. Şekil 3.3 de ise, gerçek çekim ivmesine göre (3.2) ve (3.3) ifadelerinden hesaplananlar arsındaki farkın dağılımı verilmektedir.



Şekil 3.2 Hesaplanan ve gerçek yüzey ivme değerleri



Şekil 3.3 Gerçek yüzey ivmesine göre farkın dağılımı

4. Sonuç ve Tartışma

Örten değişenlerin mutlak değerlerini saptamak için en güvenilir yol, tayfsal ve fotometrik gözlemlerin birlikte çalışılmasıdır. Bu durumdaki örten çiftler için bulunan log g nin hatası 0.007 ile 0.025 dex arasındadır (ortalama 0.014 dex dir). Parlaklığın artması ile log g daha duyarlı saptanabilmektedir. Ancak belli nedenlerden dolayı pek çok sistem için her iki gözlem tekniğini gerçekleştirmek güç olmaktadır. Işıkölçümü gözlemlerin tayfsal çalışmaya göre daha kısa zamanda sonuca götürmesi ve dikine hız ölçümlerin olmadığı zamanlar, sisteme ilişkin bazı değerlerin elde edilmesi için dolaylı yollara başvurulmaktadır. Bu çalışmada, W UMa türü değen çiftlerin kütleli bileşeni için, ışık eğrisi analizinden elde edilen değerler yardımıyla yüzey çekim ivmesinin kestirimine yardım edecek bağıntı verilmiştir. Verilen bağıntı ile bulunan log g nin göreli hatası 0.02 dex olarak görülmektedir.

Kaynaklar

[1] Moon, T. T., Dworetsky, M. M., 1985. The calibration of uvbybeta photometry for B, A and F stars. I. Fundamental atmospheric parameters. *MNRAS*, 217, 305-315

[2] Smalley, B.; Dworetsky, M. M. 1995. The calibration of uvbybeta photometry for B, A and F stars. I. Fundamental atmospheric parameters. *A&A,* 293, 446-456

[3] Lorenz, D., Breger, M., Pamyatnykh, A. 2005. A calibration of stellar parameters for A and F stars. *ASP Conf. Ser*. Vol. 349, Astrophysics of Variable Stars, ed.: Sterken, C. And Aerts, C., Pecs – Hungary, 285-288

[4] Künzli, M., North, P., Kurucz, R. L. And Nicolet, B. 1997. A calibration of Geneva photometry for B to G stars in terms of Teff, log g and [M/H]. *A&ASS*, 122, 51-77

[5] Straizys, V., Kurucz, R. L., Philip, A. G. D. and Valiauga, G. 1993. New calibration of the Vilnius photometric system. *Baltic Astronomy*, 2, 326-347

[6] Kaiser, A., "A black box for the determination of stellar astrophysical parameters", http://ams.astro.univie.ac.at/?s=computer;templogg_tng.htm

[7] Moon, T. T. 1985. *Stellar parameters from Strömgren photometry*: Fortran programs. Comm. from the Univ. of London Obs., No:78, 1-23

[8] Landsman, W., 1994, "Contents of IDL Astronomy User's Library", http://idlastro.gsfc. nasa.gov/ contents.html

SÜPERNOVALARLA İLİŞKİLİ GAMA IŞIN PATLAMALARININ OPTİK VE GAMA IŞIN ÖZELLİKLERİ ARASINDAKİ KORELASYON

Özgecan ÖNAL[1], A. Talât SAYGAÇ[1], Massimo DELLA VALLE[2]

Özet

Bu çalışmada, literatürde süpernovalarla (SN) ilişkili oldukları düşünülen gama ışın patlamalarının (GIP) optik ve gama ışın özellikleri arasındaki korelasyon araştırılmaktadır. Çalışmadaki yöntem, her bir SN ile ilişkili GIP adayının Gama Işın ve Optik Işın özellikleri arasındaki korelasyon ile genel olarak bütün adayların (2006 Ağustos itibariyle 50 aday biliniyordu) Gama Işın ve Optik Işın özelliklerini yapılan gözlem sonuçları ve makaleler çerçevesinde incelemek olacaktır. SN'ler ve GIP'ler arasında bir ilişkinin olduğuna dair ilk kanıtlar [1] 1998 yılında SN 1998bw [2] ve 2003 yılında SN 2003dh ile birlikte elde edilmiştir [3]. Her iki süpernova patlaması, gözlendikleri galaksilerde sırasıyla yaklaşık bir hafta ve on gün önce meydana gelen gama ışın patlamalarının (GRB 980425 ve GRB 030329) olduğu aynı bölgelerde gözlenmişlerdir. SN ve GIP'lar arasındaki ilişkinin ilk kesin kanıtı ise; GRB 030329'un optik ışık eğrisinde (Şekil 1a ve 1b) ve tayfında (Şekil 1c ve 1d) gözlenen özelliklerinden elde edilmiştir [4].

Anahtar Kelimeler: *gama-ışın patlamaları, süpernovalar*

Abstract

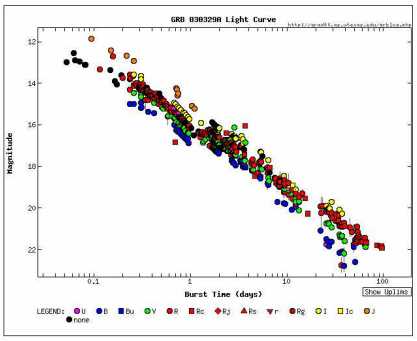
In this work, we are searching for a correlation between gamma-ray and optical ray properties of gamma-ray bursts associated with supernovae. The method of this work will be searching for a possible correlation between optical and gamma-ray properties of each GRB candidate with its related supernovae (by August 2006 only 50 candidate was known) and examinig the correlation between optical-ray and gamma-ray properties of all candidates in the basis of observational results and published articles. First proofs of the possible association between SNe and GRBs [1] have come in year 1998 with SN 1998bw [2] and in year 2003 with SN 2003dh [3]. Both SN explosion has been observed in the same area respectively 7 and 10 days after with their related GRBs (GRB 980425 and GRB 030329). First certain proof of SN/GRB relation has been possesed from observed properties of optical light curve (Figures 1a and b) and spectra (Figures 1c and 1d) of GRB 030329 [4].

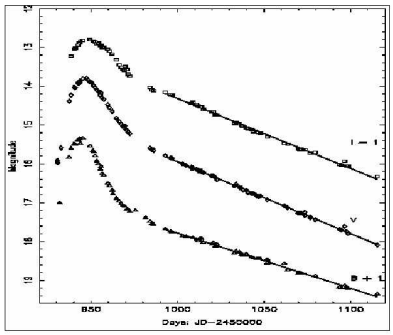
1. Giriş

En azından bazı uzun süreli (>2 sn) gama-ışın patlamalarının (GIP) *Tip Ib* ya da *Ic* süpernovaları (SN) ile ilişkili olduklarına dair kanıtlar her geçen gün artmaktadır. SN 1998bw'nun GRB 980425 ile çok büyük bir şans eseri aynı bölgede oluştuklarının gözlenmesinden sonra [9], diğer bir çok SN'lerle ilişkili GIP'ler de rapor edilmiştir (Örneğin; Bloom ve ark. 2002, Garnavich ve ark. 2003). Bütün bu raporlarda ortak olan tek şey, hepsinin GIP ardıl ışıma ışık eğrilerinde çıkıntıların (bump) algılanmasına dayanmasıydı

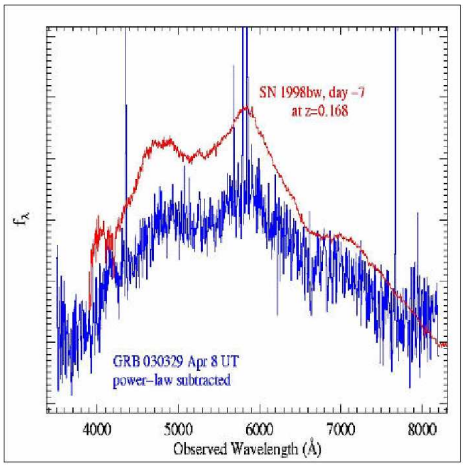
[1] *İstanbul Üniversitesi,Fen Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119-Üniversite, İstanbul*
[2] *Padova Üniversitesi, Astrofizik Enstitüsü, Padova – İtalya.*

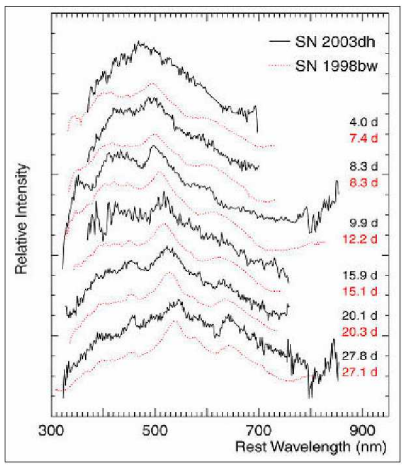
(Şekil 2). Bu çıkıntılar, ışık eğrisinde bir süpernovanın varlığından şüphelenilmesine neden olmuştur.



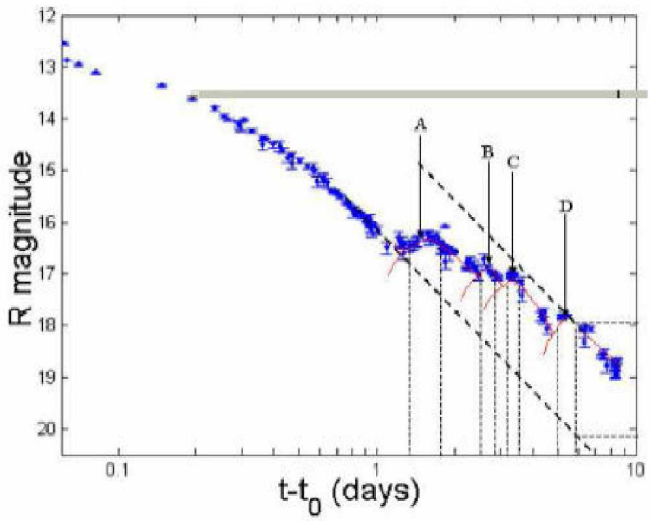


Şekil 1a. GRB 030329'un ışık eğrisi). [5]
Şekil 1b. SN 1998bw için R,V ve I bantlarına ait ışık eğrisi. 986'ncı güne kadar olan veriler Galama ve ark. 1998'e ait iken diğer veriler ise şeklin alındığı grubun 992'nci günden (JD 2450992) itibaren elde ettiği verilerdir. B, V ve I filtrelerine karşı düşen bozunma yarı ömürleri sırasıyla 53.4 ± 0.8, 40.9 ± 0.7 ve 41.6 ± 0.7 gündür. [6]





Şekil 1c. GRB 030329'un ve SN 1998bw ile olan karşılaştırmalı tayfı. [7]
Şekil 1d .Hipernova GRB 030329'un görünür bölgedeki tayfı. [8]



Şekil 2. GRB 030329'un ilk 9 gün boyunca elde edilen GCN ışık eğrisi. Dikey kesikli çizgiler dört adet "bump" – "çıkıntının" konumlarını işaret etmektedir (A, $1.3 \leq t \leq 1.7$ gün, B, $2.4 \leq t \leq 2.8$ gün, C,$3.1 \leq t \leq 3.5$ gün ve D, $4.9 \leq t \leq 5.7$ gün). Kalın, kesikli eğik çizgiler, çıkıntılardan(bump) önce ve sonraki asimptotik bozunma eğimlerini göstermektedir. Yatay kesikli çizgiler bu iki eğri arasındaki kadir farkına işaret ederler. İnce çizgiler ise her bir "yenilenmiş" şok ışık eğrisinin şematik şekillerini temsil etmektedir. [10]

SN 1998bw sıradan bir süpernova değildir. Tayfsal özellikleri, yüksek enerjili *Tip Ic* süpernovalarınkine benzemektedir. *Tip Ic* süpernovaları büyük kütleli bir yıldızın (~30M$\odot$) küçük C-O çekirdeğinin çökerek en dışta bulunan hidrojen ve helyum zarflarının büyük bir kısmını ya da tamamını dış uzaya fırlattığı süpernova patlamalarıdır.

Patlamanın çok yüksek kinetik enerjisinden dolayı (küresel simetrik patlamada ~$5x10^{52}$ erg) ve oldukça yaygın tayfsal çizgilerden dolayı SN 1998bw'ya "***hipernova***" denilmiştir. [11] Hipernovalardaki bu yaygın tayfsal özellikler, söz konusu yıldızın fırlattığı maddelerin çok büyük hızlarda hareket ettiğini ve muhtemel olarak çok büyük bir patlama kinetik enerjisine sahip olduğunu gösterir. [12] Bu olaydan sonra da başka hipernova olayları ile karşılaşılmış ve bunlar analiz edilmiştir, ancak bunların hiçbirinin GIP'larla olan ilişkisi, GRB021211'in ardıl ışımasının ışık eğrisinde SN 2002lt'ye ait işaretler bulunana kadar [13] ortaya konulamamıştır.

GRB021211 / SN 2002lt'nin keşfi ilgi çekici olmakla birlikte yeterli kanıtı ortaya koyamamıştır. Bu durum 2003 yılında çok yakın mesafede (H_0=71 km sn^{-1} Mpc^{-1}, Ω_M=0.27 ve Ω_Λ=0.73 ve z=0.73 için d_A= 589 Mpc [14]) meydana gelen GRB 030329'un (Greiner ve ark., 2003) ardıl ışımasında patlamadan yaklaşık 10 gün sonra SN'nin özelliklerinin gözlenmesi ile bir kesinlik kazanmıştır. Süpernovaya ait yaygın bant özellikleri ilk önce Stanek ve ark. (2003) ardından Hjorth ve ark. (2003) tarafından bildirilmiştir. [11] Söz konusu süpernova SN 2003dh 'tır.

2. Yöntem

Bu çalışmada literatürü tarayarak farklı kaynaklarda beyan edilen GIP'larla ilişkili SN'ler (Tip Ib/c) ve SN'ler (Tip Ib/c) ile ilişkili GIP'lar toplanmıştır. Bu tarama sonucunda 50 aday bulunmuştur. Adaylarla ilgili bazı temel problemler vardır. Bunlardan başlıcaları şöyledir: Bazı adayların sadece GIP gözlemleri varken, bazı adayların sadece SN gözlemleri vardır. Sadece 34 adayın hem GIP hem de SN gözlemi yapılabilmiştir. Bu çalışmada ise literatürde rölatif olarak daha fazla incelenmiş 14 GRB/SN adayını inceleyeceğiz (Bkz. Tablo 1a).

Tablo 1. GRB'ler ve ilişkili oldukları SN'ler gösterilmektedir. Ayrıca SN'lerin türleri de burada yer almaktadır. SN tipleri için kullanılan referanslar [15],[16]

GRB	Keşfeden Uydu	SN	Keşfedenler	SN Tipi
060218	Swift	2006aj	Masetti ve ark. 2006; Soderbergh, Berger, Kulkarni&Schmidt 2006; Fugazza ve ark. 2006; Mirabal ve Harpern 2006b; Fatkhulin ve ark. 2006; Mazzali&Pian 2006; Modjaz ve ark. 2006	HN
050525A	Swift	2005nc	Della Valle ve ark. 2005	HN
031203	Integral - IBAS	2003lw	Tagliaferri ve ark. 2004	HN
030329	HETE-2	2003dh	Stanek ve ark. 2003; Chornock ve ark. 2003; Zaritsky ve ark. 2003	HN
021211	HETE-2	2002lt	Della Valle ve ark. 2002	Ic
011121	BeppoSAX	2001ke	Garnavich ve ark. 2001	HN
991021	bilinmiyor	1999ex	Martin ve ark. 1999	Ic
980910	BATSE	1999E	Perez ve ark. 1999	IIn
980425	BeppoSAX	1998bw	Galama ve ark. 1998	HN
971115	BATSE	1997ef	Sano 1997	HN
971013	BATSE	1997dq	Matheson ve ark. 1997	Ib
970514	BATSE	1997cy	Reiss ve ark. 1997	IIn
961218	BATSE	1997B	Gabrijelcic 1997	Ic
960221	BATSE	1996N	Martin ve ark. 1996	IIb

2.1. Gama-Işın Özelliklerinin İncelenmesi

Süpernovaların gama-ışın toplamı parlaklığın 4. kuvvetini kapsarken, pik esnasındaki lüminozite, genişleme hızları gibi "optik" özellikler, en çok ~ 5 ile 10 kat arasında değişmektedir. Bu durum alt-enerjili (yani SN'lerle ilişkili olduğu düşünülen GRB'ler) ve kozmolojik GRB'ler arasındaki farklılığın, SN patlamalarının özelliklerine bağlı olamayacağını gösterir. Çünkü süpernova özellikleri benzerdir, ancak SN'in sahip olduğu kinetik enerjisinin önemli miktarlarda rölativistik jetlere dönüştürebilme etkinliği ile ilişkilidir. Bu durum yerel evrende ($z<0.1$), GRB fenomeninde gözlenen rölativistik enerjilerin oynadığı rol gözönüne alındığında şaşırtıcı gelmeyebilir, bu durum "standart" tip Ib/c süpernovaları (~ 10^{51} erg) ya da HN (~ 10^{52} erg) patlamalarında kinetik enerjinin küçük dalgalanmaları olarak görünür. Kozmolojik GRB/SN olaylarında, gama-ışınlarında yayınlanan enerji, SN kinetik enerjisinin (ortalama ~10^{50} erg) sadece küçük bir kesridir [17].

Enerji dağılımlarının incelenmesinde dikkate alınan kriter izotropik eşyönlü enerji dağılımları, pik lüminozite enerji değerleri, jet açılma açısı, SN izotropik kinetik enerjisi, SN pik parlaklığı, GRB'nin öncül pik enerjisi, kırmızıya kayma değerleridir.

Tablo 2. a) Bu tabloda verilen değerler HN modelleri ile ilişkili SN bileşeninin optik verileriyle yapılan modellerden (örn; tek boyutlu sentez kodu [18] elde edilmiştir. **b)** 2, 3, 4, 5 ve 7. satırlarda yer alan GIP'lar [17]. **c)** GRB 011121'e ait bilgiler [19]'ten alınmıştır. **d)** Diğer adaylara ait enerji verilerinin alındığı kaynaklar [20], [21], [22]

Adaylar (HN)	$E_{iso,prompt}$ (10^{50} erg)	$E_{p,i}$ (keV)	θ_{jet} ($^{\theta}$)	$E_{jet,prompt}$ (10^{50} erg)	SN $E_{k,iso}$ (10^{50} erg)	SN pik parlaklığı	z
GRB 060218	0.62±0.03	4.9±0.3	>57	0.05-0.65	20-40	-18.8±0.1	0.0335
GRB 050525A	339±17	127±10	4.0±0.8	0.57±0.23	n.a.	$-18.9^{+0.1}_{-0.5}$	0.6060
GRB 031203	1.0±0.4	<200	-	<1.4	500-700	-19.5±0.3	0.1050
GRB 030329	170±30	100±23	5.7±0.5	0.80±0.16	~400	-19.1±0.2	0.1700
GRB 021211	339±17	127±52	8.8±1.3	1.07±0.13	n.a.	-18.9	1.0100
GRB 011121	270	-	>10	-	-	-19±0.2	0.3620
GRB 991021	-	-	-	-	27	-	-
GRB 980425	0.01±0.002	55±21	-	<0.012	200-500	-19.2±0.1	0.0085
GRB 980910	-	-	-	-	-	<-19.5	-
GRB 971115	-	-	-	-	175	-15.87	-
GRB 971013	-	-	-	-	200	-	-
GRB 970514	-	-	-	-	-	-17.7	-
GRB 961218	-	-	-	-	-	-	-
GRB 960221	-	-	-	-	-	-	-

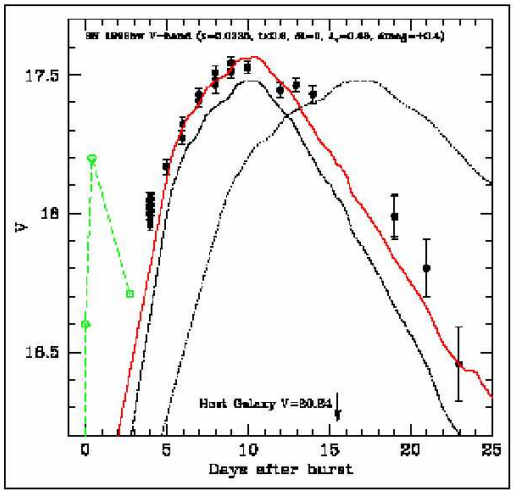
2.2 Optik Işın Özelliklerinin İncelenmesi

İncelemeler ışık eğrileri ve tayfların incelenmesi biçiminde yapılmıştır. Bu doğrultuda GIP ve SN olarak ışık eğrilerini ikiye ayırdık. Ardından GIP ya da SN ayrımı gözetmeksizin adaylara ait tayfları ele aldık. Tayfları biçimsel ve çizgi özelliklerine göre iki aşamalı olarak inceledik. Burada her adaya ait GIP ve SN ışık eğrilerine ulaşılamadığını hatırlatmak yararlı olacak.

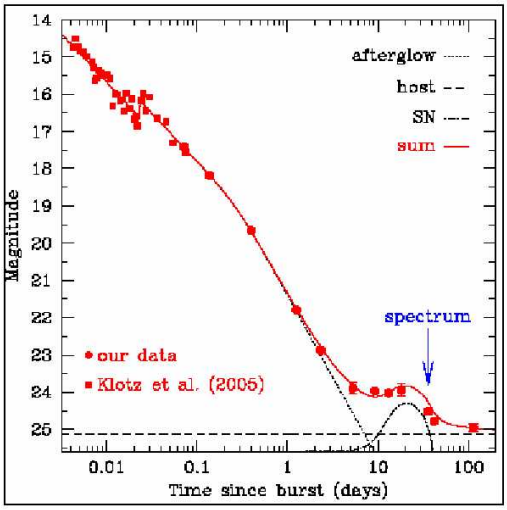
2.2.1. Işık Eğrilerinin İncelenmesi

2.2.1.GIP Işık Eğrileri

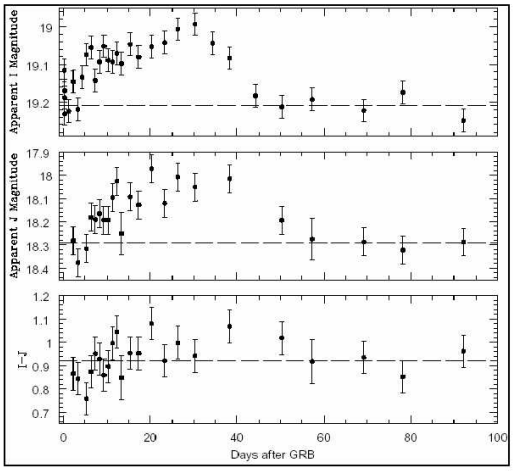
Bu bölümde *GRB 060218, GRB 050525A, GRB 031203, GRB 030329, GRB 021211 ve GRB 01112'*e ait GIP ışık eğrileri üzerinden yorumlar yapılmaktadır. Genel bir referans olarak SN 1998bw'nun ışık eğrisi kullanılmıştır.



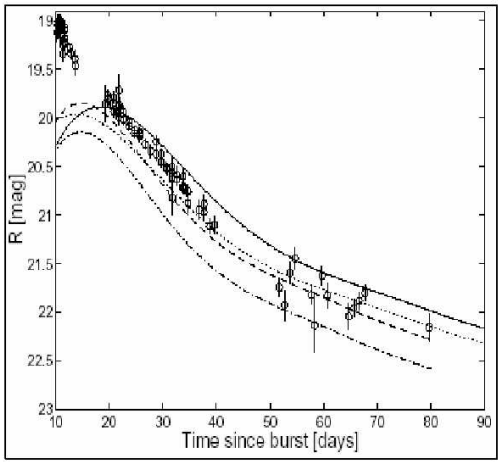
a GRB 060218[23]



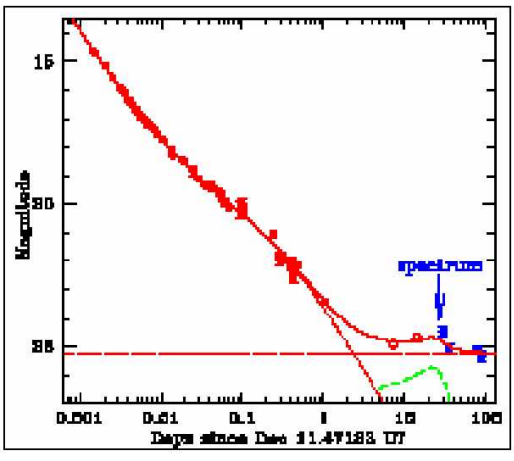
b GRB 050525A[24]



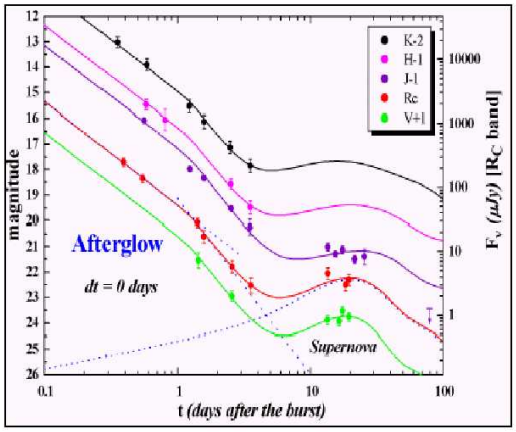
c GRB 031203[25]



d GRB 030329[26]



e GRB 021211[27]



f GRB 011121[28]

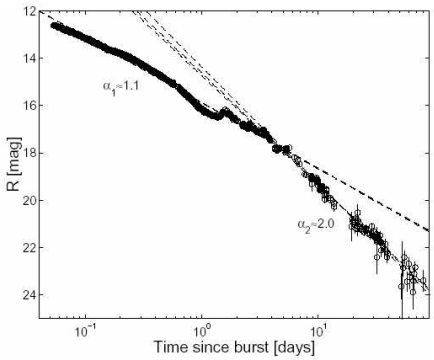
Genel olarak grafiklere bakıldığında, bant ayrımı yapılmaksızın yaklaşık 10. günden sonra ve 20. gün civarlarında birkaç kadirlik parlamalar görülmektedir. Bu parlamalar, meydana gelen süpernova patlamalarından kaynaklanmaktadır.

a'da GRB 060218'in GCN sirküler raporlarından ve FLWO 1.2 m'lik teleskobu ile alınmış verilerden elde edilen erken zaman V bandı ışık eğrisi (içi dolu noktalar), SN 1998bw'nun GRB 060218'in kırmızıya kayma değerine göre yeniden hesaplanmış, daraltılmış ve bir miktar kaydırılmış ışık eğrisi ile karşılaştırılmaktadır. Burada süpernova çıkıntısının şekli ve piki açık olarak görülmektedir. GIP ardıl ışıması ve şok kırılmasının birleşimine bakıldığında çok çabuk bir şekilde azaldıkları ve SN bileşeninin optik ardıl ışımanın erken zamandaki ışığın büyük bir kısmını oluşturduğu görülmektedir. Literatürden SN 2006aj'nin yükselme zamanının Tip *Ic* süpernovaları için ölçülen zamanlar içinde en kısa olanı olduğunu, ayrıca GRB 980425/SN 1998bw ve GRB 030329/SN 2003dh'ın zamanlarından da kısa oldukları görülmektedir (~14 - 16 gün (Galama ve ark. 1998); Matheson ve ark. 2003). SN 2006aj nerdeyse SN 1998bw kadar parlaktır. Bu durum GIP'larla ilişkili SN'lerin davranışları ile kıyaslandığında sıradışı bir durumdur. ~12-15. günler arasında kısa bir düzleşme görülmektedir. SN 2006aj'nin bu davranışına bakılarak bunun; ***hızlı gelişen bir SN olduğu, SN'in ve GIP'ın ±1 gün aralıkla meydana geldiği ve optik ardıl ışımada SN bileşeninin ışığının baskın olduğu sonucuna varılmıştır.*** [23]

b'de GRB 050525A'nın R bandındaki ardıl ışıma ışık eğrisi görülmektedir (kırmızı renkli içi dolu kare ve daireler farklı grupların yaptığı gözlemleri ve düz kırmızı çizgi ise bunlara geçirilen fittir). Noktalı, kesikli ve noktalı-kesikli çizgiler sırasıyla ardıl ışımayı, ev sahibi galaksiyi ve SN katılımını göstermektedir. Grafikte R~24 kadirde ışık eğrisinin patlamadan sonra 5. günden başlayarak 20. güne kadar düzleştiği görülmektedir. Yapılan çalışmalarda patlamanın meydana geldiği galaksinin ($R<25^m.0$) bu fazdaki katılımı $\lesssim$ %40 olarak belirlenmiştir. Fit olarak geçirilen düz çizgi SN 1998bw'nun ışık eğrisi üzerinde yapılan bir takım oynamalarla elde edilmiştir. GIP'ın meydana geldiği doğrultudaki sönümleme A_R=0.25 kadirdir ancak, galaksinin sönümleme miktarı bilinmemektedir. *Çeşitli teorik hesaplar sonucunda GRB 050525A ile ilişkili SN 2005nc'nin SN 1998bw'dan sadece 0.3 kadir daha sönük olduğu bulunmuştur.* [24]

c'de GRB 031203'ün I ve J bantlarındaki ışık eğrisi görülmektedir. Üst paneldeki ışık eğrisininde GRB 031203'ün I bandınaki ardıl ışımasının, SN'in ve patlamanın meydana geldiği galaksinin katılımları bir aradadır. Kesikli çizgiler ev sahibi galaksinin I kadirleridir ($19^m.21$). Orta panelde J bandında GIP ardıl ışıması, SN ve galaksinin katılımlarından elde edilen eğri görülmektedir. Kesikli çizgi J bandındaki galaksi katılımıdır ($18^m.29$). Parlaklıktaki yükselme ve bozunma Tip *Ic* süpernovalarıyla uyum sağlamaktadır. Alt panelde ise I-J renk evrimi görülmektedir. Kesikli çizgi galaksini I-J rengini gösterir ($0^m.92$). Bu grafikler açıklık fotometrisinden elde edilen veriler ile çizilmiştir [25].

d'de GRB 030329'un optik ardıl ışımasının R bandındaki ardıl ışıma eğrisini göstermektedir (çemberler). Bu veriler SN 2003dh'ın dört tane modellerden elde edilmiş olan ışık eğrileri ile kıyaslanmaktadır. Çizilen çizgiler şöyledir: Düz çizgi, SN 1998bw'nun k-düzeltmesi yapılmış ışık eğrisidir; Noktalı çizgi, SN 1998bw'nun ışık eğrisine kadirsel ve zamansal kayma uygulanmış hali gösterir; Kesikli çizgi, SN 1998bw'nun ışık eğrisine en iyi uyan kadir kayması ve daraltma düzeltmeleri uygulandıktan sonraki durumdur; Kesikli-noktalı çizgi, SN 1998bw'nun ışık eğrisinin $0^m.3$ sönükleştirildiği, zaman daraltması ve kadir kayması uygulandığı durumdaki modeldir. Yapılan çalışmalar, SN 2003dh'ın SN 1998bw'a çok benzediğini ortaya koymaktadır, tek fark ardıl ışımanın 20. günden sonra daha parlak olduğunun gözlemesidir. Sonuç olarak yapılan hesaplamalardan SN 2003dh'ın, SN 1998bw'dan 0.3 kadir daha sönük, ve zaman bakımından 0.8 kat daha kısa olması gerektiği bulunmuştur.



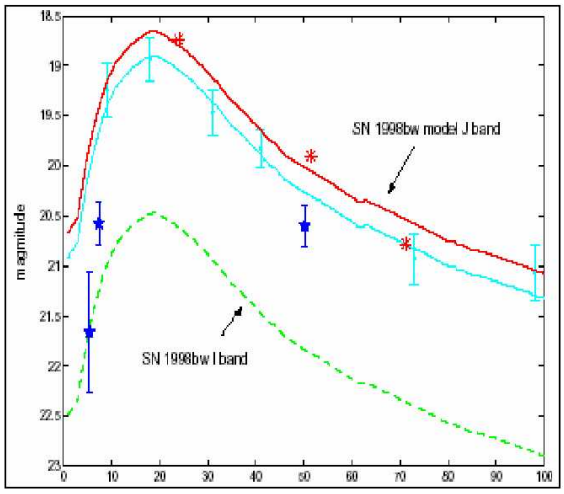
Yandaki grafiğe bakıldığında GRB 030329'un ardıl ışımasının, SN'in ve patlamanın meydana geldiği galaksinin 0,5 saat ve 10 gün arasında değişen zaman aralığında kuvvetli değişimler ortaya koyduğu görülmektedir [26]

e'de GRB 021211'in R bandındaki ardıl ışıma ışık eğrisi görülmektedir (daireler ve çemberler farklı kaynaklardan alınan verileri gösterir). Noktalı çizgi ardıl ışımanın, kesikli çizgiler ise patlamanın meydana galaksinin katılımını temsil ederler. Kesikli çizgi SN 1994I'nın Av=2 ile kızarmış ve z=1.006'daki ışık eğrisini temsil etmektedir (Lee ve ark. 1995). Düz çizgi üç katılımın toplamını göstermektedir. Grafiğe bakıldığında ~ 15. günde yeni bir parlamanın meydana geldiği görülmektedir, bu parlama Ocak ayının ilk haftasında R'de yaklaşık 24.5 kadirde maksimum yapar. Eğriye dikkatli bakıldığında kırılmalar görülebilir, bu da ardıl ışıma katılımıyla ilgili bir takım belirsizliklere yol açmaktadır. Bu durumun sebebi belki de altta yatan iki ya da üç parlamadan olabilir. Yapılan fotometrik çalışmalardan GRB 021211/SN 2002lt ilişkisi SN/GRB gecikmeleriyle ilgili önemli ipuçları sağlamıştır. Yapılan tayfsal ve fotometrik çalışmalar SN'in ve GIP'ın 1 ün aralıklarla meydana geldikleri bulunmuştur [27].

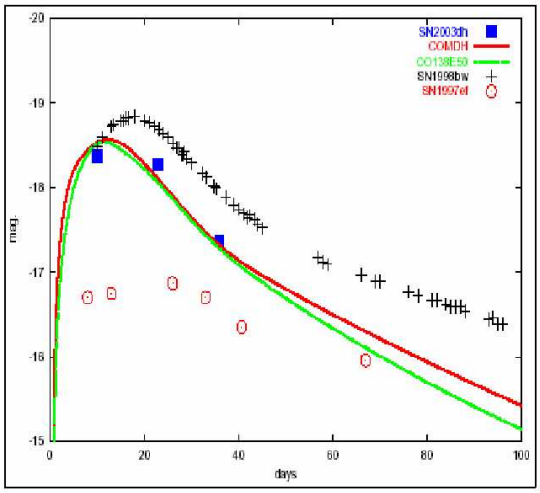
f de GRB 011121'e ait bütün fotometrik bantlardaki ışık eğrileri görülmektedir. GRB 011121'in ışık eğrisinde yaklaşık 10. günde özellikle V bandında başlayan yeniden parlamadan, belirgin bir SN katılımı görülmektedir. GRB 011121'in ışık eğrisi sıradan güç kanunu ekstrapolasyonlarının üzerinde bir artık salma ile oldukça net bir durumu temsil etmektedir. GRB 011121'in artık ışığı SN 1998bw'nunkinden bir miktar daha mavidir [28].

2.2.1.b SN Işık Eğrileri

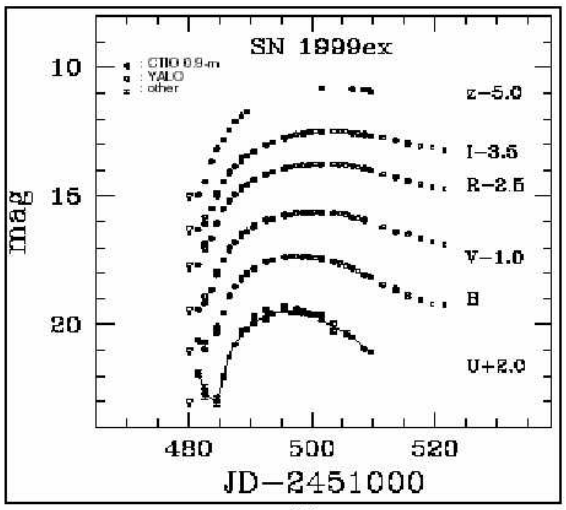
Bu bölümde SN 2003lw, SN 2003dh, SN 1999ex, SN 1999E, SN 1998bw, SN 1997ef, SN 1997dq, SN 1997cy, SN 1996N'e süpernovalarına ait ışık eğrileri incelenmiştir. Bazı eğrilerde ardıl ışıma katılımları da yer almaktadır.



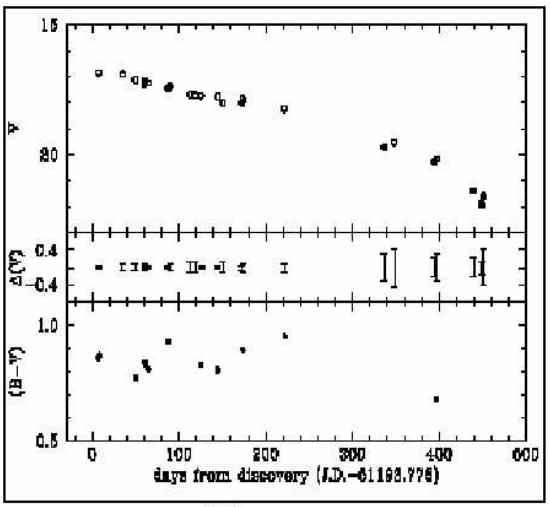
a SN 2003lw [29]



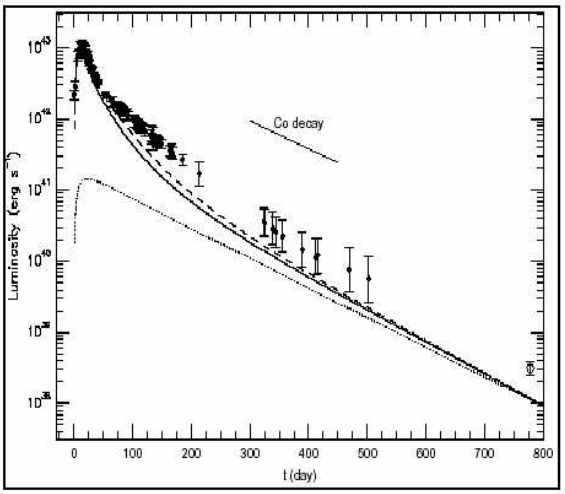
b SN 2003dh [30]



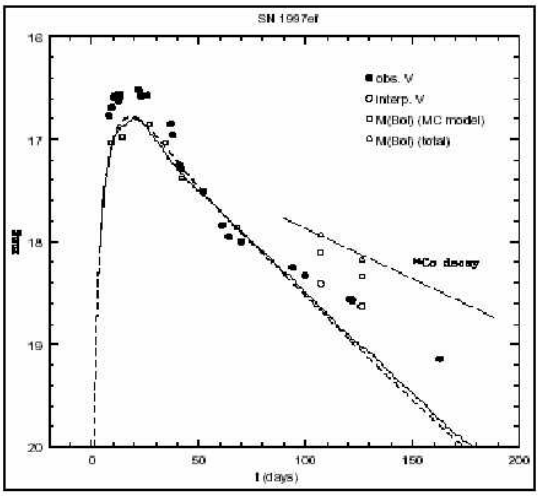
d SN 1999ex [20]



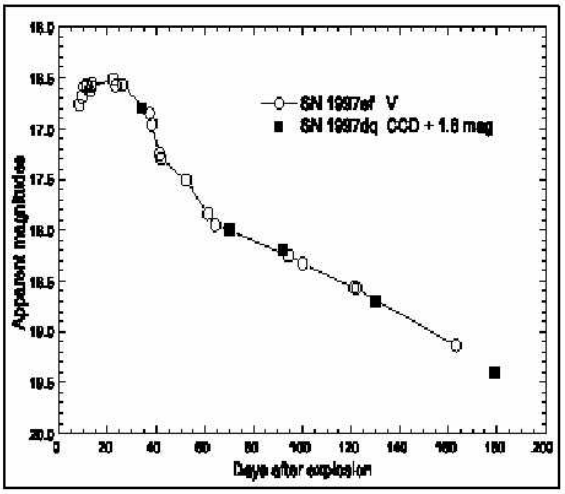
e SN 1999E [21]



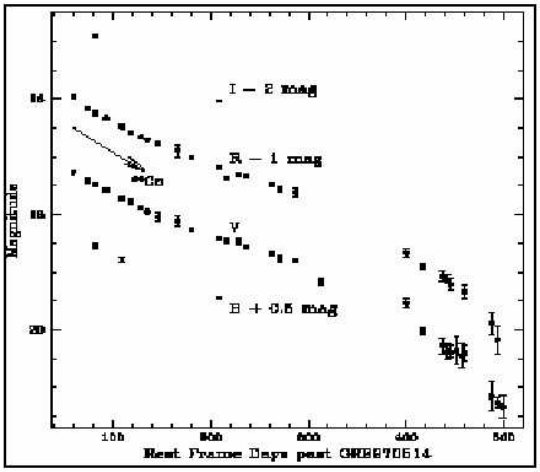
f SN 1998bw [31]



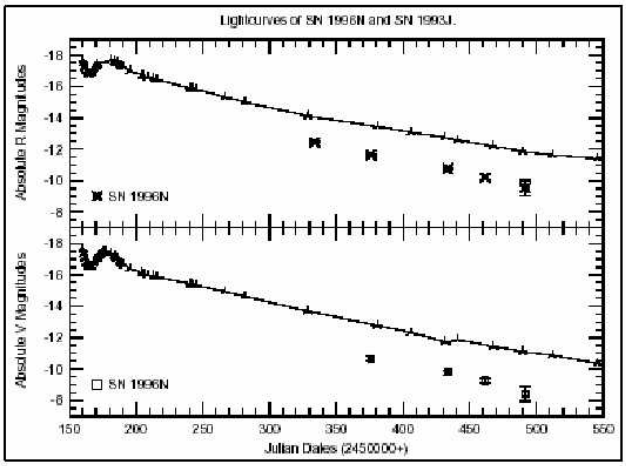
g SN 1997ef [22]



h SN 1997dq [22]



i SN 1997cy [32]



j SN 1996N[33]

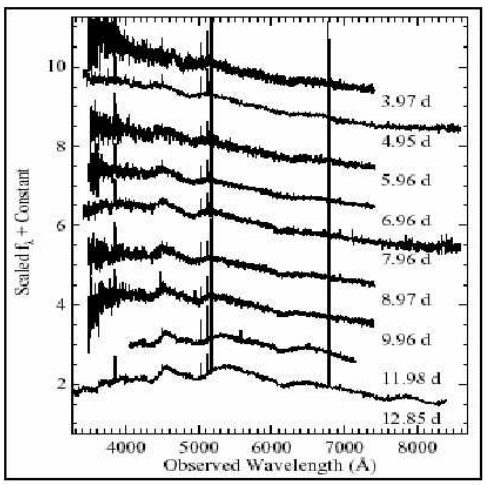
Süpernova ışık eğrilerinin zaman aralıkları oldukça geniş alınmıştır. O nedenledir ki maksimumdan sonraki bir kaç yüz gün içerisinde yavaş azalmalar görülmektedir. Bazı süpernovalarda bu azalma sürecinde yer yer küçük parlamalar da saptanmıştır. Süpernova ışık eğrileri aslında GRB ardıl ışıma eğrilerinin devamını göstermektedir. Görünüş itibariyle süpernovanın yükselip maksimum yaptığı küçük koninin ardından yüzlerce gün süren yavaş sönükleşme süreci başlar.

2.2.2. Tayfların İncelenmesi

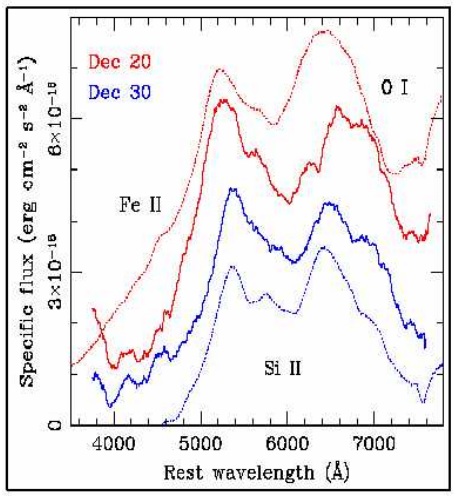
2.2.2.a Tayfların Şekilleri

Bu bölümde adaylara ait tayfsal evrimi, tayfların şablo olarak kullanılan diğer tayflarla uyumunu, tayfların genel yapısını inceleyeceğiz. Şekilsel incelemenin yapılacağı adaylar: GRB 060218/SN 2006aj, GRB 050525A/SN 2005nc, GRB 031203/SN 2003lw, GRB 030329/SN 2003dh, GRB 021211/2002lt, GRB 011121/SN 2001ke, GRB 991021/SN 1999ex, GRB 980910/SN 1999E, GRB 980425/SN 1998bw, GRB 971013/SN 1997dq, GRB 970514/SN 1997cy ve GRB 961218/GRB 1997B.

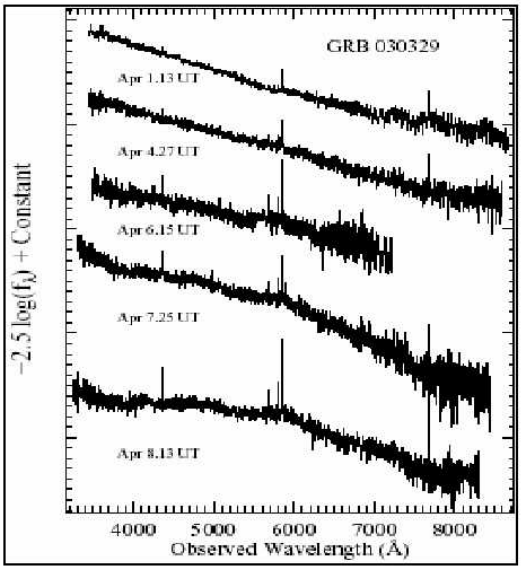
İlk olarak tayfsal evrimlere bakalım:



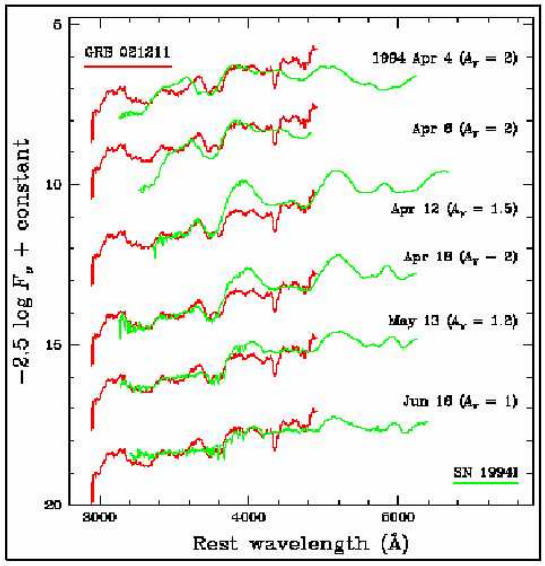
a GRB 060218/SN 2006aj [23]



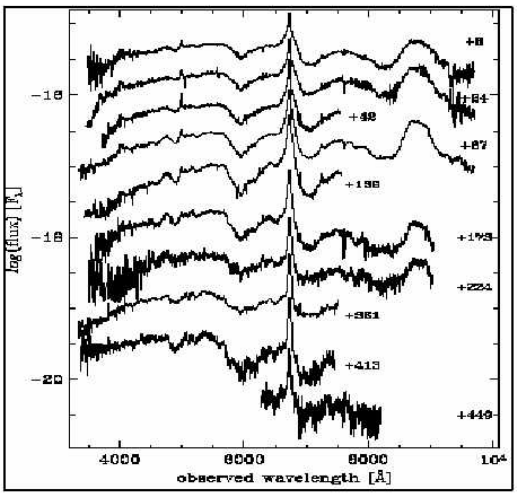
b GRB 031203/SN 2003lw[34]



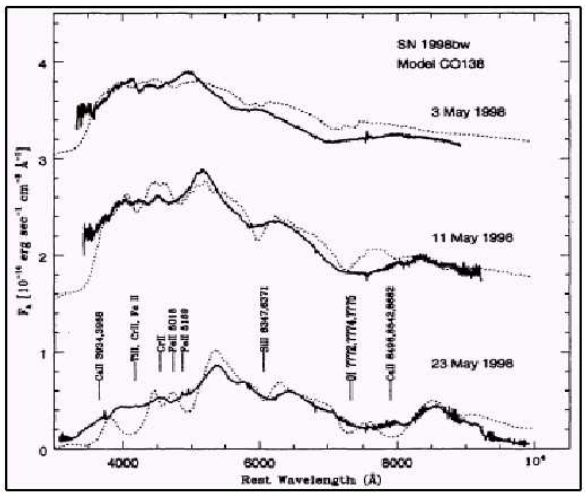
c GRB 030329/SN 2003dh [3]



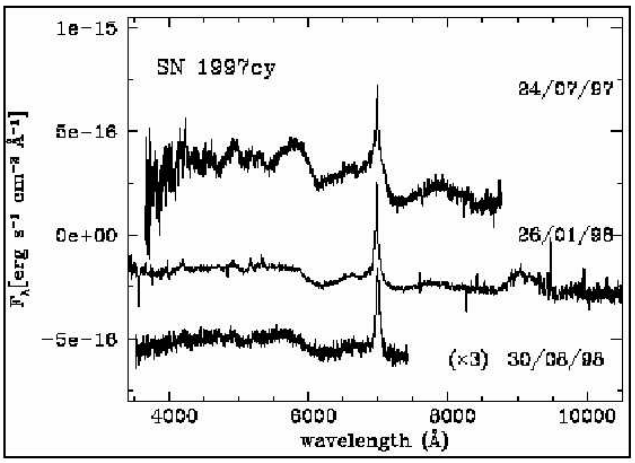
d GRB 021211/SN 2002lt [13]



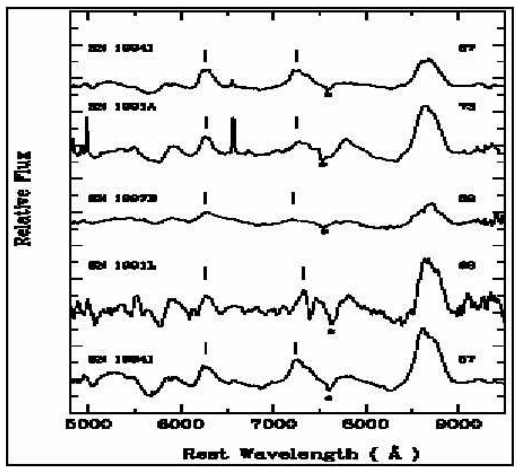
e GRB 980910/SN 1999E [21]



f GRB 980425/SN 1998bw [35]



g GRB 970514/SN 1997cy [36]



h GRB 961218/SN 1997B [37]

Üstte GIP'larla ilişkili olan SN bileşenlerinin bazılarına ait tayfsal evrim görülmektedir. Tayflarda görülmesi beklenen şey yaygın çizgi özellikleridir, bunun anlamı çok yüksek hızda dönmedir. Tip Ib/c süpernovalarının sahip olduğu temel karakteristiklerden biridir. Adaylarımıza şöyle bir bakacak olursak;

a'da GRB 060218/SN 2006aj'nin Şubat 22.12 UT'den (patlamadan 3,97 gün sonra) Mart 3.00 UT'ye (patlamadan 12,85 gün sonra) kadar gözlenen tayfsal evrimi görülüyor. Bütün tayflara baktığımızda, 4000 Å'den önce yaklaşık 3850 Å'de, 4400 ile 4500 Å arasında, 5000 Å'de, yaklaşık 5300 Å'de ve yaklaşık 6800 Å'de emisyonlar bulunmaktadır. Tayfların eğimi genel olarak aynıdır. Hepsinde 4500 Å civarında bir tepe, 5000 Å civarında bir çukur ve 5000'i geçtikten kısa bir zaman sonra daha hafif bir yükselme görülmüştür. Sonra yavaşça giden bir azalma gözlenmiştir. [23]

b'de 20 Aralık ve 30 Aralık 2003 tarihlerinde alınmış SN 2003lw'nun tayfi görülmektedir (düz çizgi). 250Å genişliğindeki boxcar filtresi ile düzleştirilmiştir. Noktalı çizgiler 9 Mayıs ve 19 Mayıs 1998 tarihlerinde alınmış (GRB'den 13.5 ve 23.5 gün sonra, yani V bandı maksimumundan 2 gün önce ve 7 gün sonra), Galaktik sönümleme kanunu ve E_{B-V}=1.1 ile sönümlenmiş olan [44] SN 1998bw'nun tayfını göstermektedir [45]. SN 1998bw'nun tayfi, sunum amacıyla dikey doğrultuda yeri değiştirilmiştir [34]. VLT tayfında 4500 ile 5000 Å aralığında Fe II soğurma çizgisi; ~6000 Å' de Si II soğurma çizgisi; 6500 ile 7000 Å arasında O II, 7000 ile 7500 Å arasında O I ve Ca II soğurması gözlenmiştir. Şekilsel olarak incelersek; iki adet çift pikli hörgüç vardırç Birinci çift piklinin 1. ve 2. Pikinin maksimum enerjileri birbirine yakın ($5x10^{-15}$ ve ~$4,5x10^{-15}$ $erg.cm^{-2}.sn^{-1}.A^{-1}$) iken, ikinci çift piklinin 1. Piki çok yüksek, 2. Piki çok alçaktır. Birinci çift pikli hörgüç, ~ 5000 ile 7000Å aralığındayken, ikinci çift pikli hörgüç ~ 7500 Å ile 10500 Å aralığındadır. Büyük dalgaboylarında gelen enerji daha fazla olmuştur. Dağılım, SN 1998bw'nun dağılımına benzemektedir. [34]

c'de bakıldığında GRB 030329/SN 2003dh'ın tayfsal evrimi görülmektedir. En üstteki tayf ile en alttaki tayf arasında belirgin farklılıklar vardır. 8,13 Nisan 2003 UT 'de alınan tayfta geniş (yayvan) pikler görülmektedir. Bu pikler süpernova karakteristiğini ortaya koymaktadırlar. Her bir tayfta dar emisyon çizgilerine rastlanmıştır. Söz konusu çizgilerin kaynağı, patlamanın olduğu galaksideki HII bölgeleridir. Çizgilerin şiddetleri 8,13 Nisan 2003 UT'deki tayfta daha da artmıştır. [3]

d'de GRB 021211'in çıkıntısının tayfının, SN 1994I'nın farklı zamanlarda alınmış tayfları ile kıyaslanması. Her grafik tayfa daha iyi uyum sağlaması için farklı A_V'ye sahiptir (bu değerler [44]'ünortaya koyduğu sönümleme kanunundan adapte edilmiştir). Referans olması için, SN 1994I, 9 Nisan 1994 yılında B bandındaki maksimumuna ulaşmıştır. [13]

e'de Tip Ib/c SN 1999ex'in tayfi ile Ib sınıfının prototipi SN 1984L'nin, Tip Ic SN'i SN 1994I ve 1987M'nin maksimum yakınındaki tayfının kıyaslanması görülmektedir. Kalın işaretler SN 1999ex'in tayfindaki HeI çizgilerini gösterir. He çizgilerinin uzunlukları Tip Ic'den Tip Ib'ye doğru yavaş yavaş artar ve SN 1999ex bu iki sınıf arasındaki bir köprü olarak görülmektedir. [21]

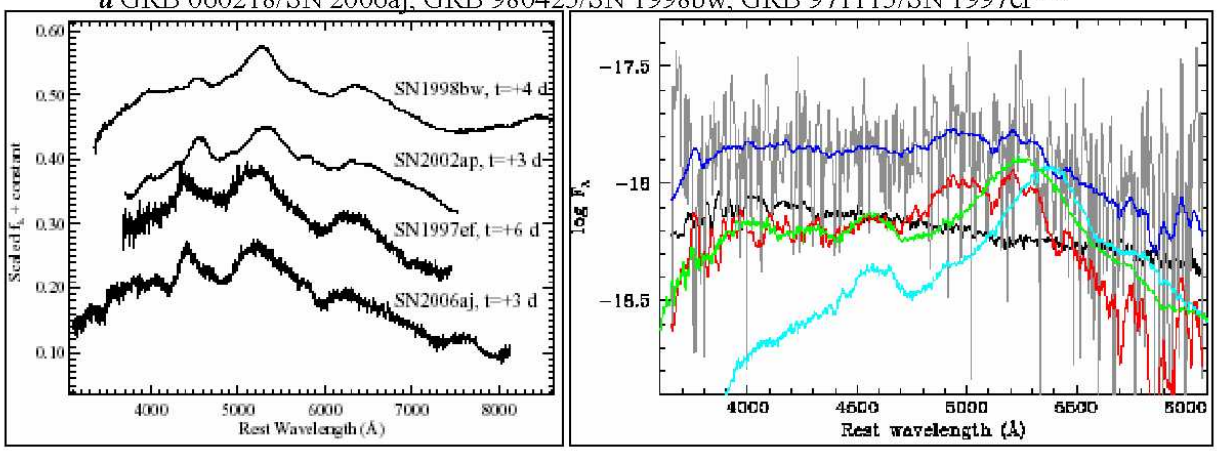
f'te SN 1998bw (düz çizgi) ve model kullanılarak hesaplanan sentetik tayfin (kesikli çizgi) karşılaştırılması. [35]

g'de SN 1997cy'nın tayfsal evrimini tanımlayan üç tayf görülmektedir. Ordinat ekseni en üstteki ilk tayfa göre ayarlanmıştır. Diğer tayflar $3x10^{-6}$ $erg.sn^{-1}.cm^{-2}Å^{-1}$ kadar aşağıya kaydırılmıştır ve sonuncusu 3 ile çarpılmıştır. [36]

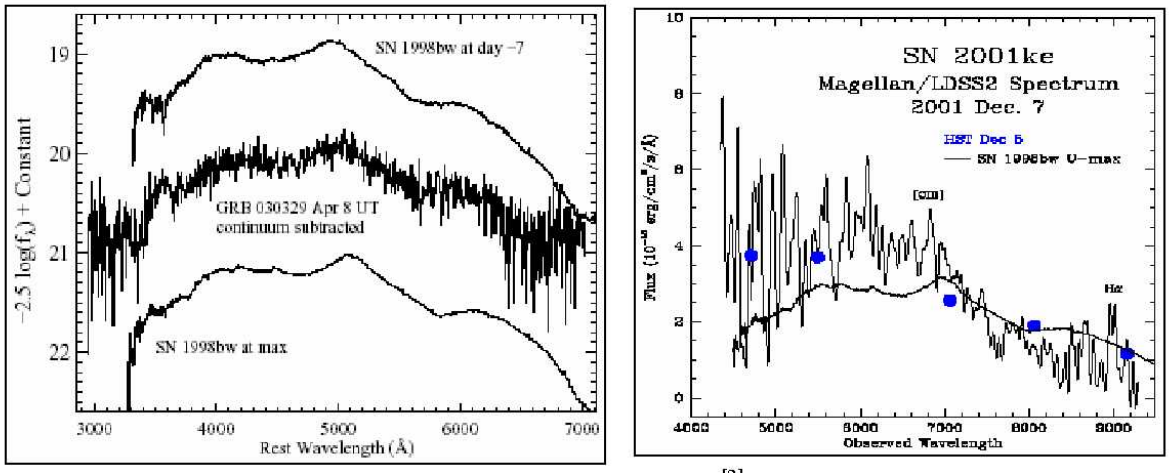
h'de SN 1997B'nin tayfiyla karşılaştırılabilir fazlarda elde edilmiş olan Tip Ic süpernovalarının tayfları görülmektedir. Her tayfa ait faz sağ üst köşede belirtilmiştir ve artık tellürik soğurma ise asterikslerle belirtilmiştir. Dikey eksende, tayfların akıları [O I] pik şiddetlerine uygun olarak normalize edilmiştir, ve tayf kesinlik için birkaç birim kaydırılmıştır. Her bir tayfta [O I] ve [Ca II] emisyonları dikey çizgi ile işaretlenmiştir. [37]

Şimdi de tayfların şablon tayflar ile karşılaştırılmasını inceleyelim:

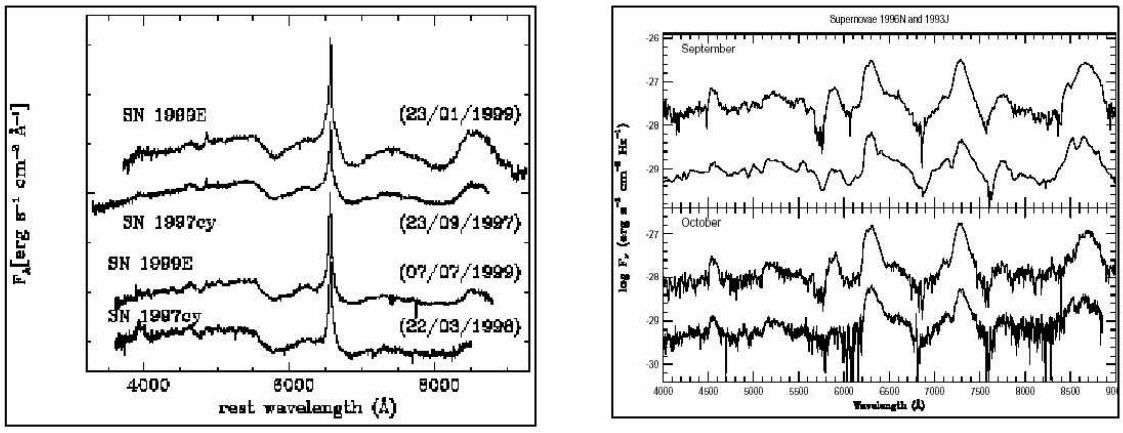
a GRB 060218/SN 2006aj, GRB 980425/SN 1998bw, GRB 971115/SN 1997ef [23]



b GRB 050525A/SN 2005nc ve GRB 980425/SN 1998bw [24]



c GRB 030329/SN 2003dh ile GRB 980425/SN 1998bw [3]
d GRB 011121/SN 2001ke ile GRB 980425/SN 1998bw [19]



e GRB 980910/SN 1999E ile GRB 970514/SN 1997cy [21]
f GRB 961218/SN 1996N [33]

a'daki tayfa bakınca 2006 yılında Mart 3.0 UT'de alınan GRB 060218/SN 2006aj'nin tayfı görülmektedir. Bu patlamadan 12.85 gün sonra alınmıştır, yani V maksimumundan 3 gün sonra. Tayfta kullanılan diğer şablonlar SN 1997ef ve SN 1998bw'nun tayfları ise V maksimumundan sırasıyla 3 ve 4 gün sonra alınmıştır. SN 2002ap'nin ve SN 1997ef'nin

tayfları SN 1998bw'dan daha iyi uymaktadır.Tayftan ev sahibi galaksiye ait çizgiler çıkarılmıştır. [23]

b'de GRB 050525A/SN 2005nc'ye ait tayfin SN 1998bw şablonu kullanılarak kıyaslanması görülmektedir. Gri çizgi: GRB 050525A'nın çıkıntı boyunca elde edilen gözlenen tayfıdır. Mavi çizgi: *Rebinned* tayftır. Siyah çizgi: Mavi, yıldızı oluşumunun olduğu galaksinin şablon tayfıdır. Kırmızı çizgi: Çıkarılab tayf (mavi-siyah). Yeşil çizgi: SN 1998bw'nun maksimumdan 5 gün sonraki tayfıdır. Cyan çizgi: SN 1998bw'nun maksimumdan 10 gün sonraki tayfıdır. [24]

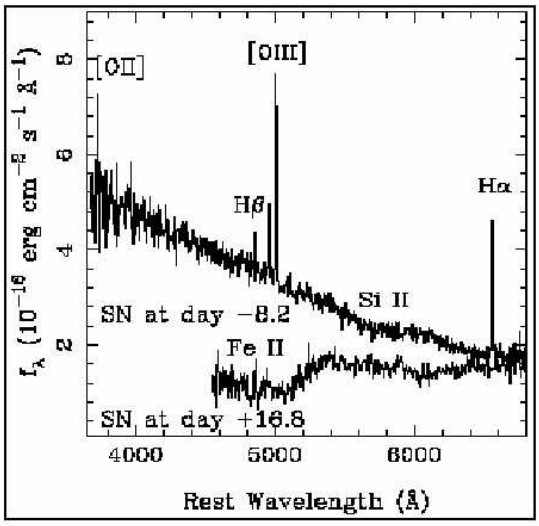
c'de SN 2003dh'ın SN 1998bw ile karşılaştırma tayfi: Bu tayf , 1 Nisan 2003'e ait ve 8 Nisan 2003'e ait tayfların birleştirildiği ve sürekliliğin çıkarıldığı bir artık tayfıdır. Artık tayfi, Sn 1998bw'nun maksimumdan bir hafta önceki ve maksimumdaki tayfları ile karşılaştırılmıştır. Bu bağlamda ~ 5000Å ve 4200 Å (rest frame) civarında yaygın çıkıntılar görülmektedir. Bu durum sıradışı (peküler) Tip Ic süpernovasının maksimum ışıktan 1 hafta önceki haline benzemektedir [45]. Tayflar uzun dalgaboylu bölgede bir uyum göstermemektedir. [3]

d'de 7 Aralık 2001'de Magellan'daki LDSS2 tayfçekeri ile alınmış SN 2001ke'nin tayfi görülmektedir. Tayf, 30Å FWHM Gausyen çekirdek ile düzeltilmiş ve sönümleme için düzeltilmiştir. Karşılaştırma için, 5 Aralığa ait HST yaygın bant akı ölçümleri de sönümleme için düzeltilmiştir, bunlar büyük daireler olarak gösterilmiştir. Tayfta belirgin süpernova özellikleri yoktur, ancak U bandı maksimum ışığındaki zamanda ve A_V=0.2 kadirlik düzeltme ile SN 1998bw ile kıyaslama yapıldığında, verilerin verilen sinyal-gürültü oranlarından süpernova özelliklerinin zorlukla tespit edilebileceğini ortaya koymaktadır. Bu tayfta yaklaşık 6800 Å civarında [OIII] emisyonu ve ~ 9000 Å civarında Hα emisyonu görülmektedir. [OIII] emisyonunun maksimum akısı $5x10^{-18}$ erg, Hα için $2,5x10^{-18}$ erg'tir. [19]

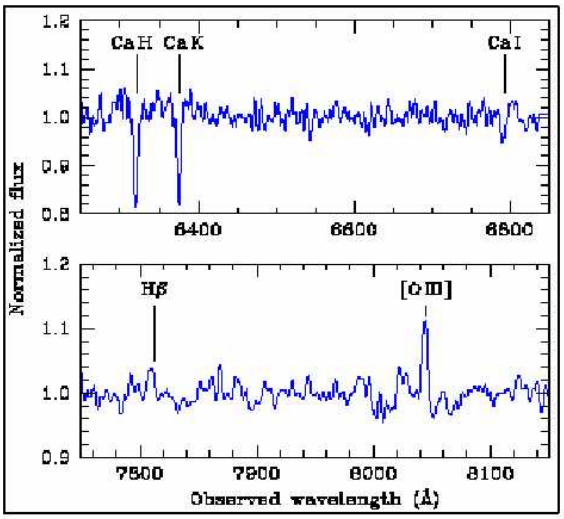
e'de SN 1999E ile SN 1997cy'nin tayfları karşılaştırılmaktadır. Tayflar patlamaların meydana geldiği galaksilerin eylemsizlik sistemlerine göre düzeltilmişlerdir. Üstteki iki tayf GRB'den 135 gün geçtikten sonra elde edilmiştir, muhtemelen bir SN ile ilişkilidir (SN 1999E'nin keşfinden beri +8 gün); altta yaklaşık 300. gün dolaylarında elde edilen tayf görülmektedir (SN 1999E'nin keşfinden beri +173 gün geçmiş). Ordinat ölçeği SN 1999E'nin üstteki tayfını gösterir, diğer tayf ise keyfi miktarda aşağıya kaydırılmıştır. Alttaki iki tayf karşılaştırmanın kolaylaştırılması için 2 katsayısı ile çarpılmıştır. [21]

f'de SN 1996N ve 1993J'nin geç zaman tayfıdır. En üstteki panelde 7 Eylül 1996'da, SN 1996N'nin keşfinden 179 gün sonra elde edilen tayfi görülmektedir. Altında La Palma veri tabanından alınan SN 1993J'nin tayfi görülmektedir. Bu tayf keşfinden 176 gün sonra 20 Eylül 1993'te alınmış tayfi görülmektedir. Alttaki panelde keşfinden 221 gün sonra alınmış SN 1996N'in tayfi görülmektedir, onun altında ise SN 1993J'nin keşfinden 224 gün sonra alınmış tayfi görülmektedir. Akı ölçekleri SN 1996N içindir ve SN 1993J'nin tayfi 3.5 dex kaydırılmıştır. [33]

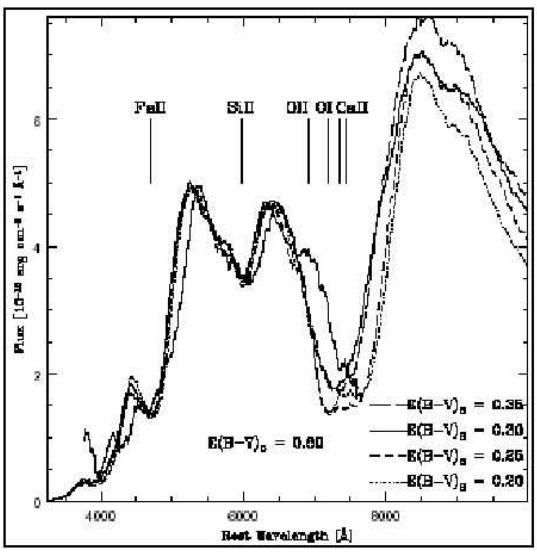
Tayflardaki Çizgi Özelliklerinin İncelenmesi



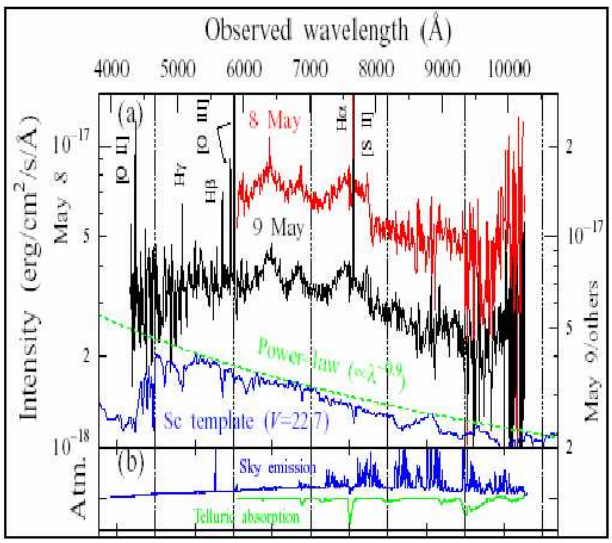
a GRB 060218/SN 2006aj [38]



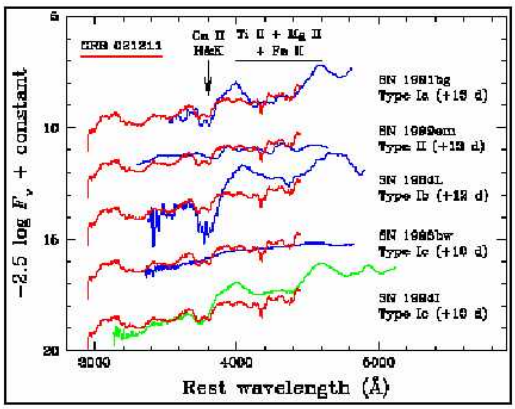
b GRB 050525A/SN 2005nc [24]



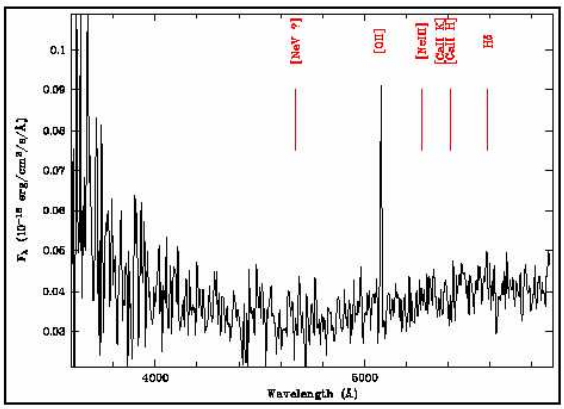
c GRB 031203/SN 2003lw [39]



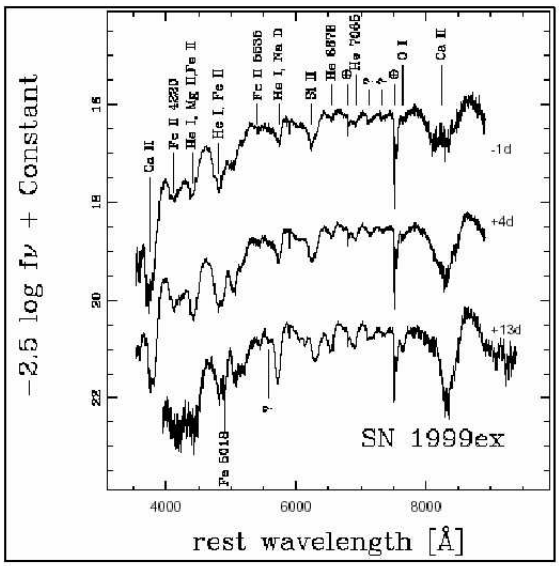
d GRB 030329/SN 2003dh [40]



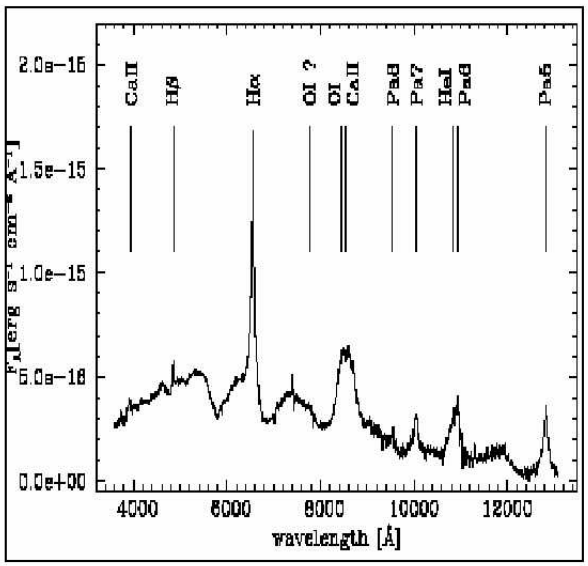
e GRB 021211/SN 2002lt [27]



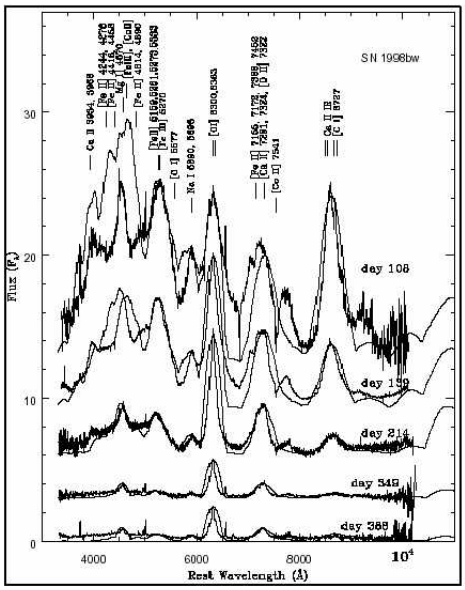
f GRB 011121/SN 2001ke [28]

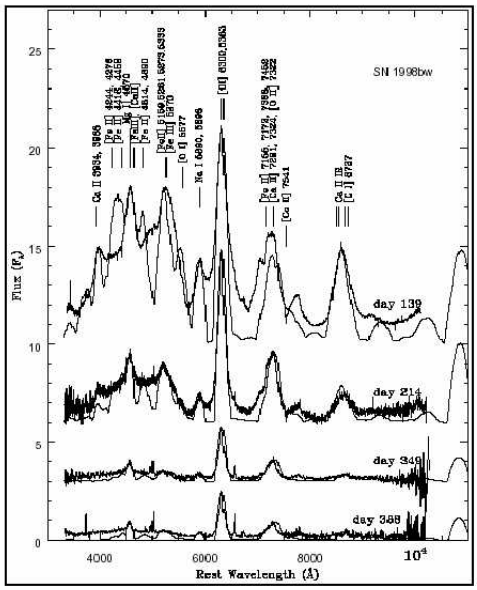


g GRB 991021/SN 1999ex [20]

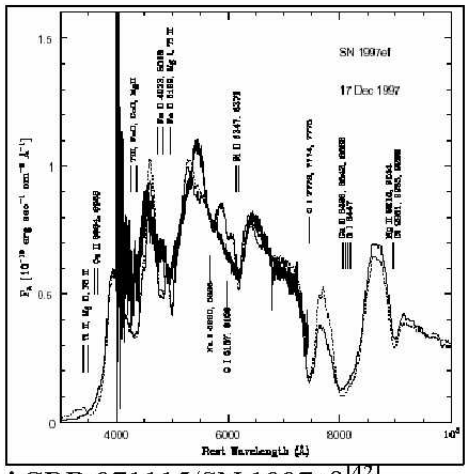


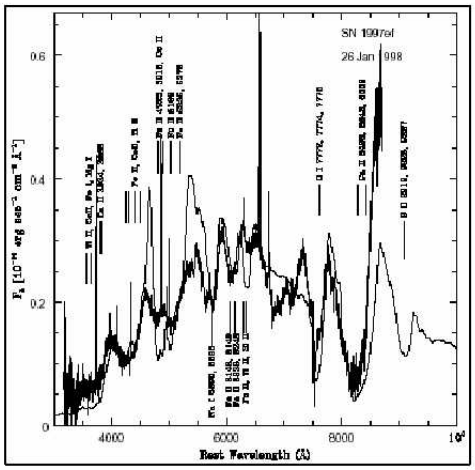
h GRB 980910/SN 1999E [21]



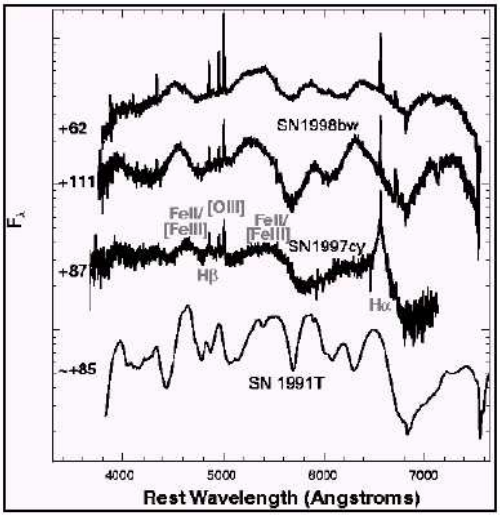


i GRB 980425/SN 1998bw [41]

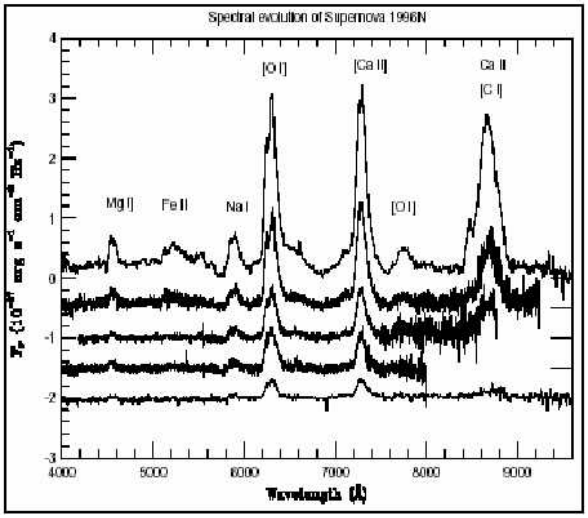




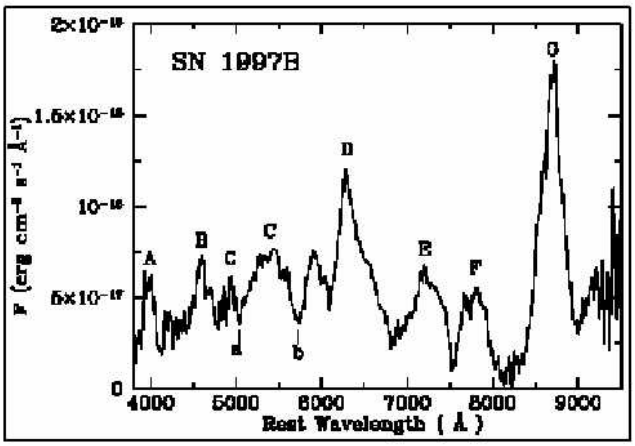
j GRB 971115/SN 1997ef [42]



k GRB 970514/SN 1997cy [32]



l GRB 960221/SN 1996N [33]



m GRB 961218/SN 1997B [37]

Tayfların geneline baktığımızda erken zamanlarda alınan tayflarda baskın olan çizgiler Hβ, Hα, Fe II, Fe III, O II, [Fe II], [Fe III][O II], [O III], [CaII H], [CaII K], OI, [O I], Mg II, Ti II, Si II, [C I]... emisyon çizgileridir. Burada yer alan yasak çizgiler genişleyen bir kabuğu temsil ediyor olabilir. Çünkü yasak çizgiler düşük yoğunluklu bölgelerde oluşurlar. Örneğin HII bölgeleri, nebular evreler... Buradan itibaren genişleyen gazın hızını tayin edebiliriz. H_β çizgisi optik bölgede gözlenebilecek en güçlü çizgidir. Bu çizgi ortamdaki şoku temsil edebileceği gibi fotoiyonizasyon mekanizmasını da temsil edebilir. [43]

3. Tartışma ve Sonuç

Adaylara ait gama-ışın verilerinin bu bildiriyi hazırladığımız süreye kadar geçen zaman içerisinde yetersiz oluşu yapılan bu ön çalışmada ulaştığımız sonuçlarda bir eksiklik yaratmaktadır. O nedenle burada ağırlıklı olarak optik özelliklerden bahsedilebilmiştir. Çalışmanın yüksek lisans tezi çerçevesinde ilerleyen zamanlarda genişletilecek olması gama-ışın ve optik-ışın özellikleri arasındaki korelasyon konusunda yargıya varabilmemizi kolaylaştıracaktır.

GIP eğrilerine baktığımızda fark edilen ilk şey GRB'nin tetiklenmesinden sonraki ilk iki hafta içerisinde yeniden parlamaların görülmesidir. Tipik olarak ortaya çıkan bu durum

süpernova patlamasının bir etkisidir. Ayrıca ışık eğrilerinin bazılarında (burada gösterilememiş olsa da) ilerleyen zamanlarda daha küçük çıkıntılarda gözlenmiştir. Bunların ise patlamanın olduğu bölge ile aramızda yer alan yıldızlararası ortamda gerçekleşen bir takım fiziksel süreçler olduğu düşünülmektedir.

SN ışık eğrilerine baktığımızda SN'in maksimumundan sonraki bir kaç yüz gün içerisinde parlaklığın çok yavaş bir biçimde azalmaya devam ettiği görülmüştür. Bu azalma bütün fotometrik bantlarda kendini göstermektedir.

Tayfların zamansal evrimine bakıldığında genel olarak tayfta yer alan çizgilerin şiddetlerinin zamanla arttığı görülmektedir. Ayrıca SN karakteristiği olarak yaygın emisyon çizgileri dikkati çekmektedir. Bu aynı zamanda yüksek dönme hızlarının da işaretçisidir.

Tayfların şablon tayflarla kıyaslanması yapıldığında ortaya çıkan sonuçlar genel olarak şöyle özetlenebilir: SN 1998bw ve SN 1997ef birbirine çok benzemektedir. SN 1999E ve SN 1997cy 'ye ikiz diyebiliriz (Bunlar Tip IIn süpernovalarıdır). SN 2006aj'nin tayfsal görünümü SN 1998bw'ya oldukça uymaktadır. SN 1999ex, Tip Ic ve Tip Ib süpernovaları arasındaki bir geçiş cismi sayılabilir. Sonuçta SN tipinin hipernova (HN) olarak belirlendiği adaylar SN 1998bw'ya daha fazla benzemektedirler.

Tayflar geç zamanda alınmış tayflardır, genel olarak nebular evrelerde alınmışlardır. O nedenle gözlenen çizgiler ağırlıklı olarak yasak çizgilerdir. Optik bölgedeki en şiddetli çizgi olan Hβ çizgisi'de egemenliğini korumaktadır. Bununla birlikte bazı tayflarda diğer hidrojen çizgileri de görülmüştür.

Kaynaklar

[1] Bosnjak, Z. ve ark. (2003), ApJ, 597, 1010

[2] Galama, T. J. ve ark. (1998), Discovery of the Peculiar Supernova 1998bw in the error box of GRB 980425, Nature, 395, 670-672.

[3] Stanek, K. Z. ve ark. (2003), Spectroscopic Discovery of the Supernova Associated with GRB 030329, astro-ph/0304173

[4] Zhang ve Meszaros, 2006, International Journal of Modern Physics (IJMPA), 18, 2.

[5] Şekil 1a: http://grad40.as.utexas.edu/grblog.php?view=data&GRB=20030329A&datatype=optical

[6] Şekil 1b: Eric, H., McKenzie and Bradley, E., Schaefer, astro-ph//: 9904397

[7] Şekil 1c: http://cfa-www.harvard.edu/~tmatheson/compgrb.jpg

[8] Şekil 1d: http://www.nature.com/nature/journal/v423/n6942/images/nature01750-f2.0.jpg

[9] Galama, T.J. et al. 1998, ,Nature, 395, 670

[10] Nakar, E., Piran, T. , 2003, "The Variable Light Curve of GRB 030329: The Case for Refreshed Shocks, Jonathan Granot, Institute for Advanced Study", Olden Lane, Princeton, NJ 08540 ; astro-ph//:0304563

[11] Mazzali, P.A., Deng, J., Tominaga, N., ..., The Type Ic Hypernova SN 2003dh/GRb 030329

[12] Kawabata ve ark. (2003) Subaru FOCAS Spectropolarimetry of Type Ic Hypernova SN 2003dh/GRB 030329

[13] Della Valle, M. ve ark. (2003), Evidence for Supernova Signatures in the Spectrum of the Late-time Bump of the Optical Afterglow of GRB 021211, astro-ph/0306298.

[14] Taylor, G. B. ve ark. (2004), The Angular Size and Proper Motion of the Afterglow of GRB 030329, The Astrophysical Journal, 609:L1–L4, 2004 July 1

[15] Tablo 1: http://supernovae.net

[16] Tablo 1: Della Valle, M. (2006), Supernova and GRB Connection: Observations and Questions, astro-ph/0604110

[17] Amati, L. ve ark. (2006), Implications of the Consistency of GRB 060218/SN 2006aj with the $E_{p,i}$-E_{iso} Correlation, astro-ph/0607148

[18] Mazzali, P.A., Deng, J., Pian, E., et al. 2006, ApJ, 645, 1323

[19] Garnavich, P. M. ve ark. (2002), Discovery of the Low-Redshift Optical Afterglow of GRB 011121 and Its Progenitor Supernova 2001ke, astro-ph/0204234

[20] GRB 991021/SN 1999ex: Hamuy, M. ve ark. (2002), Evidence for Core Collapse in the Type Ib/c SN 1999ex, astro-ph/0212368

[21] GRB 980910/SN 1999E: Rigon, L. ve ark. (2003), SN 1999E. Another Piece in the SN-GRB Connection Puzzle, MNRAS, 340, 191-196

[22] GRB 971115/SN 1997ef ve GRB 971012/SN 1997dq: Mazzali, P. A. ve ark. (2004), Properties of Two Hypernovae Entering the Nebular Phase: SN 1997ef ve SN 1997dq, astro-ph/0409575

[23] Modjaz, M. ve ark. (2006), Early Time Photometry and Spectroscopy of the Fast Evolving SN 2006aj Associated With GRB 060218, astro-ph/0603337
[24] Della Valle, M. ve ark. (2006), Hypernova Signatures in the Late Rebrightening of GRB 050525A, astro-ph/0604109
[25] Cobb, B. E. ve ark. (2004), Discovery of a Supernova Associated with GRB 031203: SMARTS Optical-Infrared Lightcurves from 0.2 to 92 days, astro-ph/0403510
[26] Lipkin, Y. M. ve ark. (2003), The Detailed Optical Light Curve of GRB 030329, astro-ph/0312594
[27] Della Valle, M. ve ark. (2003), Evidence for Supernova Signatures in the Spectrum of the Late-time Bump of the Optical Afterglow of GRB 021211, astro-ph/0306298
[28] Greiner, J. ve ark. (2003), GRB 011121: A Collimated Outflow Into Wind-Blown Surroundings, astro-ph/0309733
[29] Gal-Yam, A. ve ark. (2004), The J-Band Light Curve of SN 2003lw, Associated with GRB 031203, astro-ph/0403608
[30] Mazzali, P. A. ve ark. (2003), The Type Ic Hypernova SN 2003dh/GRB 030329, astro-ph/0309555
[31] Nakamura, T. ve ark. (2000), Light Curve and Spectral Models for the Hypernova SN 1998bw Associated With GRB 980425, astro-ph/0007010
[32] Germany, L. M. ve ark. (1999), SN 1997cy/GRB 970514 – A New Piece in the GRB Puzzle?, astro-ph/9906096
[33] Sollerman, J., Leibundgut, B. ve Spyromilio, J. (1998), SN 1996N – A Type Ib Supernova at Late Phases, A&A, 337, 207-215 (1998)
[34] Malesani, D. ve ark. (2004) , SN 2003lw and GRB031203: A Bri,ght Supernova For a Faint Gamma Ray Burst, astro-ph/0405449
[35] Nakamura, T. ve ark. (2000), Hypernova Models for SN 1998bw&SN 1997ef: Nucleosynthesis, Light Curves, and Spectra, Mem. S. A. It, 2000, Vol. 71°-2
[36] Turatto, M. ve ark. (2000), The Properties of Supernova 1997cy Associated With GRB 970514, astro-ph/9910324
[37] Gómez, G. ve López, R. (January 2002), Nebular Spectra of the Type Ic Supernovae 1997B and 1997X, AJ, 123:328-336
[38] Mirabal, N. ve ark. (2006), GRB 060218/SN 2006aj: A Gamma-Ray Burst and Prompt Supernova at z=0.0335, astro-ph/0603686
[39] Mazzali, P. A. ve ark. (2006), Models for the Type Ic Hypernova SN 2003lw Associated With GRB 031203, astro-ph/0603516
[40] Kawabata, K. S. ve ark. (2003), On the Spectrum and Spectropolarimetry of the Type Ic Hypernova SN 2003dh/GRB 030329, astro-ph/ 0306155
[41] Mazzali, P. A. (2001), The Nebular Spectra of the Hypernova SN 1998bw and Evidence for Asymmetry, astro-ph/0106095
[42] Mazzali, P. A. (1999), A Spectroscopic Analysis of the Energetic Type Ic "Hypernova" SN 1997ef, astro-ph/0007222
[43] Viegas-Aldrovandi, S. M. ve Contini, M. (1989), A Guideline to the Interpretation of the Narrow Emission-line Spectra of Active Galactic Nuclei, ApJ Part 1, vol. 339, April 15, 1989, p. 689-699.
[44] Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
[45] Patat, F., et al. 2001, ApJ, 555, 900

GSC 2751-1007 ÖRTEN DEĞİŞEN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN İLK IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Nalan ÖZBEK[1], Birol GÜROL[2]

Özet

Kısa dönemli W UMa türü örten değişen bir sistem olan GSC 2751-1007, 2003 yılında Maciejewski ve ark. (2004) tarafından SAVS (Semi-Automatic Variability Search) CCD gözlemleri ile keşfedilmiştir. Sistem, 20-23 Ekim 2004 tarihleri arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 40 cm çaplı teleskop kullanılarak gözlenmiştir. Gözlemlerden, 6 adet birinci minimum ve 3 adet ise ikinci minimum zamanı elde edilmiştir. BVR filtrelerindeki ışık eğrileri, Wilson-Devinney programı kullanılarak eş zamanlı olarak çözülmüş, sisteme ilişkin geometrik ve fiziksel parametreler belirlenmiş ve yeni ışık elemanları verilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *GSC 2751-1007, W UMa türü çift yıldız sistemleri, Işık eğrisi analizi.*

Abstract

The short period W UMa eclipsing binary system GSC 2751-1007 had been discovered by Maciejewski et al. (2004) with SAVS CCD observations in 2003. The system had been observed from TUBITAK International Observatory with 40cm radius telescope between October 20-23, 2004. From these observations, 6 primary minimum and 3 secondary minimum times were obtained. Light curves of the BVR filters were analyzed by using the Wilson-Devinney program simultaneously, whereas geometric and physical parameter for the system were identified and new light elements were obtained.

Key Words: *GSC 2751-1007, W UMa type binary stars, Light curve analysis.*

1. Giriş

Kısa dönemli W UMa türü örten çift yıldız sistemi GSC 2751-1007 (SAVS J231034+314253, Vmax=11^m.83, Vmin=12^m.85) Maciejewski et al. (2004) [1] tarafından SAVS (Semi-Automatic Variability Search) CCD gözlemleri ile keşfedilmiş ve olası W UMa türü bir sistem olarak sınıflandırılmıştır. Maciejewski et al. (2004) aynı zamanda tayfsal gözlemini yaparak sistemin tayf türünün *Ge* olduğunu belirlemişlerdi. Tayfsal gözlemlerdeki gürültünün fazla olması nedeniyle *G* tayf türünün alt sınıfı konusunda bir bilgi verememişlerdir. Literatürde bu bilgiler dışında GSC 2751-1007 sitemine ilişkin başka bir bilgi yer almamaktadır. Işık eğrisinde her iki minimum neredeyse aynı derinliğe sahiptir. I. ve II. minimum derinlikleri arasındaki parlaklık farkı V, B, R bantlarında sırasıyla Δ(MinI-

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara, 06100, Tel:(312)2126720/1325 Faks:(312)2232395 e-posta: nozbek@science.ankara.edu.tr*
[2] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara, 06100, Tel:(312)2126720/1313 Faks:(312)2232395e-posta: gurol@science.ankara.edu.tr*

MinII) = -0^m.016, -0^m.038 ve -0^m.019'dir. Maksimumlar arasındaki parlaklık farkı ise sırasıyla V, B ve R bantlarında Δ(Max I-Max II) = -0^m.019, -0^m.029 ve -0^m.020'dir.

2.Gözlemler

GSC 2751-1007 örten çift sisteminin gözlemleri; 20 ve 23 Ekim 2004 tarihleri arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) T40 teleskopu ile gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde dedektör olarak Ap7p CCDsi kullanılmış ve gözlemlerde B, V ve R filtrelerinde sırasıyla 349, 355, 356 gözlem noktası elde edilmiştir.

Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak GSC 2751-1883 ve denet yıldızı olarak da GSC 2751-0129 kullanılmıştır. Yıldızlara ait parametreler Çizelge 1'de verilmiştir. Mukayese-Denet parlaklık değişimi incelenmiş ve herhangi bir değişime rastlanmamıştır. Gözlemlerin indirgenmesi MaxImDL3.0 programı kullanılarak yapılmış ve dedektöre ilişkin etkiler giderildikten sonra diferansiyel parlaklık değerleri elde edilmiştir.

Çizelge 1. Değişen, mukayese ve denet yıldızına ait parametreler

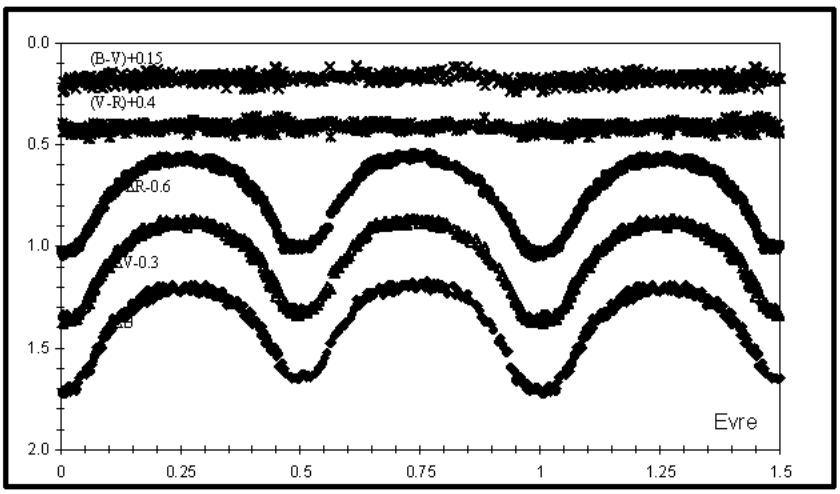
Parametreler	Değişen	Mukayese	Denet
Katalog İsimi	GSC 2751-1007	GSC 2751-1883	GSC 2751-0129
α(2000)	23^{sa} 10^{dk} 34^{sn}	23^{sa} 10^{dk} $32^{sn}.14$	23^{sa} 10^{dk} $34^{sn}.42$
δ(2000)	31° 42′ 54″	31° 47′ 00″.4	31° 47′ 13″.6
V	12^m.34	12^m.50	11^m.09

Şekil 1'de elde edilen B, V ve R bandları ile (B-V) ve (V-R) renkleri aşağıda verilen ışık elemanları kullanılarak evrelendirildikten sonra grafike edilmiştir.

$$\text{Min I (HJD)}=2452885.247(3)+0.417461\text{xE} \qquad (1)$$

3. Yeni Işık Elemanları

Sistemin 20 ve 23 Ekim 2004 tarihleri arasında yapılan gözlemlerinden altı adet birinci minimum (Min I) ve üç adet ikinci minimum (Min II) olmak üzere toplam dokuz adet minimum zamanı elde edilmiştir. Standart sapma değerleri ile birlikte yeni minimum zamanları Çizelge 2'de verilmiştir. Minimum zamanları Kwee and van Woerden (1956) [2] yöntemi ile hesaplanmıştır.



Şekil 1. GSC 2751-1007 sisteminin B, V ve R filtrelerinde elde edilmiş ışık ve (B-V), (V-R) renk eğrileri

Çizelge Hata! Belgede belirtilen stilde metne rastlanmadı.. GSC 2751-1007 sistemi için hesaplanan yeni minimum zamanları

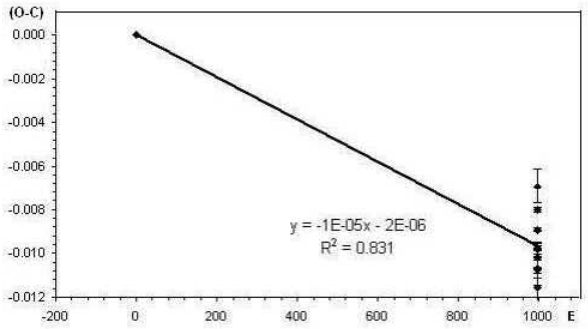
HJD Min	Hata (±σ)	Min. Türü	Filtre
2453300.4038	0.0001	I	B
2453300.4011	0.0007	I	V
2453300.4003	0.0009	I	R
2453301.2370	0.0001	I	B
2453301.2398	0.0008	I	V
2453301.2378	0.0001	I	R
2453301.4453	0.0007	II	B
2453301.4456	0.0003	II	V
2453301.4447	0.0004	II	R

Şekil 1'de, Maciejewski et al. (2004) tarafından verilen ışık elemanları kullanılarak GSC 2751-1007 sistemi için hesaplanan O-C değişimi verilmiştir.

$$\text{Min I (HJD)} = 2452885.2469 + 0.417461 \times E \qquad (2)$$

O-C değişimi incelendiğinde Maciejewski et al. (2004) tarafından verilen ışık elemanlarının hatalı olduğu ve düzeltilmesi gerektiği görülmüştür. Yeni ışık elemanları aşağıdaki şekilde hesaplanmıştır.

$$\text{Min I (HJD)} = 2453301.44590 + 0.417451 \times E \qquad (3)$$



Şekil Hata! Belgede belirtilen stilde metne rastlanmadı.. GSC 2751-1007 sistemi için çizilen (O–C) değişimi. Geçmiş zamanlara ilişkin sadece tek bir minimum zamanı bulunmaktadır. Bütün minimum zamanları dikkate alınarak gerçekleştirilen fit ve bu fit'e ilişkin korelasyon katsayısı şekilde verilmiştir.

4. Işık Eğrisi Analizi

GSC 2751-1007 sisteminin B, V ve R filtrelerinde elde edilen ışık eğrileri çözümü Wilson-Devinney (1971) [3] yönteminin 2003 sürümü kullanılarak yapılmıştır. Yöntem; bileşen yıldızların yüzeylerini eşpotansiyel yüzeyler olarak kabul eder. Analizlerde kullanılabilecek başlangıç parametreleri; yörünge eğimi i, yıldızların yüzey sıcaklıkları $T_{1,2}$, sistemin kütle oranı $q=m_2/m_1$, bileşen yıldızların kesirsel ışınım güçleri $L_{1,2}$, bileşen yıldızların yüzey potansiyelleri $\Omega_{1,2}$, yıldızlara ait kenar kararma katsayıları $x_{1,2}$, bolometrik albedoları (yansıma katsayısı) $A_{1,2}$ ve çekimsel kararma katsayıları $g_{1,2}$'dir. Burada alt indis

olarak kullanılan 1 baş bileşeni (daha sıcak), 2 ise yoldaş bileşeni (daha soğuk) göstermektedir.

GSC 2751-1007 sisteminin tayf türü *Ge* ve dönemi dışında hakkında literatürde başka bir bilgi bulunmamaktadır. Tayf türündeki belirsizlik nedeniyle sisteme ilişkin sıcaklık değeri araştırmacıların iyi bilinen W UMa türü sistemler için yaptıkları çalışmalardan elde edilmiştir.

Wang (1994) [4] yaptığı inceleme sonucunda W UMa türü sistemlerde, yörünge dönemleri ile sistemin öz renkleri arasında bir bağıntının bulunduğunu ortaya koymuştur. Wang (1994) bileşenleri merkezi hidrojenini yakan normal anakol yıldızları için,

$$(B\text{-}V)_0 = 0.077 - 1.003\log P(\text{gün}) \quad (R^2=0.78) \qquad (4)$$

bağıntısından sistemin kızarmaya uğramamış öz renginin elde edilebileceğini göstermiştir. Burada $(B\text{-}V)_0$ sistemin öz rengini ve *P(gün)* ise sistemin yörünge dönemini göstermektedir. Bağıntı için verilen korelasyon katsayısının yüksek olması, W UMa türü sistemler için öz rengin yeterli bir doğrulukla elde edilebileceğini göstermektedir. Sistemin bir önceki kesimde düzeltilmiş dönem değeri kullanılarak hesaplanan öz rengi $(B\text{-}V)_0=0.4575$'dir.

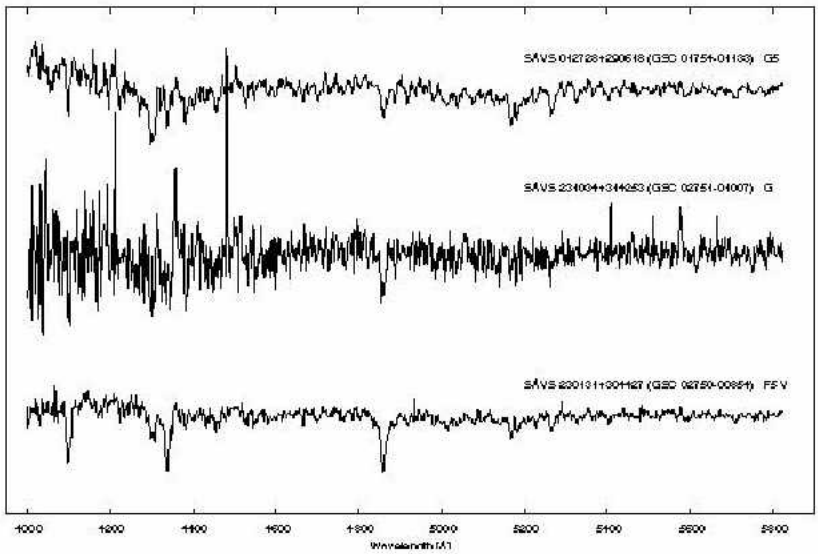
W UMa türü sistemlerde bileşen yıldızların geç tayf türünden olduğu bilinmektedir. Sekiguchi & Fukigita (2000) [5] tarafından F0-K5 tayf türünden cüce ve dev yıldızlar için teorik olarak hesaplanmış *özrenk-sıcaklık* arasındaki bağıntı kullanılarak sistemin sıcaklığı 6386 K olarak hesaplanmıştır. Bu hesaplanan sıcaklık değerinin denetlenmesi amacıyla Rucinski & Duerbeck (1997) [6] tarafından uzaklığı bilinen değen çift yıldızlar için hesapladıkları kalibrasyon ifadesi kullanılabilir.

$$M_{vcal} = -4.44 \log P(\text{gün}) + 3.02(B\text{-}V)_0 + 0.12 \qquad (5)$$

Denklem 5 ile verilen kalibrasyon ifadesi, sistemin öz rengi ile yörünge döneminden, sistemin mutlak parlaklığını hesaplamak mümkündür. Bu bağıntı ile hesaplanacak mutlak parlaklık değerindeki hatanın ±0.1 olduğu aynı yazarlar tarafından verilmiştir.

GSC 2751-1007 sistemi için hesaplanan $(B\text{-}V)_0=0.4575$ ve P(gün)= 0.417451 Değerleri kullanıldığında, sistemin mutlak parlaklığının $3^m.17\pm0.1$ olduğu hesaplanmıştır.

Bu mutlak parlaklığa sahip bir sistemde iki adet birbirine benzer yıldız bulunduğu kabul edildiğinde, bileşen yıldızlardan birinin mutlak parlaklığı bu değerden sayısal olarak daha büyük olmalıdır. Bu durumda hatasını da dikkate alarak $Mv=3^m.18$ ve $3^m.16$ değerleri için hesaplama yapıldığında, sistemin, mutlak parlaklıkları $3^m.93$ ve $3^m.91$ olan iki adet yıldızdan oluşabileceği düşünülebilir. Yıldızların normal anakol yıldızları oldukları kabul edildiğinde bu mutlak parlaklığa sahip yıldızların tayf türlerini ve sıcaklıklarını oluşturulmuş çeşitli kalibrasyon tablolarından elde edebiliriz. Bu amaçla Allen tarafından yayınlanan "Astrofiziksel Parametreler" (Cox, 2000) [7] tablolarından yararlanarak anakol yıldızları için oluşturulmuş *mutlak parlaklık-sıcaklık* tablosundan sıcaklık değerleri sırasıyla 6306 K ve 6322 K olarak hesaplanmıştır. Bu sıcaklığa sahip yıldızların tayf türü F7V-F8V aralığındadır (Cox, 2000). Straizys & Kuriliene (1981) [8]'in çalışmasından ise bu mutlak parlaklığa karşılık gelen tayf türünün F7V olduğu ve bu tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değerinin ise 6266 K olduğu hesaplanmıştır.

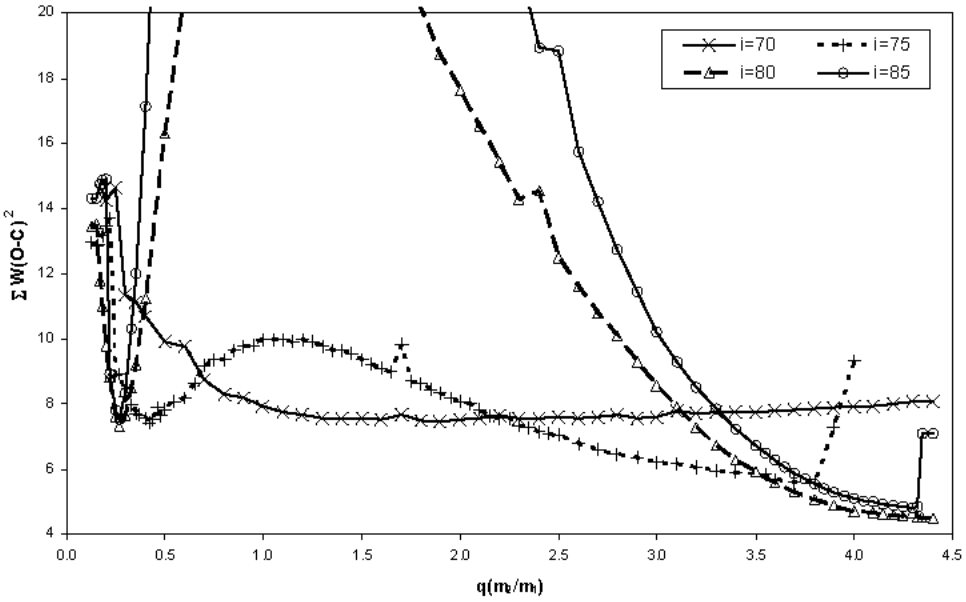


Şekil 3. Maciejewski et al. (2004) tarafından GSC 2751-1007 ve başka iki sistem için gözlenen tayfları.

Maciejewski et al. (2004) tarafından sistem için tahmin edilen tayf türü, *Ge*'dir fakat çalışmalarında inceledikleri diğer sistemlere ilişkin tayflar incelendiğinde sistemin G5 tayf türünden daha erken ve F5 tayf türünden daha geç bir sistem olduğu görülebilir. Ayrıca GSC 2751-1007 sisteminin tayf türü belirlenirken kullanılan soğurma çizgilerinin yapı olarak F5 tayf türüne daha yakın olduğu dikkat çekicidir (Şekil 3). Özellikle HI (λ4960Å) soğurma çizgisi GSC 2750-0854 (F5V) sistemine ait soğurma çizgisine çok daha benzer bir özellik göstermektedir. GSC 2751-1007 sisteminin tayfında görülen çok sayıda salma çizgisi ve sistem için alınan tayfsal gözlemde gürültünün fazla olması, tayf türünün belirlenmesindeki hatanın yüksek olmasına neden olmaktadır. Bu bilgi ışığında GSC 2751-1007 sisteminin *G* tayf türünden çok *F* tayf türünden bir sistem olduğunu, söyleyebiliriz. Bu ise yukarıda hem dönem hem de mutlak parlaklık değerleri kullanılarak ulaşılan tayf türlerini desteklemektedir.

Işık eğrisi analizi gerçekleştirebilmek için başlangıç parametresi olarak dikkate almamız gereken bir diğer parametre sistemin yörünge eğimi ve kütle oranıdır. Sistemin kütle oranının doğru olarak belirlenebilmesi ancak dikine hız eğrisi gözlemleri ile mümkündür. Awadalla et al. (2005) [9] literatürde bulunan birçok sistem için hesaplanmış fotometrik kütle oranı değerleri ile tayfsal kütle oranı değerlerinin birbirlerine çok yakın sonuçlar verdiğini göstermiştir (birkaç sistem hariç).

Sisteme ilişkin tayfsal kütle oranı bilinmediğinden sistemin fotometrik kütle oranının belirlenebilmesi ve ışık eğrisi çözümlerinin bu kütle oranı kullanılarak gerçekleştirilmesi gerekmektedir. Bu amaçla kullanılabilecek bir yöntem, sistemin yörünge eğim açısı bilinmediğinden, farklı *i* yörünge eğim açılarının dikkate alınarak *q*-taramasının gerçekleştirilmesidir. W UMa türü sistemlerde bileşen yıldızların birbirlerine çok yakın olması, çok büyük bir yörünge eğim açısı aralığında örtme ve örtülmenin gerçekleşebileceğini bize gösterir. Bu nedenle geniş bir aralığa dağılmış *i* yörünge eğim açısının taranması gerekmektedir. Bu amaçla değen çift yıldızların analizinde kullanılan Mod 3 seçilmiş ve farklı yörünge eğim açıları (i=70°, 75°, 80° ve 85°) için q-taraması $0.13 \leq q \leq 5.0$ aralığında gerçekleştirilmiştir. Şekil 4'de GSC 2751-1007 sistemi için *i-q* taramasının sonuçları verilmiştir. Şekilde dikkati çeken iki farklı q aralığında $\Sigma W(O-C)^2$ değerinin minimuma gitmesi olmaktadır. Şekil 4'den sistem için uygun yörünge eğim açısının 75° ile 85° arasında ve q=0.27-0.42 aralığı ile q>4.0 değerlerinde en iyi sonuçlara ulaşıldığı görülmektedir. Bu



Şekil 4. GSC 2751-1007 sistemi için farklı yörünge eğim açıları ve q (kütle oranı) değerleri dikkate alınarak B, V ve R bandı için gerçekleştirilen i-q taraması sonucu.

bilgiler dikkate alındığında sistem için yörünge eğim açısının $75° \leq i \leq 80°$ aralığı ve $q \approx 0.3$ ile 4.0 için iki farklı çözümün gerçekleştirilmesi gerektiğini göstermektedir.

Sistemin ışık eğrisi analizi için gerekli olan başlangıç parametrelerini T_1=6350 K, i=80, q=0.3 ve 4.0 alarak iki farklı çözüm gerçekleştirilecektir. Başlangıç için T_2 sıcaklığı baş bileşenin sıcaklığı ile aynı olacak şekilde alarak iterasyon gerçekleştirilecektir. Logaritmik kenar kararma katsayıları T_1 sıcaklığında anakol yıldızları için uygun olacak şekilde Van Hamme (1993)[10]'dan alınmıştır. Her iki bileşenin konvektif zarfa sahip olması nedeniyle ($T<7200$ K) çekim kararma katsayısı 0.32 ve bolometrik albedo değeri 0.50 olarak alınmıştır. Işık eğrisi analizi W UMa türü sistemler uygun olan Mod 3'de gerçekleştirilmiştir. Grid sayıları N1, N2 N1L, N2L sırasıyla 30, 30, 15, 15 olarak alınmış ayrıca üçüncü ışık etkisinin olmadığı (l_3=0) varsayılmıştır. Çözümlerde yıldız atmosferleri modelleri (IFAT1=IFAT2=1) kullanılmıştır.

Mod 3'de ışık eğrisi analizinde serbest bırakılabilir parametreler sistemin yörünge eğim açısı i, yoldaş bileşenin yüzey sıcaklığı T_2, sistemin kütle oranı $q=m_2/m_1$, baş bileşenin kesirsel ışınım gücü L_1, baş bileşenin yüzey potansiyeli değeri Ω_1 dir ve W UMa türü sistemlerde $\Omega_1=\Omega_2$ olarak alındığından dolaylı olarak Ω_2 potansiyeli serbest bırakılabilen parametreler arasında bulunmaktadır. Wilson-Devinney programının bir parçası olan DC (Differential Correction) programı serbest bırakılan parametreler üzerinde herhangi bir düzeltmeye ihtiyaç duymayana kadar (parametre için hesaplanan düzeltme değerinin parametrenin standart sapma değerlerinden küçük olması durumu) işlemler tekrarlanmıştır. İyi bir çözüm parametresi elde edildikten sonra baş bileşenin sıcaklığı serbest bırakılarak daha iyi T_1 sıcaklığı elde edilmesi yoluna gidilmiştir. Bu şekilde baş bileşen ile yoldaş bileşenin sıcaklık ve ışınım güçleri değerlerinin birbirlerine uyumlu olması sağlanmıştır.

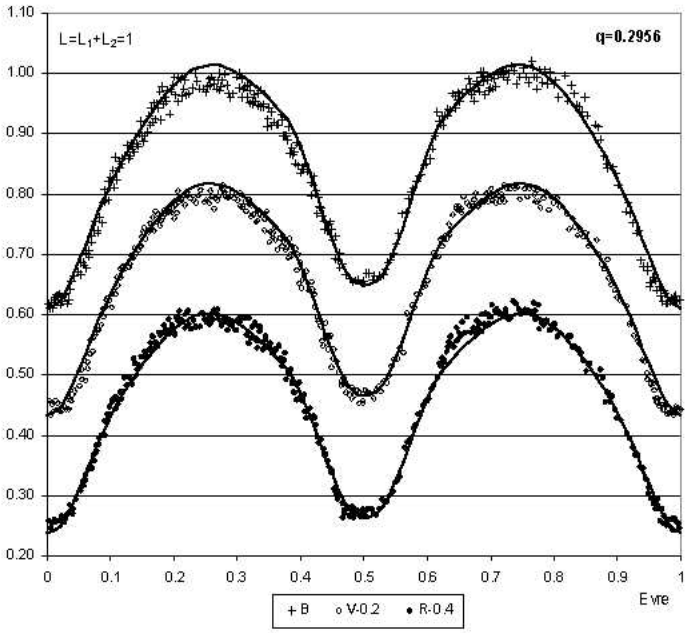
Özellikle 0.6 evresinde başlayan ve 0.7 evresi civarında biten bir parlaklık artışı dikkati çekmektedir. Böyle bir parlaklık artışını sağlayabilmek için küçük boyutlu ve sıcak bir lekenin, bileşen yıldızlardan birinin yüzeyine yerleştirilmesi gerekmektedir. Bu tür bir leke bileşen yıldızlardan biri tarafından atılan maddenin diğer bileşenin yüzeyine çarptığı bölgede meydana gelebilir. Bu amaçla baş bileşen ve yoldaş bileşen üzerine ayrı ayrı sıcak leke yerleştirerek daha iyi ışık eğrisi çözümlerine ulaşılıp ulaşılamadığı incelenmiştir. Fakat böyle

bir leke modeli ile iyi çözümler elde edilemediği ve ışık eğrisindeki anormalliklerin ikinci minimuma giriş ve çıkışlarda bulunduğu görülmüştür. Sistemin tayfında salma çizgilerinin görülmesi bileşen yıldızların yüzey parlaklıklarındaki anormalliklerin sebebi olabilir. Rafert & Twigg (1980) [11] inceledikleri çok sayıda ışık eğrisi analizleri sonucunda W UMa türü sistemlerde albedo değerinin 1'den büyük olabileceğini belirtmişlerdir. Bu amaçla ışık eğrisi analizi yoldaş bileşenin albedo değeri serbest parametre alınarak gerçekleştirilmiş ve çok daha iyi çözümlerin elde edilebildiği görülmüştür.

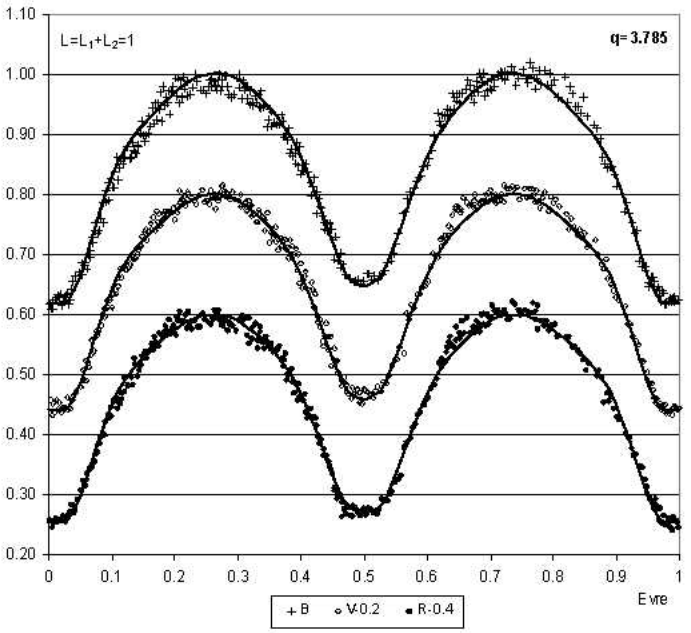
Çizelge 3'de iki farklı kütle oranı için GSC 2751-1007 sistemine ait ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen parametreler verilmiştir. Şekil 5'te sistemin kütle oranını 0.3 alarak yapılan çözüm sonucu B,V ve R bantlarında elde edilen ışık eğrileri verilirken, Şekil 6'te sistemin kütle oranını 4.0'dan büyük alarak yapılan çözüm sonucu B,V ve R bantlarında elde edilen ışık eğrileri verilmektedir. Şekil 7'da ise bu sistem için hesaplanan her iki çözümün Roche geometrisine ilişkin şekilleri verilmiştir.

Çizelge 3. GSC 2751-1007 sisteminin iki farklı kütle oranı dikkate alınarak elde edilen çözüm parametreleri

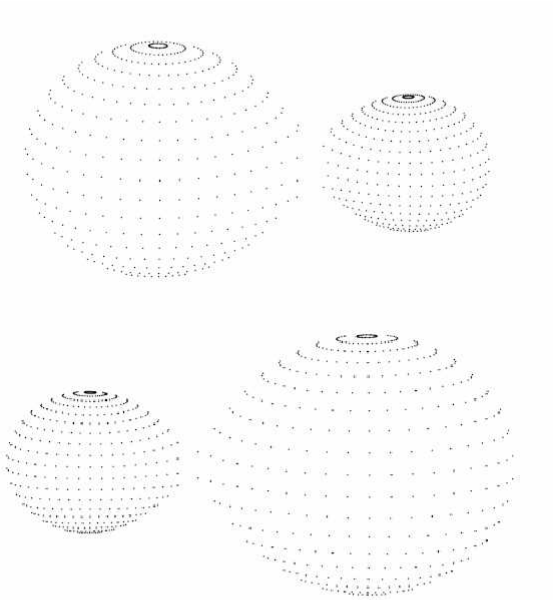
Parametreler	BVR Çözüm (1)	BVR Çözüm (2)
ι (°)	75.7511±0.2002	81.2955±0.3007
A_1	0.570	0.101
A_2	3.507	0.709
$g_1 = g_2$	0.32	0.32
l_3	0.00	0.00
T_1 (°K)	6105±13	6351±5
T_2 (°K)	5935±12	6099±3
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.41321±0.00504	7.59537±0.0096
$q = m_2/m_1$	0.2956±0.0029	3.7851±0.0075
Fillout(%)	23.44	67.07
L_1 (B)	9.0319±0.0355	3.3429±0.0025
L_1 (V)	9.1051±0.0313	3.2205±0.0026
L_1 (R)	8.9886±0.0291	3.1355±0.0028
L_2 (B)	2.5765	8.7382
L_2 (V)	2.7120	8.9760
L_2 (R)	2.7448	9.0602
X_{1bol}	0.647	0.109
X_{2bol}	0.500	0.135
Y_{1bol}	0.221	0.612
Y_{2bol}	0.267	0.584
r_1 (pole)	0.465826±0.001209	0.254627±0.000992
r_1 (side)	0.503483±0.001725	0.265364±0.001182
r_1 (back)	0.531848±0.002382	0.300054±0.002091
r_2 (pole)	0.270775±0.002499	0.468319±0.000767
r_2 (side)	0.283390±0.003085	0.505793±0.001065
r_2 (back)	0.324691±0.006200	0.530913±0.001330
$\Sigma w(O-C)^2$ (B)	0.0796	0.0882
$\Sigma w(O-C)^2$ (V)	0.1358	0.0601
$\Sigma w(O-C)^2$ (R)	0.0674	0.0506



Şekil 5. q=0.2956 için elde edilen gözlemsel ve teorik ışık eğrisi.



Şekil 6. q=3.785 için çözüm elde edilen gözlemsel ve teorik ışık eğrisi.



Şekil 7. Üst şekil q=0.2956 için, alt şekil q=3.78 için elde edilen Roche geometrisi.

5.Sonuç

Bu çalışmada GSC 2751-1007 sisteminin ilk kez çok renk CCD gözlemleri gerçekleştirilerek ışık eğrilerinin analizi yapılmıştır. Sistem için yeni ışık elemanları hesaplanarak bu çalışmada verildi. GSC 2751-1007 sistemine ait ışık eğrisi çözümlerinden q=3.78509 değeri için elde elde edilen $\Sigma W(O-C)^2$ değerleri q=0.2956 için elde edilen değerden daha küçüktür. Bu da q=3.78509 değeri için elde elde edilen teorik ışık eğrisinin gözlemsel ışık eğrisi ile daha iyi uyum sağladığını göstermektedir. q=3.78509 için çözüm sonuçları dikkate alındığında W UMa türü GSC 2751-1007 sisteminin alt türünün W-türü olduğu düşünülmektedir. Sistemin alt türünün kesin olarak belirlenmesi için dikine hız eğrisi ve daha duyarlı ışık eğrisi gözlemleriyle gerekmektedir.

Kaynaklar

[1] Maciejewski, G., Czart, K., Niedzielski, A., (2004), "28 New Variable Stars from SAVS", *IBVS*,5518.,1M

[2] Kwee, K.K. and van Woerden, H., (1956), "A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable." *BAN*, 12; 327.

[3] Wilson, R.E. and Devinney, E.J. (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni". *ApJ*, 166, 605.

[4] Wang J.M., (1994), "The Thermal Relaxation Oscillation States Of Contact Binaries", *ApJ,* 434, 277

[5] Sekiguchi, M.; Fukigita, M., (2000), "A Study Of The B-V Color-Temperature Relation" *ApJ*, 120, 1072.

[6] Rucinski, S. M., Duerbeck, H. W. (1997), "Absolute Magnitude Calibration for the W UMa-Type Systems Based on HIPPARCOS Data". *PASP*, 109, 1340.

[7] Allen, C.; Poveda, A. and Herrera, M.A. 2000. "Catalogue of wide binaries (Allen+ 2000)", Cat; 33560529.

[8] S traizys, V.; Kuriliene, G., (1981), "Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks." *ApSS*, 80; 353.

[9] Awadalla, N. S.; Hanna, M. A., (2005), "Absolute Parameters and Mass-Radius-Luminosity Relations for the Sub-Types of W UMa Binaries". *JKAS*,38,43.

[10] van Hamme, W.; Wilson, R. E., (1985), "A contribution on the problem of empirical masses for contact binaries". *A&A*,152,25.

[11] Rafert, J. B.; Twigg, L. W., (1980), "Observational determination of the gravity darkening exponent and bolometric albedo for close binary star systems". *MNRAS*,193,79.

GENÇ VE HIZLI DÖNEN AKTİF YILDIZ V889 HERCULIS'TE FOTOMETRİK DÖNEM DEĞİŞİMİ

Orkun ÖZDARCAN[1], Serdar EVREN[1], Günay TAŞ[1], Esin SİPAHİ[1] , Hasan Ali DAL[1]

Özet

Geri tayf türünden yıldızlarda yüzey diferansiyel dönmesinin varlığı değişik yöntemlerle saptanmaya çalışılmaktadır. Bunlardan biri de genelde yaşlı ve düşük dönme hızlı yıldızlara uygulanan fotometrik dönem değişimi araştırmalarıdır. V889 Herculis yıldızının 1996-2005 yılları arasında V bandında yapılan gözlemleri analiz edilerek, leke alanları büyüdükçe fotometrik dönemin azaldığı, ışık eğrilerinin genliğinin ise sürekli arttığı bulunmuştur. Bu durum, yıldız üzerinde bir aktif boylamın bulunduğunu gösterir. Uzun dönemli ışık değişimi, 7 yıllık bir leke aktivite çevriminin varlığına işaret etmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Fotometrik dönem değişimi, manyetik aktivite, diferansiyel dönme.*

Abstract

In late type stars, existence of differential rotation can be determined by variuous methods. One of those methods is photometric period variation studies, which is usually applied to relatively old and slowly rotating stars. V band observations of V889 Herculis obtained between 1996 and 2005 were analyzed and it was found that the photometric period decreases with increasing spotted area on star's surface and the amplitude of the light curves grow continuously. These findings show that there is one active longitude on star's surface. Long term light variation indicates that the existence of a spot activity cycle which has a period about 7 years.

Key words: *Photometric period variation, magnetic activity, differential rotation.*

1. Giriş

Geri tayf türünden genç yıldızların aktivite özelliklerinin, çevrimsel ve dönemsel değişim çerçevesinde, Güneş ile kıyaslanmasında fotometrik dönem değişimi araştırmaları oldukça önemli rol oynar. Fotometrik dönem değişiminin incelenmesi, yıldızın parlaklık değişimi üzerinden yapıldığı için, yıldızın üzerindeki karanlık bölgelerin (leke veya leke grupları) özelliklerinin kısa ve uzun zaman ölçeklerinde incelenmesi olanağını verir. Yıldızın yüzeyindeki lekelerin evrimi ve yüzeydeki hareketleri incelenebilir ve hatta lekelerin enlemsel göçü dolaylı olarak anlaşılabilir. Genelde geri tayf türünden ve düşük dönme hızlarına sahip aktif yıldızlarda daha kullanışlı olan fotometrik dönem değişimi araştırmaları, geri tayf türünden hızlı dönen yıldızlara uygulandığında çoğu zaman zorluklarla karşılaşılır. Bu zorlukların nedenlerinden biri yıldızların dönme dönemlerinin kısa olması nedeniyle bir çevrim içinde alınabilen fotometrik verinin, dönme dönemi uzun olan yıldızlara göre daha az

[1]*Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir*
orkun@mail.ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

olmasıdır. Bir diğer neden de hızlı dönen yıldızların, yavaş dönenlere göre katı cisim dönmesine daha yakın dönme göstermeleridir. Bu etkiler hızlı dönen yıldızlarda fotometrik dönem değişiminin bulunmasını zorlaştırır. Yine de bazı hızlı dönen yıldızlarda fotometrik dönem değişimi araştırmalarından ilginç sonuçlar çıkabilmektedir. Bu çalışmada da hızlı dönen, genç ve aktif bir yıldız olan V889 Herculis (HD 171488) için fotometrik dönem değişimi araştırılmış ve elde edilen sonuçlar tartışılmıştır.

2. V889 Herculis

V889 Her ilk olarak ROSAT EUV (Extreme-UltraViolet – Uç Moröte) uydusuna bağlı WFC (Wide Field Camera - Geniş Alan Kamerası) ile keşfedilmiş ve 383 parlak EUV kaynağı arasında Parlak Kaynak Kataloğunda (Bright Source Catalogue – BSC) yer almıştır [1]. Katalogda ilk olarak yıldızın bir aktif yıldız veya aktif çoklu sistem üyesi olabileceği belirtilmiştir. Bu çalışmadan sonra yıldızın adı bir kaç kez daha EUV kataloglarında yer almıştır [2, 3, 4, 5, 6]. Hipparcos uydusu ile ölçülen ıraksımdan bulunan uzaklık değeri 37.2±1.2 pc'dir [7]. Ölçülen uzaklık değerinden de anlaşılacağı gibi V889 Her Güneş komşuluğunda bulunan bir yıldızdır. Güneş komşuluğundaki 100 en parlak yıldız içinde %30'luk kısmı oluşturan genç yıldızlar arasında yer alır [8]. Tayfında görülen güçlü Li rezonans çizgisinden (λ=6708 Å) [9, 10] yıldızın Pleiades'ten daha genç olduğu [11] tahmin edilmiştir. Yıldızdaki Li bolluğunun Güneş'ten 140 kat fazla olduğu ve bu Li

bolluğunun başlangıç Li bolluğuna çok yakın olabileceğine işaret edilmiş ve yaşının 30-50 milyon yıl civarında olduğu tahmin edilmiştir [9].

V889 Her yıldızının astrometrik verilerinin analizinden yerel grup (Pleiades Hareketli Grubu) üyesi olabileceği belirtilmiştir [12]. Civarda bulunan bazı yıldızlarla beraber V889 Her yıldızının da; Pleiades'ten daha yüksek Li bolluğuna sahip olması, yüksek X-ışın aktivitesi göstermesi ve söz konusu diğer yıldızlarla benzer gökada hız bileşenlerine sahip olması bakımından dar bir kinematik grup olabilecekleri ve bu özelliklerinin daha önce hiç dikkat çekmediği söylenmiş, yıldızların hız uzayındaki konumlarının yerel grup ile uyumlu olduğu gösterilmiştir [13]. Aynı yıldız grubunun orijinleri için üç oymak önerilmiştir. Bu oymaklar Perseus OB3 (α Per), Aşağı Centaurus-Crux (LCC) ve Yukarı Centaurus-Lupus (UCL) oymaklarıdır. Kullanılan analiz yöntemlerine göre farklı oymaklar orijin olarak ortaya çıkmaktadır.

Yapılan tayfsal gözlemlerden yıldızda ve Ca II 8542 Å IRT (Infrared Triplet-Kızılöte Üçlü) çizgilerinin salma gösterdiği ve yıldızın kromosferik olarak aktif olduğu ortaya çıkmıştır. Tayf türü olarak [14] tarafından verilen G0V değerini doğrulanmış ve $m_V=7^m.3$ olarak verilmiştir [11]. V889 Her üzerine yapılan ilk ışıkölçüm çalışmasından elde edilen veriler analiz edilerek dönme dönemi için $1^g.338\pm0.002$ değeri, V süzgecinde $0^m.1$ değişim genliği bulunmuştur. Yıldıza ait ilk dikine hız ve dönme hızı değerleri de $V_{rad}=22.6\pm0.3$ km s^{-1} ve $v \sin i = 33\pm2$ km s^{-1} olarak bulunmuştur [15]. Aynı çalışmada [16] tarafından verilen c_1 indeksinden de yararlanarak yıldızın tayf türü G2V olarak verilmiş, $v \sin i$ ve dönme dönemi değerinden yola çıkarak yıldızın minimum yarıçapı 0.87 $R_\odot$ olarak bulunmuş ve buradan da dönme ekseni eğikliğinin 60° olabileceği söylenmiştir.

Yıldızın $v \sin i$=36 km s^{-1} değerinden dolayı yıldızın Doppler haritalama tekniği için ideal bir yıldız olduğu belirtilmiştir [9]. V889 Her oldukça fazla çalışılan bir yıldız olduğundan ölçülen değerleri sürekli güncellenmiş ve [7]'de yapılan Doppler yüzey haritalamasında elde edilen değerleri Çizelge 2.1'de verilmiştir.

Çizelge 2.1 V889 Her Yıldızının Astrofiziksel Parametreleri [7]

Parametre	Değer
Uzaklık (Hipparcos)	37.2 ± 1.2 pc
Tayf Türü	G0V
V_{Maks}	$7^m.34$
M_V	$4^m.49 \pm 0.07$
Işıtma	$1.33 \pm 0.09\ L_\odot$
T_e	5830 ± 50 K
Kütle	$1.06 \pm 0.02\ M_\odot$
Yarıçap	$1.09 \pm 0.05\ R_\odot$
Dönem	$1^g.3371 \pm 0.0002$
$v \sin i$	39.0 ± 0.5 km s^{-1}
Eksen Eğikliği (i)	$\sim 55^\circ$
Mikroçalkantı	1.0 km s^{-1}
Makroçalkantı	3.0 km s^{-1}
$Fe/Fe_\odot$	-0.5
$Ca/Ca_\odot$	-0.35
$Li/Li_\odot$	+2.14

3. Gözlemler ve Analizler

Gözlemler, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm ayna çapına sahip Cassegrain türü teleskobu ile yapılmıştır. Gözlemlerde soğutulmuş Hamamatsu R1463P fotokatlandırıcısı ile Vilnius yüksek hızlı üç kanallı ışıkölçer (HSTCP)'in tek kanalı kullanılmıştır. Tüm gözlemler Johnson'un geniş band standart UBVR süzgeçleri ile yapılmıştır. Her gözlemde poz süresi 10 saniye verilmiş ve yıldızlar 36" diyaframla gözlenmiştir. G gökyüzü sayımını, C1 Mukayese yıldızı sayımını, C2 Denet yıldızı sayımını ve V değişen yıldız sayımını göstermek üzere; gözlemler esnasında yıldız sayımları G-C1-C2-VVVV-G-C1-C2-VVVV..... şeklinde alınmıştır.

V889 Her yıldızı, 10/05/2005-29/09/2005 tarihleri arasında toplam 29 gece gözlenmiştir. HD 171286 yıldızı mukayese, HD 171365 yıldızı da denet yıldızı olarak gözlenmiş, her süzgeçte 513 gözlem noktası olmak üzere toplam 2052 gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlenen yıldızlara ilişkin bazı değerler Çizelge 3.1'de verilmiştir. Çizelge 3.1'deki parlaklık değerleri 07/09/2005 gecesi yapılan standart yıldız gözlemiyle standart sisteme dönüştürülmüştür. Mukayese için SAO 141854, Denet için BD -00 3356 yıldızı standart yıldız olarak kullanılmıştır [17].

Tüm gözlemler yer atmosferinin sönükleştirmesinden arındırılmış ve tüm gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenmiştir. 2005 yılı dışında V889 Her yıldızının, 1996 ve 1997 yıllarında da Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlemleri yapılmıştır [18]. Bu iki yıla ilişkin gözlemlerde 2005 yılı gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızı kullanılmış ancak denet yıldızı olarak HD 170829 ($B=7^m.29$, $V=6^m.50$, G8IV, SIMBAD) kullanılmıştır. Bu iki yılda B, V ve R süzgeçlerinde gözlem yapılmıştır. 2003 ve 2004 yıllarında da yıldızın U, B, V, R süzgeçlerinde gözlemleri yapılmış, bu yıllarda da 2005 yılında gözlenen mukayese ve

denet yıldızları kullanılmıştır [19]. Mukayese yıldızında değişim olup olmadığı denet yıldızı gözlenerek araştırılmıştır. Gözlemler sonucu mukayese yıldızında değişim olmadığı görülmüştür. Çizelge 3.2 de yıllara göre C1 – C2 parlaklık farkları için V süzgecindeki standart sapmalar verilmiştir.

Çizelge 3.1 Hedef yıldızların bazı temel verileri. V889 Her'in parlaklıkları 2005 yılı içindeki maksimum parlaklık düzeyini gösterir.

Yıldız	HD 171488	HD 171286	HD 171365
Sağaçıklık (2005)	$18^{sa}\ 34^{dk}\ 33^{s}.24$	$18^{sa}\ 33^{dk}\ 27^{s}.77$	$18^{sa}\ 33^{dk}\ 58^{s}.89$
Dikaçıklık (2005)	$+18^{\circ}\ 41'\ 39''$	$+18^{\circ}\ 55'\ 10''.2$	$+17^{\circ}\ 44'\ 10''.6$
Tayf Türü	G0V	K0	F6V
B	$8^{m}.164$ (maksimum)	$7^{m}.967$	$7^{m}.553$
V	$7^{m}.417$ (maksimum)	$6^{m}.862$	$7^{m}.144$

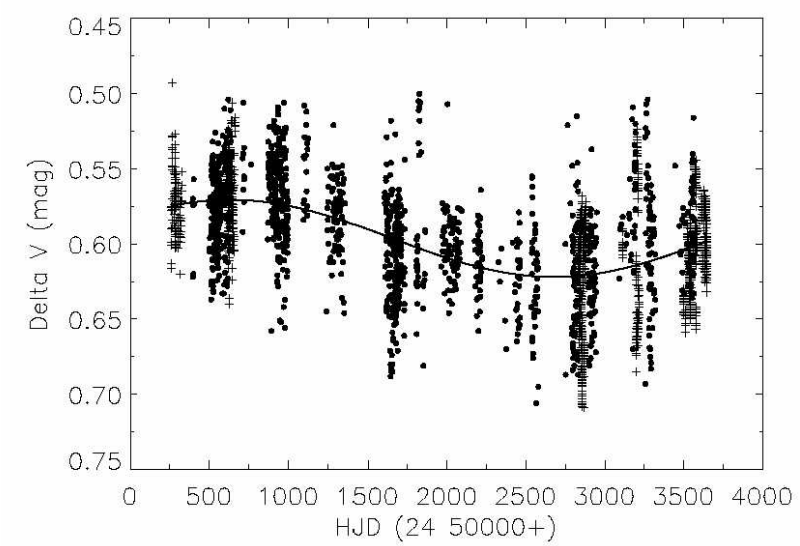
Çizelge 3.2 Yıllara göre C1 – C2 parlaklık farkları için V süzgecindeki standart sapmalar.

Yıl	1996	1997	2003	2004	2005
Standart Sapma	0.012 (mag)	0.014 (mag)	0.007 (mag)	0.007 (mag)	0.005 (mag)

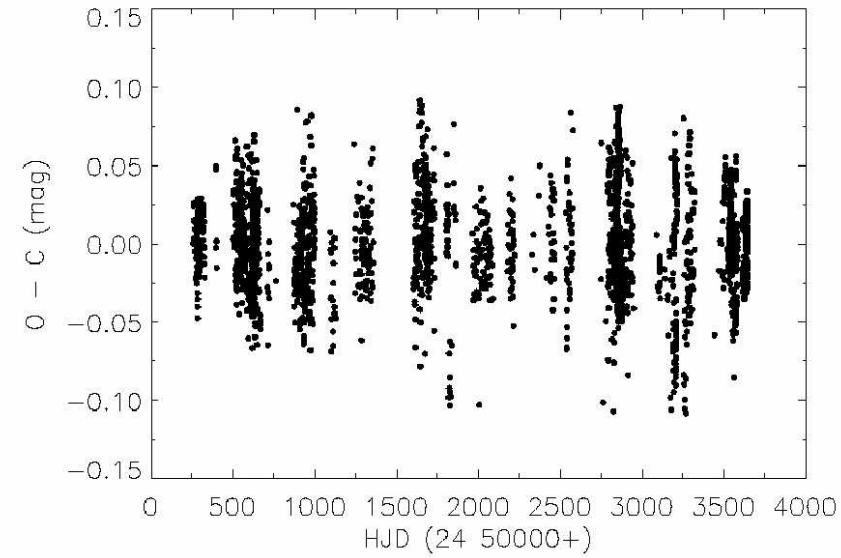
V889 Her için 2005 yılında mukayese (HD 171286) yıldızına göre elde edilmiş parlaklık farkları Güneş merkezli JD'ye göre (HJD) elde edilmiştir. 2005 yılında elde edilen bu verilere ek olarak Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde V889 Her yıldızının 1996 ve 1997 yıllarında B, V, R süzgeçlerinde; 2003 ve 2004 yıllarında ise U, B, V, R süzgeçlerinde aynı mukayese yıldızına göre fark parlaklıkları elde edilmiştir. [7] V889 Her yıldızını 1996-2005 yılları arasında her yıl aynı mukayese ile gözlemiş ve V süzgecindeki fark parlaklıklarını vermiştir. Bu veriler ile Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde V süzgecinde elde edilen veriler birleştirilerek analiz edilmiştir [20]. Şekil 3.1'de 1996-2005 yılları arasında yıldıza ait hem Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen hem de Strassmeier tarafından yayınlanan V süzgeci verileri HJD'ye karşı çizdirilmiştir.

V süzgecinde hem [7] ve [20]'den alınan veriler hem de Ege Üniversitesi Gözlemevinde elde edilen veriler birleştirilerek dönem analizi yapılmıştır. Dönem analizi Period-04 programı [21] ile yapılmıştır. Bu program, Fourier analizi ile zamana karşı parlaklık verisinden geçebilecek olası en büyük genlikli sinüs eğrisini ve bu eğrinin frekansını bulur. İlk olarak tüm veriye dönem analizi yapılarak yıldızdaki uzun dönemli değişim araştırılmıştır. Yapılan ilk analizde bulunan frekans f_1=0.000244 ± 0.000006 çevrim/gün, genlik A=$0^{m}.0257$ ± 0.0008 olarak bulunmuştur. Bu frekans değerinin dönem karşılığı P=11.22 ± 0.28 yıldır. Bu öğeler ile oluşturulan kuramsal eğri, gözlemlerle beraber Şekil 3.1'de gösterilmiştir. Gözlemler ve kuramsal eğri arasındaki farklar da Şekil 3.2'de gösterilmiştir. Bulunan P=11.22 yıl dönemi veriden arındırılarak başka uzun dönemli

değişimlerin olup olmadığı araştırılmış ve başka anlamlı dönem değerleri bulunamamıştır. Bu andan itibaren analize dahil edilen tüm gözlem verisinden P=11.22 yıl dönemi arındırılarak elde edilen artıklara (bkz. Şekil 3.2) her yıl için ayrı ayrı dönem analizi uygulanmış ve fotometrik dönem değişimi araştırılmıştır. Tüm yıllardan ayrı ayrı bulunan frekanslar, frekansların dönem karşılıkları ve ışık eğrilerinin genlikleri, hataları (σ) ile beraber Çizelge 3.1'te gösterilmiştir. 1999 ve 2001 yıllarındaki veriler yetersiz olduğu için, artıklar üzerinden yapılan analizlere dahil edilmemiş ve şekillerde gösterilmemiştir.



Şekil 3.1 1996-2005 yılları arasında V889 Herculis'e ilişkin V süzgecindeki gözlem verilerinin HJD'ye karşı gösterimi. Noktalar [7] ve [20]'den alınan verileri, artılar ise E.Ü. Gözlemevi'nde elde edilen verileri temsil eder. Sürekli çizgi P = 11.22 ± 0.28 yıl dönemli kuramsal eğriyi temsil eder.

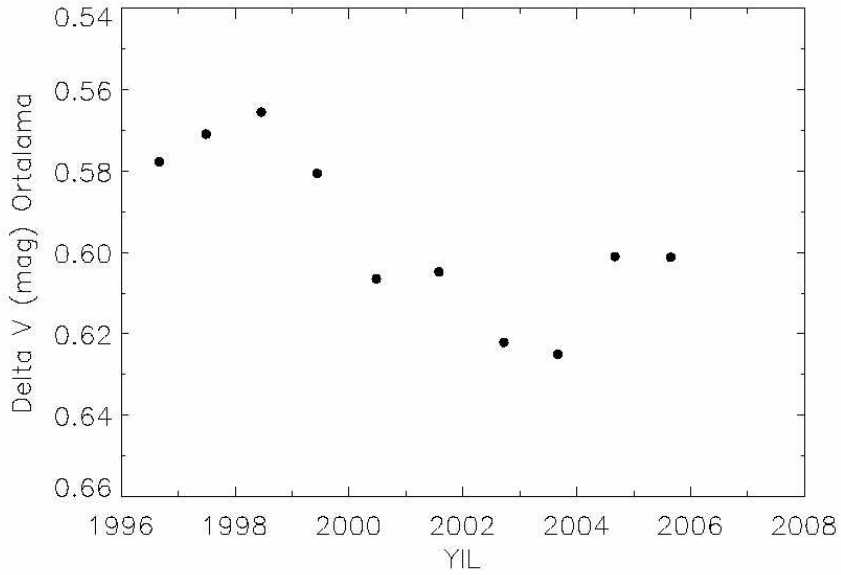


Şekil 3.2 V889 Herculis için gözlem verilerinden P = 11.22 ± 0.28 yıl dönem değerinin temsil ettiği değişimin arındırılmasından sonra kalan artıklar.

Çizelge 3.1 V889 Herculis için fotometrik dönem analizinden bulunan sonuçlar

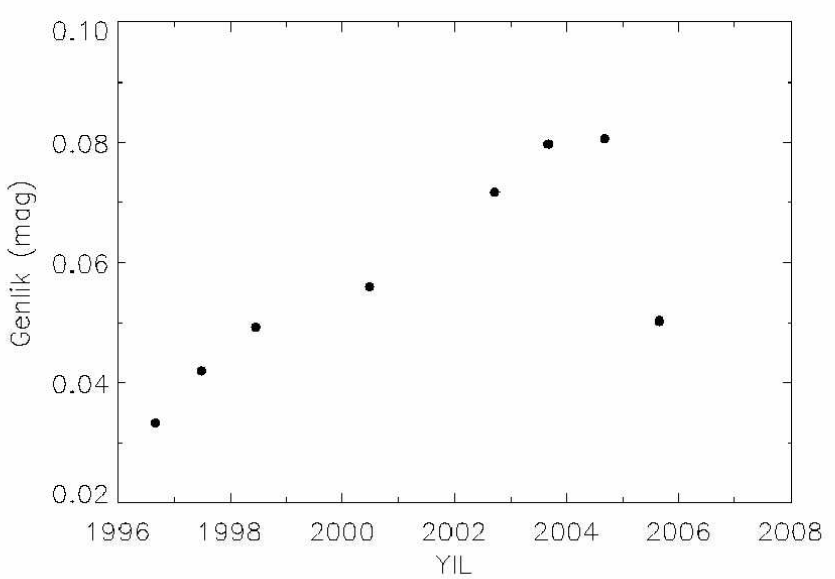
Yıl (Ort)	Ortalama Parlaklık (mag)	Frekans (f) (çevrim/gün)	σ (f)	Dönem (P=1/f) (gün)	σ (P)	Genlik (A)	σ (A)
1996.66	0.578	0.7486	0.0005	1.3358	0.0009	0.033	0.002
1997.49	0.571	0.7468	0.0002	1.3390	0.0004	0.041	0.002
1998.46	0.566	0.7467	0.0004	1.3392	0.0007	0.049	0.002
2000.48	0.581	0.7481	0.0004	1.3367	0.0007	0.056	0.002
2002.72	0.607	0.7481	0.0016	1.3367	0.0029	0.072	0.005
2003.67	0.605	0.7495	0.0001	1.3342	0.0002	0.080	0.001
2004.67	0.622	0.7479	0.0002	1.3371	0.0004	0.081	0.003
2005.65	0.625	0.7471	0.0001	1.3385	0.0002	0.050	0.001

Çizelge 3.1'de verilen ortalama parlaklığın ve genlik değerlerinin yıllara göre değişimi sırasıyla Şekil 3.3 ve 3.4'de gösterilmiştir. Ortalama parlaklıklar, tüm gözlem verisinden P=11.22 yıl dönemli değişim arındırılmadan önce her yıla ayrı ayrı dönem analizi uygulanarak bulunmuştur.



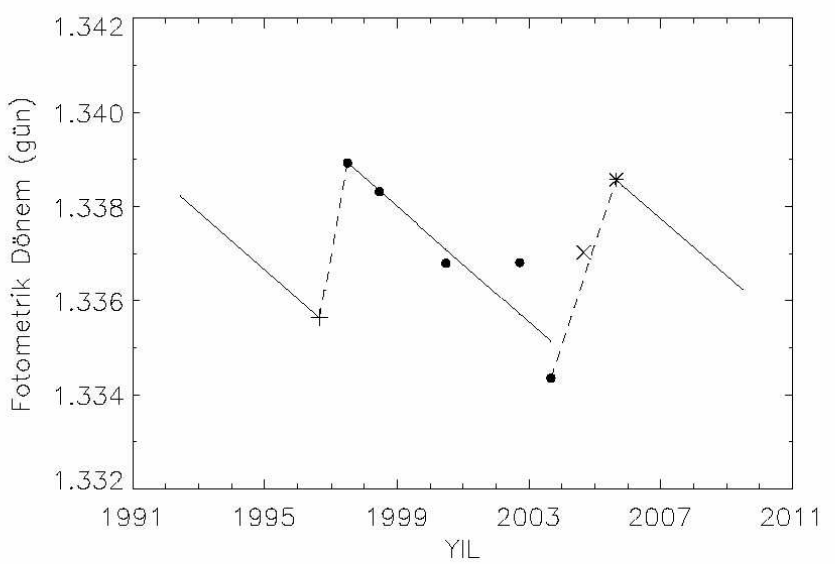
Şekil 3.3 V889 Herculis için yıllara göre ortalama parlaklık değişimi.

Şekil 3.3 ve 3.4 incelendiğinde 2003 yılına kadar genliğin sürekli arttığı ve daha sonra azaldığı, buna karşın sistemin ortalama parlaklığının 1998'den itibaren azalmaya başladığı ve 2004 yılından itibaren tekrar arttığı görülür. Genliğin artmasının nedenleri, yıldızın yüzeyindeki lekeli alanın büyümesi, lekeli alanların belli bir boylam aralığında toplanması veya manyetik aktivite şiddetinin artması olabilir. Ortalama parlaklık artma ve azalma gösterirken genliğin sürekli büyümesi yıldız üzerinde yalnız tek bir aktif boylam olduğuna işaret eder. Eğer yıldız üzerinde 180° boylam farklı iki aktif boylam olsaydı hem ışık eğrileri daha küçük genlikli ve asimetrik yapıda olurlar hem de ortalama parlaklık düzeyleri daha düşük olurdu. 1996-2005 yılları arasında uzun zaman aralığında elde edilmiş verileri temsil eden yalnız P = 11.22 yıl döneminin bulunması ve başka anlamlı dönem çıkmaması da V889 Her üzerinde tek bir aktif boylam olduğu görüşünü destekler niteliktedir.



Şekil 3.4 V889 Herculis'in yıllara göre ışık eğrisi genliği değişimi.

Fotometrik dönemin yıllara göre değişimi de Şekil 3.5'te verilmiştir. Sürekli çizgi 1997-2003 arasındaki dönem değişimini temsil eder. 1997'den önceki ve 2003'ten sonraki yılları temsil eden sürekli çizgiler ise tahmin edilen dönem değişimini belirtir. Kesikli çizgiler ise olası çevrimlerin bitiş ve başlangıç noktalarını belirtir.



Şekil 3.5 V889 Herculis için fotometrik dönemin yıllara göre değişimi. "+" işareti 1996 ve öncesindeki yıllara ilişkin çevrimin noktasını, "•" 1997-2003 yıllarına ilişkin çevrime ait noktaları, "*" 2005 ve sonrasındaki yıllara ilişkin çevrime ait noktayı temsil eder. "**x**" ise İki çevrim arasında Güneş'de de benzeri görülen ara bir lekeyi temsil eder.

Şekil 3.5 incelendiğinde 1997-2003 yılları arasında dönemin azaldığı görülmektedir. Şekil 3.3 ve 3.4'de aynı zaman aralığı için ortalama parlaklıkta azalma olduğu, bununla beraber ışık eğrisi genliğinin arttığı görülür. Fotometrik dönemin kısalması, yıldız üzerindeki leke veya leke grubunun (veya aktif bölgenin) eşleğe doğru hareketi olarak yorumlanabilir. Aynı zamanda ortalama parlaklığın azalması ve ışık eğrisi genliğinin artması da leke veya

leke grubunun evrimleşerek yıldız yüzeyinde zamanla daha fazla alan kaplaması anlamına gelir. Bu aynı zamanda 1997'den 2003 yılına kadar yıldızın manyetik aktivite düzeyinin arttığını işaret eder. Buna bağlı olarak 2003 yılı civarında yıldızın en aktif zamanında olduğu da söylenebilir. Tüm bu sonuçlarla beraber 1997-2003 arasındaki dönem azalması yıldızın fotosferinde yaklaşık 7 yıllık bir leke çevriminin göstergesi olabilir. Bu çevrim içinde orta enlemlerden doğan lekelerin Güneş'te olduğu gibi zamanla diferansiyel dönmeden dolayı eşleğe doğru kaydığı sonucu ortaya çıkar. Benzer leke çevrimi dönemi [7] tarafından da rapor edilmektedir. 1997-2003 yılları arasında görülen çevrimden önceki çevrime ilişkin gözlem verisi yalnız 1 yıl için (1996) vardır. Bu yılın gözlemlerinden elde edilen fotometrik dönem değerine göre önceki çevrimin o yıl bittiğini anlayabiliriz. 2003'de çevrim bittikten sonra, eğer aktivite çevrimi güneşinkine benziyorsa yeni çevrimin daha üst enlemlerden başlaması gerekir. Ancak, zaman zaman çevrim başlangıcına ilişkin ilk değerler ara enlemlerden elde edilebilir. Bu yüzden 2004 yılına ait dönem değeri böyle bir enlemdeki lekeden kaynaklanabilir. Yeni çevrim başlamıştır. 2005 yılındaki gözlemlerden bulunan dönem değeri de bunu kanıtlamakta ve bir önceki çevrimin başlangıç değerlerine benzer olarak daha büyük çıkmaktadır.

5. Sonuçlar ve Tartışma

V889 Herculis yıldızının V süzgecinde elde edilen verilerine dönem analizi uygulanarak yıldızlardaki fotometrik dönem değişimi araştırılmıştır. V889 Her yıldızı için Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 1996, 1997, 2003, 2004 ve 2005 yıllarında elde edilen veriler ile [7] ve [20] tarafından elde edilen veriler topluca analiz edilmiştir. V889 Her yılıdızı için yapılan analizler esnasında, her yılın kendi içindeki dönem analizi yapılırken 1999 ve 2001 verilerinden güvenilir sonuçlar elde edilememiştir. Bu nedenle söz konusu yıllara ait veriler yalnız uzun dönemli değişimi bulmak için analize dahil edilmiş, ama her yılın kendi içindeki dönem analizi yapılırken dikkate alınmamıştır.

V889 Her için analizler sonucunda yıldızın üzerindeki leke veya leke grubunun alanı büyüdükçe yıldızın dönme döneminin kısaldığı, genliğin ise sürekli arttığı bulunmuştur. Bununla beraber yıldız üzerinde uzun dönemli değişimi temsil eden yalnız bir dönem bulunmuştur. Tüm bunlar yıldız üzerinde yalnız bir aktif boylamın olduğuna işaret eder.

Eğer yıldız üzerinde başka bir aktif boylam daha olsaydı hem ışık eğrileri daha küçük genlikli ve asimetrik yapıda olurlar hem de ortalama parlaklık düzeyleri daha düşük olurdu. Bununla beraber uzun dönemli değişimi temsil eden yalnız bir değil iki anlamlı dönem çıkması gerekirdi. 2003 yılında genlik bu zamana kadar gözlenen en büyük değerine ve ortalama parlaklık da bu zamana kadar gözlenen en sönük değerine ulaşmış, dönme dönemi de en kısa değerine ulaşmıştır. Bu sonuçlar yıldızın 2003 yılında çevrimsel değişimi içinde en aktif düzeyinde olduğuna işaret eder. Elde edilen dönem değerlerinden yıldızın 1997-2003 yılları arasında dönem değişimi açıkça görülmüş, 1997 öncesi ve 2003 sonrasında da nasıl değiştiği ve değişeceği tahmin edilmiştir (Şekil 3.5). 1997-2003 yılları arasında dönemin kısaldığı görülmüştür. Bunu yıldız üzerindeki leke veya leke grubunun (veya aktif bölgenin) eşleğe doğru hareketi olarak yorumlamak olasıdır. Aynı zaman aralığında, ortalama parlaklığın azalması ve ışık eğrisi genliğinin artması da leke veya leke grubunun evrimleşerek yıldız yüzeyinde zamanla daha fazla alan kaplaması anlamına gelir. 1997'den 2003 yılına kadar manyetik aktivite düzeyinin arttığı ve 2003 yılı civarında yıldızın en aktif zamanında olduğunu da söylenebilir.

Öte yandan 1997-2003 yılları arasında gözlenen dönem, genlik ve ortalama parlaklık değişimlerinden yola çıkarak yıldızın yaklaşık 7 yıllık bir leke çevrimine sahip olduğu söylenebilir. Bu değer [7] tarafından verilen leke çevrim değeriyle uyum içindedir. 1997-2003 yılları arasını bir çevrim olarak kabul edersek 1996 yılının önceki çevrimin son yılı, 2005 yılının da bir sonraki çevrimin ilk yılı olduğu söylenebilir. 2005 yılında bulunan dönem

değeri, 1997'de bulunan dönem değerine yakın olduğu için yeni çevrimin başladığını söyleyebiliriz. Güneş'teki leke çevrimi düşünüldüğünde bir çevrim bittikten sonra yeni çevrimin lekelerinin daha üst enlemlerde çıkması beklenir. Diferansiyel dönmeyi göz önüne alırsak bunun anlamı çevrimin yeni lekelerinin dönme dönemlerinin göreli daha uzun olmasıdır. Ancak yeni çevrim başladığında kimi zaman lekeler orta enlemlerden çıkabilir. Bu durumda 2004 yılında ilişkin elde edilen dönem değeri orta enlemlerde çıkan bir leke veya leke grubundan elde edilmiş olabilir.

Pek çok genç ve aktif soğuk yıldızın fotometrik değişimlerinin, yaşlı ve düşük aktivite düzeyine sahip soğuk yıldızların aktivite değişimlerine göre daha karmaşık ve çevrimsellikten uzak olduğu öngörülür [23, 24]. Genç ve aktif yıldızların çoğunun aktivitesi çok düzensiz değişir ve bu nedenle yıldız sadece *değişen* yıldız olarak adlandırılır [25]. 1 $M_{\odot}$ yıldızlar için manyetik aktivitede, Vaughan-Preston boşluğuna karşılık gelen 1-2 milyar yıl yaşlarından sonra azalma olacağı da söylenmektedir [26]. Buna göre V889 Herculis yıldızında, yaşına göre (~30-50 milyon yıl, [7]) gözlenen yüksek aktivite düzeyi ve elde edilen verilerden ortaya çıkan uzun dönemli parlaklık değişiminin çevrimsel bir değişime işaret etmesi öngörülerle uyumsuz bir görünüm sergilemektedir. Tüm bunlara daha net bir açıklama getirebilmek için yıldızın gözlemlerine devam edilmesi gerekir.

V889 Her yıldızında görüldüğü gibi kimi zaman analizlerde güvenilir olmayan sonuçlar veren veriler olabilir. Bu verilerden sonuç çıkmaması yıldızın özelliklerinden değil gözlem tekniklerinden ileri gelmektedir. Az sayıda ve sık olmayan gözlem verisi, analizlerde anlamsız sonuçlar çıkmasına neden olur. Özellikle, Fourier analizi ile dönem değişimi araştırılacaksa ve kısa dönemli yıldızlar gözleniyorsa verilerin olabildiğince sık aralıklarla alınmasına ve veriler arası boşlukların düzenli olmamasına dikkat edilmelidir. Gözlemler yapılırken her gece olabildiğince bir birine yakın sayıda nokta alınmalı ve bir kaç nokta yerine birbirini doğrulayan daha fazla sayıda nokta alınmalıdır. Analizler yapılırken nokta sayısının fazla olduğu bölge analiz sonucuna en fazla etkiyi yapar, yani gözlem noktalarının hepsi eşit ağırlığa sahip olsa bile bir anlamda gözlemler ağırlıklandırılmış gibi olur. Hava koşulları elverişli olduğu sürece her gece uzun süreli ve ard arda gözlem yapılması özellikle kısa dönemli yıldızların fotometrik dönem analizi için oldukça önemlidir. Fotometrik dönem analizi için kısa dönemli yıldızların gözlemlerinde diğer bir dikkat edilecek nokta da her gözlem gecesinde gecenin farklı zamanlarında noktalar alınmasıdır. Böylelikle gece boyu yıldızın parlaklık değişiminin bir kısmı elde edileceğinden, dönem analizinde bu noktaların gösterdiği değişim, olması gereken dönemden farklı dönemlerin bulunması ihtimalini en aza indirger.

Öte yandan, hızlı dönen geri tayf türünden yıldızlarda uzun dönemli değişimler araştırılmak isteniyorsa, en azından yıldızda görülmesi olası değişimin zamansal uzunluğuna denk zaman aralığını kaplayan veri seti elde edilmelidir. Daha sağlıklı sonuçlar elde etmek ve kimi zaman dönem analizlerinde baskın olarak görülemeyen gerçek değişim dönemlerini bulabilmek için eldeki verilerin, değişim döneminin iki katı kadar bir zaman ölçeğine yayılmış olması gerekir [22]. Bunları göz önüne alırsak V889 Her yıldızında leke çevrimi olarak yorumladığımız uzun dönemli değişim değeri, ilerleyen zamanlarda verilerin daha da artmasıyla şu anki değerinden daha farklı değerler alabilir.

Bu çalışmada SIMBAD veri tabanından (CDS, Strasbourg, Fransa) yararlanılmıştır.

Kaynaklar

[1] Pounds, K. A., Allan, D. J., Barber, C., ve ark. 1993, *MNRAS* 260, 77.
[2] Malina, R. F., Marshall, H. L., Antia, B., ve ark. 1994, *AJ* 107, 751.
[3] Bowyer, S., Lieu, R., Lampton, M., Lewis, J., Wu, X., Drake, J. J., Malina, R. F. 1994, *ApJS* 93, 569.

[4] Pye, J. P., McGale, P. A., Allan, D. J., Barber, C. R., Bertram, D., Denby, M., Page, C. G., Ricketts, M. J., Stewart, B. C., West, R. G. 1995, *MNRAS* 274, 1165.
[5] Mason, K. O., Hassall, B. J. M., Bromage, G. E., ve ark. 1995, *MNRAS* 274, 1194.
[6] Bowyer, S., Lampton, M., Lewis, J., Wu, X., Jelinsky, P., Malina, R. F. 1996, *ApJS* 102, 129.
[7] Strassmeier, K. G., Pichler, T., Weber, M., Granzer, T. 2003, *A&A* 411, 595.
[8] Makarov, V. V. 2003, *AJ* 126, 1996.
[9] Strassmeier, K., Washuettl, A., Granzer, Th., Scheck, M., Weber, M. 2000, *A&AS* 142, 275.
[10] Cutispoto, G., Pastori, L., Pasquini, L., de Medeiros, J. R., Tagliaferri, G., Andersen, J. 2002, *A&A* 384, 491.
[11] Mullis, C. L., Bopp, B. W. 1994, *PASP* 106, 822.
[12] Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M. 2001, *MNRAS* 328, 45.
[13] Wichmann, R., Schmitt, J. H. M. M., Hubrig, S. 2003, *A&A* 399, 983.
[14] Harlan, E. A. 1969, *AJ* 74, 916.
[15] Henry, Gregory W., Fekel, Francis C., Hall, Douglas S. 1995, *AJ* 110, 292.
[16] Olsen, E. H. 1983, *A&AS* 54, 55.
[17] Landolt, A.U. 1992, *AJ* 104, 340.
[18] Tunca, Z., İbanoğlu, C., Evren, S., Keskin, V., Pekünlü, R., Taş, G., Çakırlı, Ö., Işık, E. 1998, E. Ü. Araştırma Projesi, "*Aktif Tek Yıldızların Değişim Mekanizmalarının Araştırılması*", Proje No:96/FEN/023.
[19] Evren, S., Taş, G. 2005, Özel Haberleşme.
[20] Strassmeier, K. G. 2005, Özel Haberleşme.
[21] Lenz, P., Breger, M. 2005, *CoAst* 146, 53.
[22] Oláh, K., Kolláth, Zs. 1999, in "*Solar and Stellar Activity: Similarities and Differences*", C. J. Butler, J. G. Doyle (Eds.), *ASP Conf. Series*, Vol. 158, p. 174.
[23] Berdyugina, S. V., Järvinen, S. P. 2005, *AN* 326, 283.
[24] Saar, S. H., Baliunas, S. L. 1992, in "*Recent Advances in Stellar Cycle Research*", Harvey K. L. (Ed.), *ASP Conf. Series*, Vol. 27, p. 150.
[25] Schrijver, C. J., Zwaan, C., 2000, "*Solar and Stellar Magnetic Activity*", Cambridge, UK, Cambridge University Press.
[26] Vaughan, A. H., Preston, G. W. 1980, *PASP* 92, 385.

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ'NDE 29 MART 2006 TAM GÜNEŞ TUTULMASI ÇALIŞMALARI

T. ÖZIŞIK[1], Z. ASLAN[1], Z. TUNCA[1], K. ULUÇ[1], M. PARMAKSIZOĞLU[1], I. KHAMITOV[1], T. AK[2], I. BIKMAEV[3]

Özet

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması, meteorolojik şartların da izniyle, Türkiye'deki tam tutulma kuşağında kalan bölgelerden milyonların katılımıyla izlendi. 21. yüzyılın ülkemizden gözlenen bu ilk Tam Güneş Tutulması'nın TUG açısından ayrı bir önemi vardı. Tam tutulma kuşağı içerisinde kalan TUG, ender rastlanabilecek bu fırsatı kullanarak çeşitli bilimsel gözlemler gerçekleştirdi ve Antalya'nın yanı sıra, tutulmanın Türkiye ve Dünya çapında tanıtımında önemli bir görev üstlendi. Bu çalışma 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması'nın TUG yönünden bir değerlendirmesi olacaktır.

Anahtar Kelimeler: *Güneş, Tam Güneş Tutulması, Taç Tabaka*

Abstract

On Wednesday, 2006 March 29, a total eclipse of the Sun was observed successfully by the millionths of people under ideal weather conditions. The first total solar eclipse of the 21st century which was observed in Turkey had another importance for the TÜBİTAK National Observatory (TUG). A number of experiments were carried out at TUG which lies within the totality zone. TUG also played a important role to popularize this event. This work will be an overview of the 29 March 2006 Total Solar Eclipse.

KeyWords: *Sun, Total Solar Eclipse, Solar Corona*

1. Giriş

21. yüzyılın ülkemizden gözlenebilen ilk Tam Güneş Tutulması (TGT) 29 Mart 2006 tarihinde gerçekleşti. Yaklaşık 4 dakikalık bu tutulma tüm yurtta havanın elverişli olması dolayısıyla milyonlarca kişi tarafından coşku ile izlendi. Dünya'nın değişik ülkelerinden, amatör ve profesyonel, çok sayıda bilim insanı bilimsel gözlemler yapmak, öğrenci ve turistler de bu olağanüstü gök olayını izlemek üzere, ülkemize geldi. Türkiye 30 Nisan 2060'a kadar bir daha TGT'na şahit olamayacak.

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması TUG açısından iki farklı anlam taşıyordu. Birincisi, TUG tam tutulma kuşağı içindeydi ve Dünya'da TGT'larının çok ender olarak büyük gözlemevlerine rastladığı düşünüldüğünde yapılabilecek bilimsel gözlemler açısından büyük bir fırsat çıkmıştı. İkincisi, TUG çalışanları ilk defa büyük bir TGT'na evsahipliği

[1] *TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya. (tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr), (aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr), (ztunca@tug.tug.tubitak.gov.tr), (kadir@tug.tug.tubitak.gov.tr), (murat@tug.tug.tubitak.gov.tr), (irekk@tug.tug.tubitak.gov.tr)*

[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul. (tanselak@istanbul.edu.tr)*

[3] *Kazan Devlet Üniversitesi ve Tataristan Bilimler Akademisi., (ibikmaev@yandex.ru)*

yapacak, tutulma gözlemleri planlanacak ve belki de daha önemlisi, başta Antalya ili olmak üzere, 2006 tutulmasının Türkiye ve Dünya çapında tanıtımında önemli bir görev üstlenecekti.

TGT, kaçırılmaması gereken ender bir doğa olayıdır. Bu tutulma özellikle ortaöğretim öğrencilerimiz için bir "laboratuvar deneyi", genel izleyici için bir kültürel olay, ülke turizmi için bulunmaz bir tanıtım aracı olmuştur. TGT ile ilgili hazırlıklara 2003 yılı sonlarında başlayan TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) ilk defa gerçekleştireceği bilimsel deneylerin yanında, bu doğa olayının sosyal yönünü, fen bilimleri eğitimine ve ülke turizmine katkısını vurgulayarak yerel yönetimleri ve turizm kuruluşlarını uyarmakla çalışmalarına başladı. Antalya'dan Ordu'ya kadar uzanan tutulma kuşağı içerisindeki İl Valilikleri konu ile ilgili bilgilendirildi ve Antalya çevresindeki birçok eğitim kurumlarında seminerler verildi. Güneş Tutulması ile ilgili broşür, poster, internet sitesi gibi çalışmaları yürüten TUG, güvenli güneş gözlemi için binlerce tutulma gözlüğü hazırlayarak dağıtımını sağladı. TUG tarafından tasarlanan anma pulunun PTT Pul Şubesi tarafından basımı yapılarak tüm yurtta dağıtımı sağlandı. TGT'nın internet üzerinden canlı yayını için de farklı istasyonlardan alınan görüntüler ULAKBİM yardımıyla ortak bir sunucu üzerinden yayınlandı. Bu sayede tutulma hattı dışında bulunanlar da tutulmayı internet üzerinden izleme şansına sahip oldular. Bu tutulmayı Amerika'daki bilim müzelerine canlı yayınlamak isteyen Exploratorium adlı bilim ve sanat müzesi de NASA destekli bir projeyle Side Antik Tiyatrosu'nu mekân olarak kullanarak başarılı bir canlı yayın gerçekleştirdi.

TUG ve MEB Eğitim Araştırma ve Geliştirme Daire Başkanlığı işbirliğinde 27-29 Mart 2006 tarihleri arasında Manavgat'ta tüm Türkiye'den 117 öğretmen ve tutulma sırasında proje yapmak üzere 10 öğrencinin katıldığı bir sempozyum [1] düzenlendi.

TUG olarak önem verilen bir diğer konu da tutulma sırasında göz güvenliğiydi. Tam olarak örtülmemiş Güneş'e güvenli olarak bakabilmek için kullanılacak malzemelerin en yaygını olan Tutulma Gözlüğü'nün uygun malzemelerle üretilmesi için çeşitli firmalara danışmanlık yapılmıştır. Tutulma gözlüğü üretmek isteyen firmaların ürünlerine ait örnekler TÜBİTAK Marmara Araştırma Merkezi (MAM) Optik Laboratuvarı'nda test edildi. Test sonuçları güvenilir olan firmalar TUG'u referans olarak gösterdi.

Tutulma günü hava koşullarının öğrenilmesi ve gözlemcilere aktarılması konusunda Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü, Antalya Bölge Meteoroloji Müdürlüğü ve Antalya Havalimanı Meteoroloji Müdürlüğü ile koordinasyon sağlandı. Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü internet sitesinde konu ile ilgili hazırlanan sayfalar ve isabetli tahminler yer seçimi konusunda gözlemcilere çok yararlı oldu.

2. Tutulma Gözlemleri

2.1. Gözlem İstasyonları

Yaklaşık 4 dakikalık TGT sırasında yapılabilecek bilimsel gözlemler için Antalya ve çevresinde 4 ayrı gözlem istasyonu plânlandı. Bu istasyonlara İstanbul ve Ankara'daki astronomi bölümlerinden araştırmacılar ve öğrenciler destek verdi. İstasyonlara ve kullanılan donanımlara ait özet bilgiler Tablo 1'de verilmiştir.

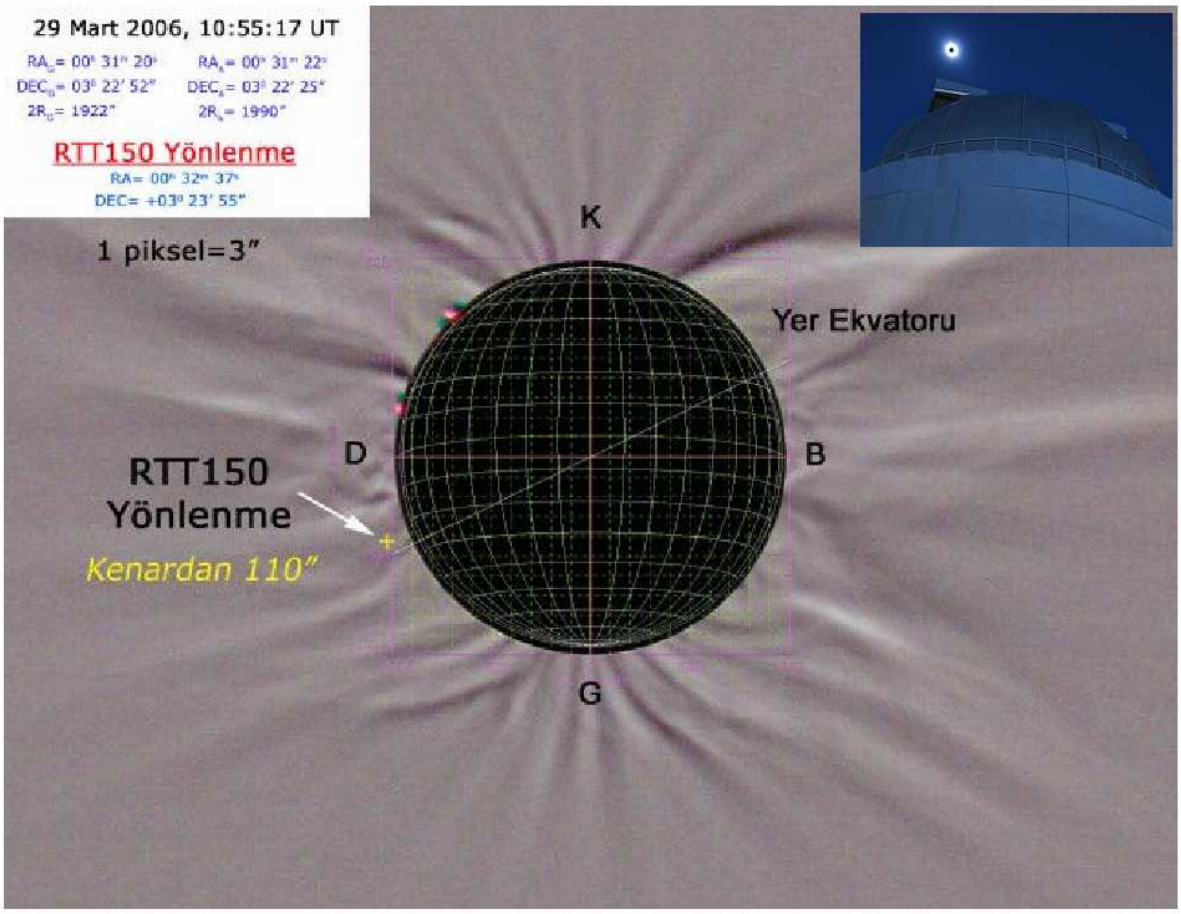
Tablo 1: 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması'nda gözlem yapılan TUG istasyonları.

İstasyon	Enlem	Boylam	Yükseklik	Teleskop/Kamera
TUG	36° 50′ K	30° 20′ D	2500 m	RTT150, T40 / Canon XL2 (2 adet)
Antalya	36° 53′ K	30° 39′ D	65 m	Meade LX200GPS, 16" / Sharp Vid. Kam.
Manavgat	36° 47′ K	31° 26′ D	0 m	Meade LX90, 8" Zenit SLR Foto. Mak.
Ilıca	36° 49′ K	31° 22′ K	70 m	Meade LX90, 8"/Canon EOS20Da DSLR

2.2. İstasyonlarda Yapılan Gözlemler

2.2.1 Gözlemevi İstasyonu

TUG'un yaklaşık 2 dakika süre ile tam tutulma kuşağı içinde kalması RTT150 teleskobu ile daha önce Dünya'da yapılmamış bir gözlem imkanı doğurdu: Coude Tayfçekeri ile Güneş Tacı'nın çok yüksek ayırma gücünde tayfının alınması. Bunun için RTT150 teleskobu tam tutulma evresinden kısa bir süre önce kubbesi açılmadan Güneş (Ay) diskinin Güney-Doğu kenarında disk kenarından 110" lik uzaklıkta bir noktaya yönlendirildi (Şekil 1). Tutulma gününe kadar olan uydu görüntülerinden (SOHO ve TRACE) bu bölgenin sakin olduğu anlaşılıyordu. Tam tutulma başladıktan hemen sonra kubbe kapakları açılarak herbirinde 30 sn poz süresi kullanılan 2 adet "Coude-Echelle" tayfi alındı [2]. R ~ 40000 çözünürlüğünde ve ~3900-8600 Å aralığındaki dalgaboyu bölgesinde alınan bu tayflarda kullanılan yarık gökyüzünde 3"x1.5" lık bir bölgeyi gördü.

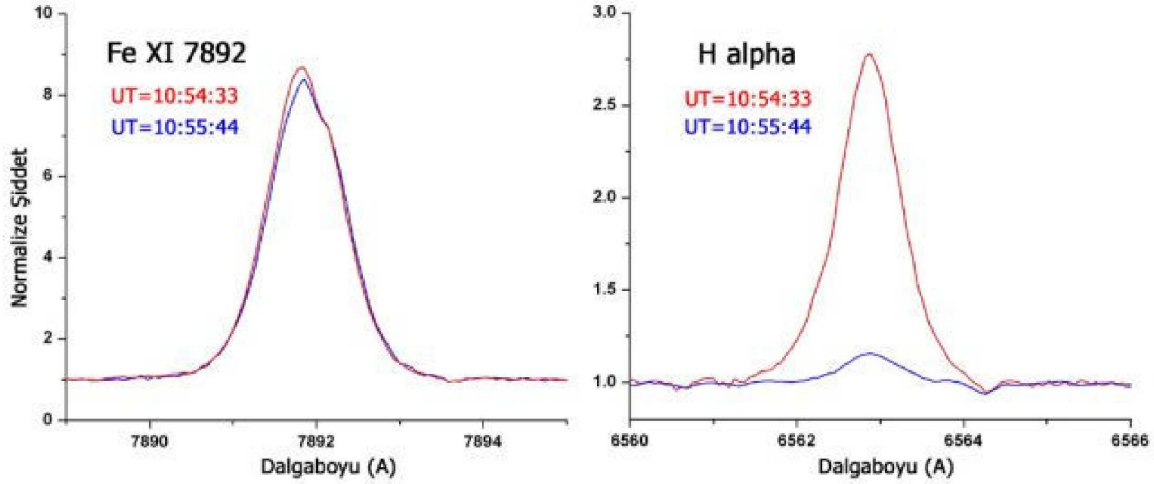


Şekil 1: 29 Mart 2006 TGT'nda taç tabaka için oluşturulan bileşik görüntü ve RTT150 teleskopu ile tayf alınan bölge (okla gösterilen + işaretli). Söz konusu bölgeden 3"x1.5" lik yarık kullanılarak 2 adet "Coude-Echelle" tayfi alınmıştır.

Alınan tayflardan çizgi tanısı yapılan Fe X1 7892 ve H-alpha çizgi profillleri de Şekil 2'de verilmiştir.

TUG'daki ikinci deney Haziran 2006'da sökülen 40 cm ayna çaplı T40 teleskobu ile yapıldı. Tutulmada Ay diskinin Güneş diskine ilk değdiği 1. temas ve son değdiği 4. temas zamanlarının test edilmesini amaçlayan bu çalışmada önüne 1/100000 geçirgenlikli cam Güneş Filtresi takılan T40 teleskobunun odağında alıcı olarak Astrovid StellaCam EX video CCD kamera kullanıldı. Bu halde sistemin görüş alanı 4.5'x3.4' ve ayırma gücü de

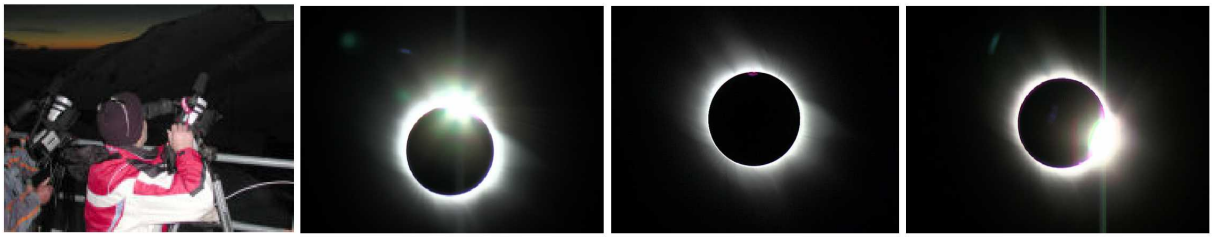
0.35"/piksel oldu. Gözlem boyunca bir video yakalama kartı ve bu amaçla geliştirilen bir yazılım kullanılarak bilgisayar diskine yaklaşık 85000 kare görüntü kaydı yapıldı



Şekil 2: RTT150 teleskobu ile alınan "Coude-Echelle" tayfından elde edilen H-Alpha ve Fe XI 7892 çizgilerinin 2'şer pozlarındaki şiddet profilleri. Dikkat edilirse Fe çizgi profillerinde şiddet değişmezken H-Alpha çizgi profillerinde ilk poz ile ikinci poz arasında büyük şiddet farkı görülmektedir.

.

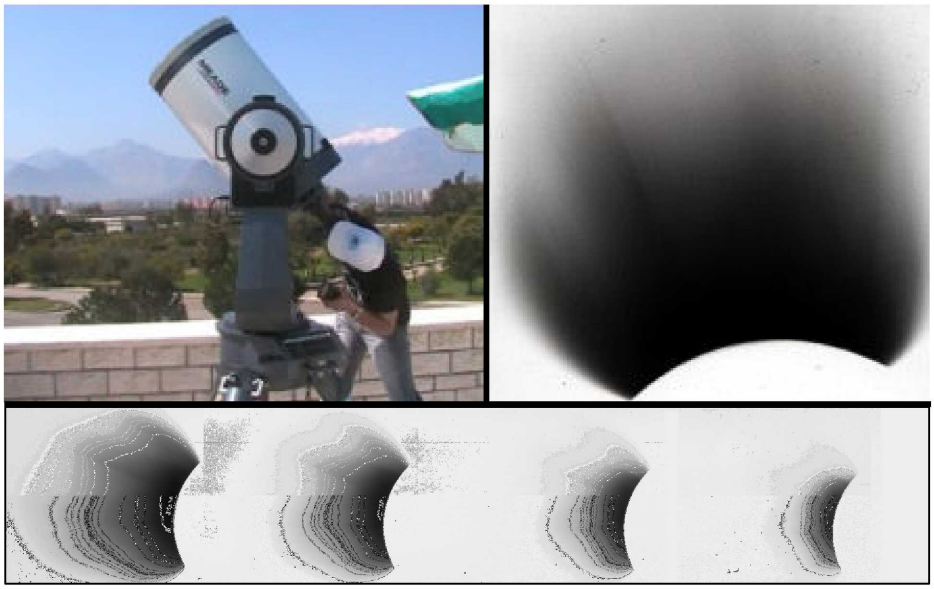
TUG teleskopları ile yapılan deneylerin yanısıra 2 adet Canon XL2 kamera ile tüm tutulmanın yüksek çözünürlüklü video kaydı da gerçekleştirildi (Şekil 3)



Şekil 3: Canon XL2 kameralar ile TUG'da gözlem ve tutulmanın çeşitli evrelerinden kareler.

2.2.2 Antalya İstasyonu

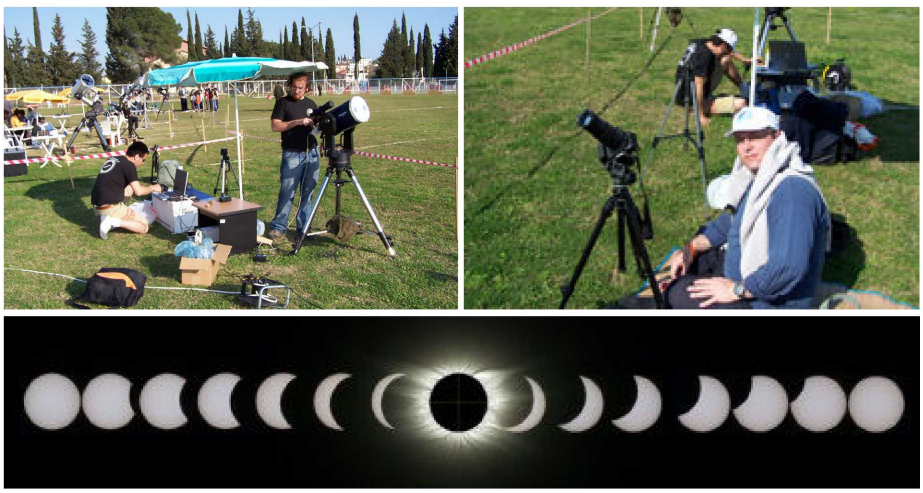
Haziran 2006'da T40 ile değiştirilmesi plânlanmış olan Meade LX200GPS modeli, 40 cm açıklıklı teleskobun ilk ışığı 29 Mart 2006 TGT oldu. Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi içinde bulunan TUG Yönetim Binası'nın terasına tutulma gözlemi için yerleştirilen bu teleskopun (Şekil 4) odağına takılan bir fotoğraf makinası ile Kodak Tmax 100 film üzerinde 20'x30' görüş alanı ve 51"/mm çözünürlük elde edildi. Tam tutulma evresi boyunca Güneş diskinin çevresinde taç tabakadan farklı poz sürelerinde görüntüler alındı (Şekil 4).



Şekil 4: İlk ışığı TGT olan YT40 teleskobu ve taç tabakanın çeşitli poz sürelerinde alınmış fotoğrafları.

2.2.3. Ilıca İstasyonu

Manavgat yakınlarındaki Ilıca Beldesi'nin Belediye'ye ait futbol sahası içinde İstanbul Üniversitesi Gözlemevi ekibinin yanında kurulan diğer bir TUG tutulma istasyonunda (Şekil 5) 2 farklı gözlem gerçekleştirildi. 20 cm açıklıklı Meade LX90 teleskop ve Astrovid StellaCam EX video CCD kamera ile birlikte, 11.3'x8.5' görüş alanına ve 1"/piksel çözünürlüğe sahip bu sistemde görüntüler 3 kare/sn hızında bir dizüstü bilgisayarın diskine kaydedildi. Bu deneyde 1. ve 4. temas zamanlarının tespiti ile tam tutulma sırasında taç tabakada muhtemel kısa süreli şiddet değişimlerin araştırılması hedeflendi. Diğer deneyde ise TGT gözlemlerinde mutlaka yapılan ve taç tabakanın tüm yapısını ortaya koyan bileşik görüntüleme tekniğine [3,4] dayalı bir gözlem yapıldı. Bunun için Canon EOS20Da DSLR fotoğraf makinesi ve 300 mm teleobjektif ile tutulmanın çeşitli evrelerinde 1 – 1/1000 saniye arasında değişen poz sürelerinde çok sayıda sayısal görüntü alındı (Şekil 5).



Şekil 5: Ilıca gözlem istasyonunda tutulma hazırlıkları ve Canon EOS20Da DSLR fotoğraf makinesinin objektifinden tüm tutulmanın özeti.

2.2.4. Manavgat İstasyonu

Manavgat'tan 24 km ileride bulunan Meryan Otel'de düzenlenen ÖGRSEM2006 Sempozyumu'nun katılımcılarına eğitim amaçlı olarak kurulan 2 adet 20 cm açıklıklı Meade LX90 teleskopundan birisi görsel gözlem için kullanıldı, diğerine ise Zenit marka bir SLR fotoğraf makinesi takılarak tutulma sırasında Kodak Tmax100 film üzerine görüntüler alındı. Film üzerinde görüntülenen alan 61'x42' ve görüntü ölçeği de 105"/mm oldu.

3. TUG Tarafından Desteklenen Diğer Çalışmalar

TUG, 2006 Tam Güneş Tutulması çalışmalarının yanında bu tutulma ile ilgili bölgeye gelen diğer bilimsel deney ve gözlem ekiplerine de destek vermiştir. Bunlardan birisi Elazığ Fırat Üniversitesi Fizik Bölümü'nün TUG Antalya İstasyonu'nda gerçekleştirdiği *"Tam Tutulma Sırasında Kısa Dalga Radyo Haberleşmesi"* deneyi oldu. Bu deneyde alıcı anten TUG yönetim binasına, verici anten ise tam tutulma hattının kenarında kalan Trabzon'a kuruldu.

TUG Yönetim Binası'nda çalışan diğer bir yabancı ekip ise İran Hedayatgarah Araştırma Merkezi'nden gelen 4 kişilik araştırmacı grubuydu. Araştırmacılar TGT sırasında taç tabakanın polarizasyonu ve farklı dalgaboylarında yüksek ayırma güçlü görüntüleme gözlemleri yaptılar [5].

Bir başka ilginç deney ise Güneş ve Ay tutulmaları sırasında Yer'in gravitasyonel alanında meydana gelebilecek çok küçük değişimlerin araştırılmasıydı. Bunun için Antalya'yı seçen *"Micro-Anomalies Group"* araştırmacıları da [6] TUG'dan yer seçimi ve bölgesel destekler konusunda destek aldılar. Ekiplerden biri Manavgat Meslek Yüksekokulu'nda, diğer ekip ise üçe ayrılarak "L" şeklinde Antalya Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü'nde, Akseki Sağlık Meslek Yüksekokulu'nda ve Manavgat Meslek Yüksekokulu'nda cihazlarını yerleştirerek deneylerini yaptılar.

Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü ile Fransız ve Ukraynalı araştırmacılar tarafından desteklenen bir diğer çalışma da *Güneş Çapı'nın Ölçülmesi* deneyi oldu. Manavgat Meslek Yüksekokulu'nda kurulan 35 cm açıklıklı Meade LX200GPS teleskop ve buna bağlı Astrovid StellaCam EX video kamera ile temas zamanlarına ait görüntüler alındı.

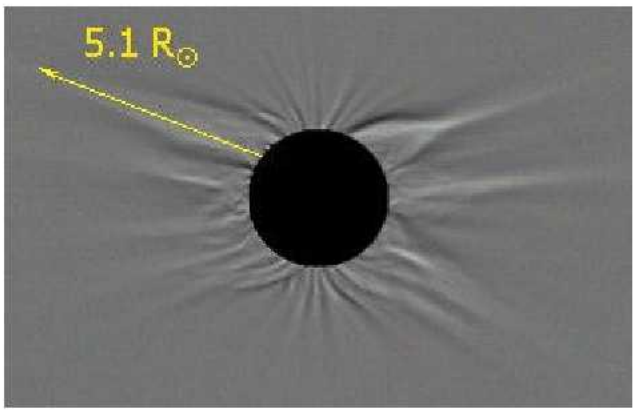
Ilıca beldesindeki belediye futbol sahasında kalabalık bir araştırmacı kadrosu ve teknik altyapıyla gözlem istasyonu kuran İstanbul Üniversitesi Gözlemevi ekibinin bazı gözlemleri de TUG tarafından teknik olarak desteklendi.

4. İlk Sonuçlar

Farklı gözlemlerden elde edilen verilerin indirgeme işlemleri henüz bitmemiş olan 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulmasında ortaya çıkan ilk sonuçlar aşağıdaki gibi sıralanabilir:

- RTT150 teleskopu ile yapılan tayf gözleminden elde edilen 30 sn aralıklı alınan iki tayftan elde edilen H-alpha çizgi profillerinde önemli bir şiddet farkı vardır (Şekil 2). Tayf alınan bölgede uydu görüntülerinden de kontrol ettiğimiz herhangi bir aktiviteye rastlanmamıştır. Bu tür bir etkiye kısa süreli bir madde çıkışı olayının sebep olduğu düşünülmektedir.
- 23. Güneş Çevrimi'nin iniş evresinin hemen hemen sonunda meydana gelen bu tutulmada taç tabakanın şekli beklendiği gibi Güneş ekvatoru civarında etkin olmasına rağmen yüksek enlemlerde bazı büyük taç tabaka yapılarının gözlenmesi ilginçtir (Şekil 6).
- Bileşik görüntüleme deneyinden elde edilen görüntülerin özel bir görüntü işleme tekniği [3,4] ile işlenmesi sonucu 5.1 $R_{\odot}$ uzaklığına kadar taç tabakada yapılar tespit edilebilmiştir (Şekil 6).

- Gözlemevi ve Ilıca istasyonlarında yapılan 1. ve 4. temas zamanlarının tespiti deneylerinden elde edilen sonuçlarla NASA'dan Fred Espenak tarafından yapılan teorik hesaplar [7] arasında farklar bulunmuştur (Tablo 2).



Şekil 6: 1/2 sn ile 1/1000 sn arasında 12 farklı poz süresi ile elde edilen görüntülerin işlenerek birleştirilmesiyle oluşturulan taç tabaka görüntüsü. Yaklaşık 5 Güneş yarıçapı uzaklığa kadar olan yapılar ve kutup bölgelerinde açık manyetik alanları temsil eden *"Polar Plumes"* adı verilen uzantılar dikkat çekicidir.

Tablo 2: 29 Mart 2006 TGT'na ait iki farklı istasyonda tespit edilen 1. ve 4. temas zamanları ile teorik hesaplamalar arasında bulunan farklar.

İstasyon / Teorik Hesap	**1. Temas (GZ)**	**4. Temas (GZ)**
TUG	09:36:47 (± 0.5 sn)	12:12:13 (± 0.5 sn)
NASA (Fred Espenak)	09:36:49	12:12:11
Ilıca	09:38:22 (± 0.5 sn)	12:13:35 (± 0.5 sn)
NASA (Fred Espenak)	09:38:22	12:13:33

Teşekkür

29 Mart 2006 TGT'nın öncesindeki hazırlıklarda ve tutulma deneylerinin başarılı sonuçlanmasında birçok araştırmacı, kamu kurumu ve özel firma TUG'a destek olmuştur. Öncelikle tüm desteklerinden dolayı TÜBİTAK'a teşekkür ederiz. Kurulan istasyonlarda görev alan TUG personelinin yanısıra diğer üniversitelerden bize destek veren Korhan Yelkenci, Can Buğra Girgin, Özgür Baştürk, Ayşegül Teker ve Emre Aydın'a, B.Ü. Kandilli Rasathanesi Güneş Fiziği çalışanlarına ve İ.Ü. Gözlemevi ekibine de teşekkür ediyoruz. Teknik malzeme desteklerinden dolayı OPTRONİK, ERKAYALAR ve İz TV'ye, hava durumu ile ilgili çalışmalarından dolayı Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müd., Antalya Bölge Meteoroloji ve Havaalanı Meteoroloji Müd.'ne, optik testlerdeki yardımlarından dolayı MAM Optik Laboratuvarı çalışanlarına, anma pulu ve parası konusundaki çalışmalarından dolayı da PTT Pul Şubesi ve Darphane Müdürlükleri'ne teşekkür ederiz. Manavgat istasyonu ve ÖGRSEM2006 toplantısının düzenlenmesindeki desteklerinden dolayı Meryan Otel çalışanlarına ve Bülent Canbeyli'ye, Ilıca istasyonunun kurulmasındaki desteklerinden dolayı da Ilıca belediyesi'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

[1] http://www.tug.tubitak.gov.tr/ogrsem2006.php
[2] http://www.astronomerstelegram.org/?read=782
[3] Pellett, G. L., (1998), "Eclipse Photography in the Digital Age" *Sky&Telescope*, January 1998, 117-120.
[4] http://www.tug.tubitak.gov.tr/~tuncay/homepage/info/astronomy/gunes_tutulmasi/
[5] http://www.hrcglobal.net/astro/astro_solareclipse2006.asp
[6] http://www.allais.info/
[7] NASA Eclipse Bulletin, NASA/TP-2004-212762. (http://sunearth.gsfc.nasa.gov/eclipse/ SEpubs/ TP212762a.pdf)

DEĞEN ÇİFT YILDIZ V829 HERCULES'İN STANDART BVR IŞIKÖLÇÜMÜ VE SALT ÖĞELERİ

Burcu ÖZKARDEŞ[1], Ahmet ERDEM[1]

Özet

Değen çift yıldız V829 Her'in yeni *BVR* ışık eğrileri ve fotometrik analizi sunulmaktadır. Gözlemler, ÇOMÜ Gözlemevinde, 2003, 2004 ve 2005'te, yapılmıştır. İlk olarak sistemin yörünge dönemi değişimi ele alınmış; *O-C* diyagramında dönem değişiminin parabolik yada çevrimsel yapıda olabileceği öngörülmüştür. Bu değişimler, bileşenler arasında korunumlu kütle aktarımı ve sistemde görülmeyen bir üçüncü bileşen nedeniyle oluşan ışık—zaman etkisi cinsinden incelenmiştir. Gözlenen yıldızların (değişen, mukayese ve denet) aletsel parlaklıkları standart parlaklıklara çevrilmiştir. Sistemin, üç ardışık yılda yapılan gözlemleri kullanılarak, ışık değişimleri üzerinde durulmuş; (i) maksimum ışık düzeylerinde zamanla değişen asimetriler olduğu ve (ii) birinci ve ikinci minimum ışık derinliklerinin zamanla değiştiği görülmüştür. Bu ilginç ışık eğrisi asimetrileri, sistemin daha büyük ve daha kütleli bileşeni üzerinde soğuk leke/lekeler cinsinden ele alınmıştır. Bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri ile literatürden, [1] den, bulunan dikine hız eğrileri, Wilson-Devinney programının en son versiyonu kullanılarak, eşzamanlı çözülmüştür. Ayrıca, sistemin salt öğeleri hesaplanmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Yıldızlar: çiftler: yakın: örten; Yıldızlar: V829 Hercules*

Abstract

New *BVR* light curves and photometric analysis of the contact binary star V829 Her are presented. The light curves were obtained at the ÇOMU Observatory in the consecutive years 2003, 2004 and 2005. Firstly, the variation of the orbital period of the system was studied. The sinusoidal and secular changes were found and examined in terms of two plausible mechanisms, namely (i) the conservative mass transfer between the components of the system, and (ii) the light-time effect due to an unseen component in the system. The instrumental magnitudes of all observed stars in this study were converted into standard magnitudes. We also study nature of asymmetries and the intrinsic variability in the light curves of the system. Light variations are summarized: a) changes of light levels of both maxima, and b) changes of the depths of both primary and secondary eclipses. These peculiar asymmetries were interpreted in terms of dark spot(s) on the surface of the large and more massive component star. The present *BVR* light curves and radial velocity curves obtained by [1] were analysed by means of the latest version of the Wilson-Devinney program, simultaneously. Thus, the absolute parameters of the system were also derived.

Key words: *Stars: binaries: close: eclipsing; Stars: individual: V829 Hercules*

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17100, Çanakkale. Tel.: 0286 2180019/1851, Faks: 0286 2180533*
burcu@physics.comu.edu.tr, aerdem@physics.comu.edu.tr

1.Giriş

Çalışmamızda yeni keşfedilmiş W UMa türü V829 Her (GSC 02597–00679 = TYC 2597–679–1) sistemi ele alınmıştır. Bu yıldız, Einstein Observatory Extended Medium Sensitivity Survey programında tesadüfen bir x—ışın kaynağı olarak keşfedilmiştir [2]. Daha sonraları, bu yıldız, [3] tarafından, fotometrik ve tayfsal olarak gözlenmiş; bu yıldızın bir W UMa türü örten çift yıldız olabileceği önerilmiş ve sistemin tayf türü için G2V verilmiştir. Bu yıldızın fotometrik ışık eğrileri ilk kez [4] tarafından Johnson *VRI* sisteminde elde edilmiş ve yıldızın W UMa türü bir örten çift yıldız olduğu onaylanmıştır. Ayrıca, bu çalışmada, sistemin yörünge döneminin 0.35813 gün olduğu ve sitemin ışık eğrilerinde büyük O'Connell etkisinin gözüktüğü ifade edilmiştir. Sonraları, çeşitli yazarlar tarafından sistemin minimum zamanları elde edilerek yayınlanmıştır [5, 6, 7, 8, 9, 10 ve 11] . V829 Her'in dikine hız eğrisi [1] tarafından elde edilmiş ve bir W alt türü W UMa sistemi olduğu bulunmuştur. Ayrıca, [1], Robb'un 1992'de gözlediği ışık eğrileri ile kendi dikine hız eğrilerini eşzamanlı çözerek sistemin mutlak parametrelerini de hesaplamışlardır. [12], sistemin *BVR* ışık eğrilerini elde etmişler ve yıldıza ilişkin ilk dönem analizini yaparak yörünge döneminin, küçük genlikli sinüssel bir değişim gösterdiğini ileri sürmüşlerdir. Öte yandan, [13], sistemin *BVRI* ışık eğrilerini elde etmişler, O'Connell etkisinin var olduğunu belirtmişler ve sistemin ışık ve dikine hız eğrilerini eşzamanlı çözerek; baş bileşen üzerinde soğuk leke bulunan bir çözüm sunmuşlardır.

2.Gözlemler

2.1 Gözlemsel Veri

Değen sistem V829 Her, ardışık yıllarda (2003, 2004 ve 2005), Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde gözlendi. Çizelge 1'de fotometrik gözlem tarihleri verilmektedir. 2003 ve 2004 gözlemlerinde, 40-cm'lik Schmidt-Cassegrain teleskopuyla SSP5-A fotometresi ve Hamamatsu R 6358 fotokatlandırıcı tüpü kullanılırken; 2005 gözlemlerinde, 30-cm'lik Schmidt-Cassegrain teleskopuyla SBIG ST 10X-ME CCD kamerası kullanılmıştır. Tüm fotoelektrik ve CCD gözlemleri, sırasıyla, *BVR* ve BVR_c filtrelerinde yapılmıştır. Hem fotoelektrik hem de CCD gözlemlerinde, GSC 2601 117 ve GSC 5082 1171 sırasıyla, mukayese ve denet/standart yıldızları olarak kullanılmıştır. Her bir gözlem gecesi için her bir filtredeki atmosferik sönümleme katsayıları, mukayese yıldızının gözlemlerinden, [14]'ün verdiği yöntem kullanılarak, bulunmuştur. Tüm diferansiyel *BVR* ve CCD BVR_c parlaklıkları atmosferik sönümleme için düzeltilmiştir. Gözlemlere ilişkin aletsel diferansiyel parlaklıklar, [14]'ün dönüşüm yöntemiyle standart parlaklıklara çevrilmiştir. Gözlenen yıldızların standart V parlaklıkları ve *B-V* ve *V-R* renk ölçekleri, Çizelge 2'de verilmiştir. Şekil 3'te, V829 Her yıldızının standart sistemde gözlenen *BVR*, BVR_c ışık eğrileriyle *B-V*, *V-R*, $V\text{-}R_c$ renk eğrileri gösterilmektedir. *B*, *V*, *R* ve R_c renklerindeki gözlem noktalarının olası hataları sırasıyla ±0.018, ±0.015, ±0.017 ve ±0.015'tir. .

2.2 Sezonluk Işık Değişimleri

V829 Her yıldızı, fotometrik olarak, 2002'de [13] tarafından ve 2003, 2004, 2005'te bizim tarafımızdan gözlendi. Böylece, ardışık 4 yılda elde edilen ışık eğrilerinin karşılaştırılması yapılabilmiştir. Bunun için maksimum ışık düzeyleri ve minimum ışık düzeyleri arasındaki farklar hesaplanmış ve Çizelge 3 ve Şekil 1'de bu değerler verilmektedir. [13]'ün fotometrik verisinin diferansiyel aletsel parlaklık cinsinden olması, bizimkilerin ise standart parlaklıklar cinsinden olması nedeniyle; bizim verimizle [13]'ün 2002 verisinin karşılaştırılması, yalnızca ışık düzeyi farkları kullanılarak yapılabilmiştir.

Sonuç olarak, bu sistemin ışık değişimleri şu şekilde özetlenebilir:

a) Tüm ışık eğrilerinde; maksimum ışık düzeyleri arasında fark/asimetri (O'Connell etkisi) vardır: 0.75 evredeki *Maks.II* ışık düzeyi, 0.25 evredeki *Maks.I* ışık düzeyinden daha düşüktür. Ayrıca, maksimum ışık düzeyleri arasındaki bu asimetri, zamanla değişmektedir. Örneğin, 2004'te üç gecedeki (12, 19 Temmuz ve 17 Ağustos) gözlem verisinde *Maks.II* ışık düzeyi, *Maks.I*'dekinden daha az düşükken; aynı yılda 12 Haziran ve 10 Eylül'de gözlenen *Maks.II*, *Maks.I*'den çok daha düşük ışık düzeyi vermektedir.Bu nedenle, 2004'te gözlenen ışık eğrilerinde 0.75 evrede iki farklı ışık düzeyi gözönüne aldık ve bu küçük ve büyük ışık düzeyi asimetrilerini sırasıyla s1 ve s2 olarak adlandırdık. Ayrıca, iki farklı asimetri gösteren 2004 ışık eğrileri, diğer yıllarda gözlenen asimetrilerden daha büyük asimetriler göstermektedir (bkz. Çizelge 3 ve Şekil 3).
b) Standart gözlemler kullanıldığında, 2004 ışık eğrilerinde her iki maksimum ışık düzeyinin, 2003 ve 2005 ışık eğrilerindeki maksimumlardan daha düşük olduğu söylenebilir (bkz. Çizelge 3 ve Şekil 3).
c) Işık eğrilerinde, birinci ve ikinci tutulmalar arasında büyük derinlik değişimleri vardır. 2003 ve 2005 gözlemlerinde, ikinci minimumların derinlikleri anormal şekilde birincilerinkinden daha derindir. Bu anormal duruma karşıt olarak, 2004 gözlemlerinde, birinci minimum derinlikleri ikincilerinkinden normal şekilde daha derindir. Diğer yandan, 2004 ışık eğrilerinde birinci minimumların ışık düzeyleri, 2003 ve 2005 ışık eğrilerindekinden yaklaşık 0.05 kadir daha düşüktür (bkz. Şekil 3). Buna karşın 3 yıldaki tüm ışık eğrilerinde ikinci minimumların ışık düzeyleri hemen hemen aynıdır.
d) Renk eğrilerindeki değişimler, büyük olasılıkla, yakınlık ve aktivite etkilerinden dolayı, karmaşıktır (bkz. Şekil 3).

Çizelge 1. V829 Her'in bu çalışmadaki gözlem tarihleri

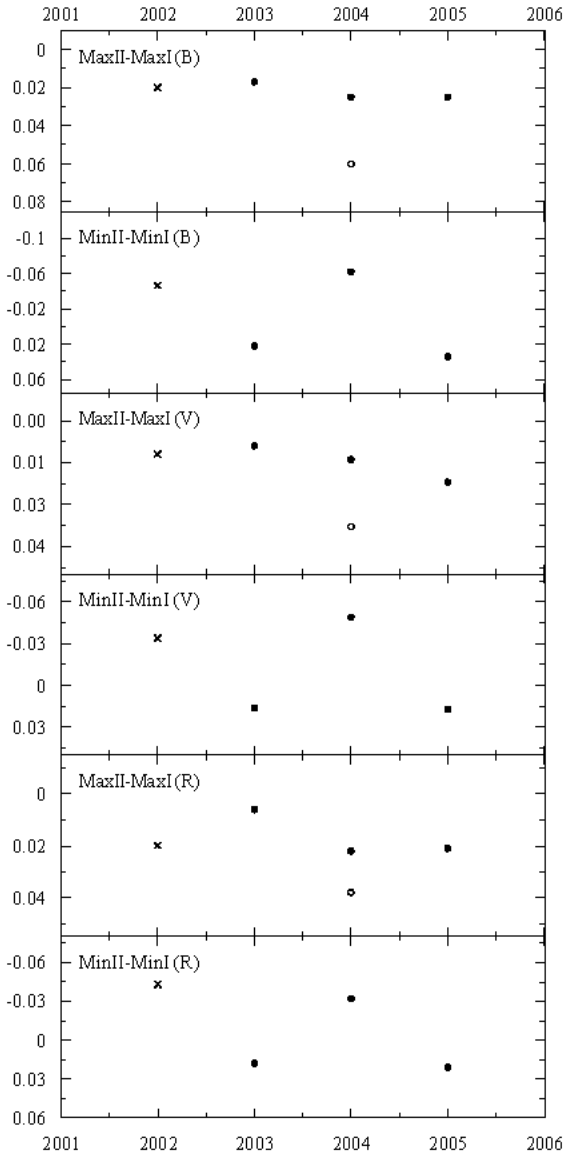
Tarih gün/ay/yıl	Yöntem	Filtreler	Evre Başlangıç	Evre Bitiş
17/05/2003	pe	*BVR*	0.869	0.448
06/06/2003	pe	*BVR*	0.784	0.291
12/06/2003	pe	*BVR*	0.555	0.050
27/06/2003	pe	*BVR*	0.549	0.965
30/06/2003	pe	*BVR*	0.894	0.164
24/07/2003	pe	*BVR*	0.851	0.302
25/07/2003	pe	*BVR*	0.424	0.318
02/09/2003	pe	*BVR*	0.317	0.710
12/06/2004	pe	*BVR*	0.681	0.909
09/07/2004	pe	*BVR*	0.988	0.301
12/07/2004	pe	*BVR*	0.155	0.769
19/07/2004	pe	*BVR*	0.675	0.260
17/08/2004	pe	*BVR*	0.627	0.866
19/08/2004	pe	*BVR*	0.107	0.330
23/08/2004	pe	*BVR*	0.322	0.680
26/08/2004	pe	*BVR*	0.785	0.055
08/09/2004	pe	*BVR*	0.891	0.275
10/09/2004	pe	*BVR*	0.594	0.842
11/06/2005	CCD	BVR_c	0.707	0.282
27/06/2005	CCD	BVR_c	0.402	0.975
05/07/2005	CCD	BVR_c	0.740	0.325
15/07/2005	CCD	BVR_c	0.786	0.232
23/07/2005	CCD	BVR_c	0.420	0.958

Çizelge 2. V829 Her, mukayese ve denet yıldızları (standart sapmalar parantez içinde verilmektedir.)

Yıldız	GSC No	α_{2000}	δ_{2000}	*V*	*B-V*	*V-R*
V829 Her	2597 679	$16^{sa}55^{dk}48^{s}$	+35°10′58″	10.384(7)	0594(8)	0.452(8)
Mukayese	2601 117	$16^{sa}55^{dk}10^{s}$	+35°39′21″	10.045(6)	0.471(7)	0.553(7)
Denet	5082 1171	$17^{sa}45^{dk}43^{s}$	-00°21′36″	10.358	0.608	0.377

Çizelge 3. V829 Her'in maksimum ve minimum ışık düzeylerinin ve arasındaki farkların sezonluk değişimleri (standart sapmalar parantez içinde verilmektedir.)

	Yıl	*B*	*V*	*R*
	2003	10.848(7)	10.264(6)	9.821(7)
0.75 evrede Max. Işık	2004 s1	10.880(9)	10.293(12)	9.847(10)
	2004 s2	10.915(8)	10.317(11)	9.863(7)
	2005	10.870(6)	10.283(8)	9.829(7)
	2003	10.831(9)	10.255(13)	9.815(10)
0.25 evrede Max. Işık	2004	10.855(4)	10.279(17)	9.825(8)
	2005	10.845(15)	10.261(10)	9.808(14)
	2003	11.114(15)	10.516(15)	10.065(7)
0.5 evrede Max. Işık	2004	11.097(15)	10.500(7)	10.047(10)
	2005	11.125(10)	10.516(10)	10.062(10)
	2003	11.092(10)	10.500(10)	10.047(8)
0.0 evrede Max. Işık	2004	11.159(8)	10.549(7)	10.079(5)
	2005	11.091(10)	10.499(12)	10.041(8)
	2002	0.020	0.012	0.020
ΔMax.	2003	0.017	0.009	0.006
($m_{0.75}$- $m_{0.25}$)	2004 s1	0.025	0.014	0.022
	2004 s2	0.060	0.038	0.038
	2005	0.025	0.022	0.021
	2002	-0.046	-0.034	-0.043
ΔMin.	2003	0.022	0.016	0.018
($m_{0.5}$- $m_{0.0}$)	2004	-0.062	-0.049	-0.032
	2005	0.034	0.017	0.021
	2002	0.274	0.254	0.240
MinI derinliği	2003	0.244	0.236	0.226
($m_{0.0}$- $m_{0.75}$)	2004 s1	0.279	0.256	0.232
	2004 s2	0.244	0.232	0.216
	2005	0.221	0.216	0.212
	2002	0.228	0.220	0.197
MinII derinliği	2003	0.266	0.252	0.244
($m_{0.5}$- $m_{0.75}$)	2004 s1	0.217	0.207	0.200
	2004 s2	0.182	0.183	0.184
	2005	0.255	0.233	0.233



Şekil 1. V829 Her'in ışık düzeyi değişimleri. [13]'ün verisi çarpı simgesiyle, bu çalışmada elde edilen veri yuvarlak simgeyle, 2004 s2 verisi ise içi boş yuvarlak simgeyle gösterilmiştir.

3.Yörünge Dönemi Analizi

V829 Her'in gözlemleri süresince, 11 birinci ve 8 ikinci minimum ışık zamanı elde edildi. [15]'in yöntemi kullanılarak belirlenen bu minimum zamanları ve hataları Çizelge 4'te verilmiştir. Sistemin yörünge dönemi değişimini incelemek için [12] tarafından derlenen listedeki tüm CCD ve fotoelektrik minimum zamanları kullanılmıştır. Bu listeye yalnızca yeni gözlenen CCD ve fotoelektrik minimum zamanları eklenmiştir. İlk adımda, aşağıdaki ışık öğeleri kullanılarak *O-C* artıkları hesaplanmıştır:

$$\mathrm{HJD\ (MinI)} = 2450585.4810 + 0^{d}.35815069 \times E \qquad (1)$$

Şekil 2'de, *O-C* artıklarına karşı *E* çevrim sayısı değerleri gösterilmektedir. Şekil2'de içi boş yuvarlakla gösterilen iki minimum zamanı (biri [5]'den pe veri, diğeri [1]'den pe veri) gözönüne alınmazsa; gözlem verisi, sistemin yörünge döneminin arttığını ifade eden bir parabolle temsil edilebilirler. En küçük kareler yöntemi kullanılarak *O-C* değerlerine yapılan parabolik fit, aşağıdaki kuadratik ışık öğelerini verir:

Çizelge 4. V829 Her'in bu çalışmada elde edilen fotometrik minimum zamanları (standart sapmalar parantez içinde verilmektedir.)

JD Hel. 2400000+	Yöntem	Filtre	Min. Türü
53199.4552(8)	pe	*BVR*	II
53206.4371(7)	pe	*BVR*	I
53237.4198(13)	pe	*BVR*	II
53241.3619(12)	pe	*BVR*	II
53257.2965(12)	pe	*BVR*	I
53533.4298(15)	CCD	BVR_c	I
53549.3707(16)	CCD	BVR_c	II
53557.4271(8)	CCD	BVR_c	I
53567.4539(10)	CCD	BVR_c	I
53578.3831(11)	CCD	BVR_c	II

$$\text{HJD (MinI)} = 2450585.4810(2) + 0^{d}.35815069(1)\text{xE} + 1^{d}.80(3)\text{x}10^{-10}\text{xE}^{2} \qquad (2)$$

Denklemdeki kuadratik terim pozitiftir ve yörünge döneminin 0.032±0.001 s/yıl oranında arttığını belirtmektedir. İkinci bileşenden(daha az kütleli bileşen) birinciye korunumlu kütle transferi, bu artışı açıklayabilir. Bu çalışmadan elde edilen bileşenlerin kütle değerleri m_1= 1.31$m_\odot$ ve m_2= 0.57 $m_\odot$ kullanılırsa kütle transferi oranı ~9.6x10^{-7} $m_\odot$/yıl olarak bulunabilir. Bu oran, RS CVn ve W UMa benzeri geç tür çiftlerdeki genel kütle transferi oranından 10 kat daha büyüktür.

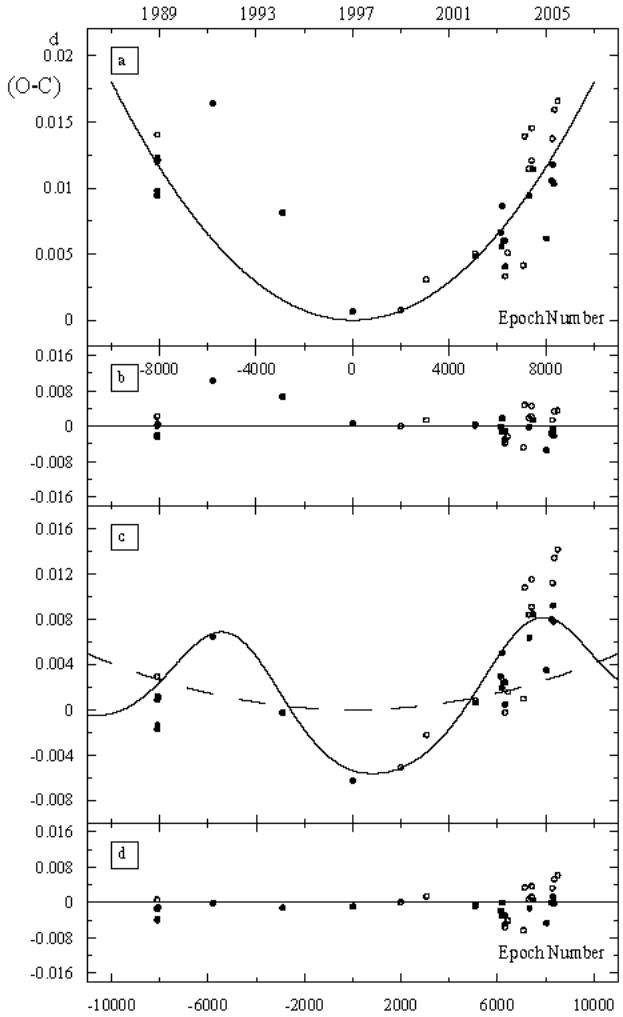
Öte yandan, sistemin tüm minimum zamanları göz önüne alınırsa, Şekil 2'deki veri yörünge döneminin çevrimsel değişimini (çok küçük genlikli) destekleyebilir. *O-C* diyagramının çevrimsel değişiminin en olası nedeni, sistemde görülmeyen bir üçüncü cisimdir. Bu nedenle, Şekil 2'deki *O-C* değişimine yapılan fit için [16] tarafından verilen aşağıdaki ışık-zaman etkisi denklemi uygulanmış, ancak bu terime bir de kuadratik terim eklenmiştir:

$$\text{O-C} = \text{QxE}^2 + \frac{a_{12}\sin i'}{c}\left\{\frac{1-e'^2}{1+e'\cos\upsilon'}\sin(\upsilon'+\omega') + e'\cos\omega'\right\} \qquad (3)$$

Burada, c ışık hızı, a_{12}, e', i' ve ω', sırasıyla, örten çiftin kütle merkezinin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu, dışmerkezliği, yörünge eğikliği ve enberi boylamıdır. υ ise, örten çiftin kütle merkezinin üçlü sistemin yörüngesi üzerindeki konumunun gerçek ayrıklığıdır. T', örten çiftin üçlü sistemin yörüngesinin enberi noktasından geçiş zamanı ve P_{12}, örten çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki yörünge dolanma dönemi olup Denklem 3'te gizli kalmaktadırlar. Bağımsız 9 değişken (T_0, P, Q, a_{12}, e', i', ω', T' ve P_{12}) için denklem 3'ün sistemin tüm *O-C* verisine uygulanarak elde edilen en küçük kareler yöntemi çözümü, Çizelge 5'te verilmektedir. Şekil 2 (c,d)'de, gözlemler, gözlemlere fit edilen en iyi kuramsal eğri ve gözlem-fit farkları çevrim sayısına göre çizilmiştir.

Çizelge 5. V829 Her'in *O-C* analizinden elde edilen parametreleri

Parametre	Değer	Standart Sapma
T_0 (HJD)	2450585.4879	0.0003
P_{orb} (gün)	0.35815016	0.00000001
Q (gün)	$4.1\text{x}10^{-11}$	$5\text{x}10^{-12}$
$a_{12}\sin i'$ (AU)	0.986	0.032
e'	0.30	0.01
ω'	102	9
T' (HJD)	53428	92
P_{12} (yıl)	12.61	0.01
f (m_3) ($m_\odot$)	0.0060	0.0006
$\Sigma(O\text{-}C)^2$ (gün^2)	0.00310	



Şekil 2. a) V829 Her'in *O-C* verisini temsil eden parabolik eğri, **b)** parabolik eğriden kalan farklar, **c)** *O-C* değişimini temsil eden parabolik eğri (kesikli çizgi) üzerine binmiş eksentrik sinüzoidal eğri ve **d)** c'deki sürekli eğriden kalan farklar.

Kuadratik terimin katsayısı, pozitif olup yörünge döneminin 0.007±0.001 s/yıl arttığını göstermektedir. Korunumlu kütle transferini göz önüne alınırsa; ikinci (küçük kütleli)

bileşenden birinci (büyük kütleli) bileşene kütle transferi oranı ~7.8x10^{-8} $m_\odot$/yıl olarak bulunur. Çizelge 5'e göre çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki dolanma dönemi P_{12} = 12.61±0.01 yıl olmaktadır. Örten çiftin kütle merkezinin üçlü sisteminkine olan izdüşüm uzaklığı ise 0.99±0.03 AU'dir. Bu değerler bizi, varsayılan 3. cisim için küçük bir kütle fonksiyonuna f(m_3) = 0.0060±0.0006 $m_\odot$ götürür. Böylesi bir 3. cismin kütlesi, i= 30° ye karşılık 0.68 $m_\odot$ ve i= 90° ye karşılık 0.31 $m_\odot$ olmaktadır. Burada çiftin toplam kütlesi için m_1+ m_2 = 1.88 $m_\odot$ alınmıştır. Eğer, 3. cisim yörüngesinin eğikliği örten çiftin yörünge eğikliğine eşitse, bu durumda üçlü sistemin yörüngesinin yarıçapı r_3 yaklaşık 6.05 AU olmaktadır. Böylece, olası üçüncü cisim, V829 Her örten çiftinin Lagrangian noktaları dışında kalmakta ve üçlü sistemin çekimsel kararlığını bozmamaktadır. Bu çalışmada,V829 Her'in uzaklığı için bulunan 200 pc (bkz, 5. Bölüm) değeri kullanılırsa; 3. cisimle örten çift arasındaki maksimum açısal ayrıklığı 30 mas çıkar, ki bu değer gözlemsel belirleme açısından oldukça küçüktür.

Aslında yalnızca 2 gözlem noktasının *O-C* diyagramına yapılan fitleri belirlemesi güvenirlik açısından eksik kalmaktadır. Bu nedenle, hangi fitin (parabol yada parabol+sinüs) gözlemleri daha iyi temsil ettiğini görmek amacıyla her bir fit için *O-C*'lerin karelerinin toplamına bakıldı: parabol fiti için $\Sigma(O\text{-}C)^2$ = 0.00035 gün^2, parabol+sinüs fiti için $\Sigma(O\text{-}C)^2$ = 0.00031 gün^2. Bu değerlerin yakın çıkması yüzünden bu sefer fitlerin standart sapmaları hesaplandı: parabol fiti için 0.00312 gün, parabol+sinüs fiti için 0.00289 gün. Tüm bu sonuçlar, az da olsa parabol+sinüs fitinin *O-C* değişimlerine daha iyi uyduğunu, dolayısıyla sistemin yörünge döneminin parabol üzerine binmiş çevrimsel değişimler biçiminde olabileceğini göstermektedir.

4.Fotometrik Analiz

Bu çalışmadan elde edilen *BVR* ışık eğrileri ile literatürden alınan dikine hız eğrilerinin eşzamanlı analizi için Wilson-Devinney yönteminin [17] en son versiyonu kullanılmıştır. Üç ardışık yıl 2003, 2004 ve 2005'te elde edilen ışık eğrileri, gözlem zamanına ve asimetri derecelerine göre 4 farklı gruba ayrılarak çözüldü. Sistemin maksimum ışık düzeylerinin zamanla değişmesi yüzünden; gözlem verisinin parlaklıktan 1'e normalize edilmiş yeğinliğe dönüştürme işleminde, 0.25 evrede hemen hemen aynı ışık düzeyine sahip olan 2003 ve 2005 ışık eğrilerinden *B* için 10.833, *V* için 10.251, *R* için 9.809 değerleri seçilerek normalizasyon işleminde kullanıldı (bkz. Şekil 3).

WD yönteminde, diğer fotometrik çözüm yöntemlerinde olduğu gibi, kimi parametreler sabit alınır ve bu yüzden, sabit alınan parametreler, göz önüne alınan sisteme karşılık geldiği düşünülen kuramsal modellerden tahmin edilmelidir. Böylece sabit alınan parametreler ve değerleri şunlardır: Sistemin baş bileşeninin sıcaklığı için, S. Zola ile yapılan özel haberleşme sonucu, Zola'nın sistem için verdiği tayf türü F7'ye karşılık gelen 6300 K sıcaklık değeri alınmıştır. Logaritmik kenar kararma katsayıları için [18]'in verdiği çizelgeler kullanılmıştır. Bolometrik çekim kararma katsayıları olarak [19]'un konvektif zarflar için verdiği 0.32 değeri; bolometrik albedolar için ise [20]'nin konvektif zarflar için verdiği 0.5 değeri kabul edilmiştir. Sistemin birinci ve ikinci bileşenleri için senkronize dönme ve çembersel yörünge varsayımı yapılmıştır.

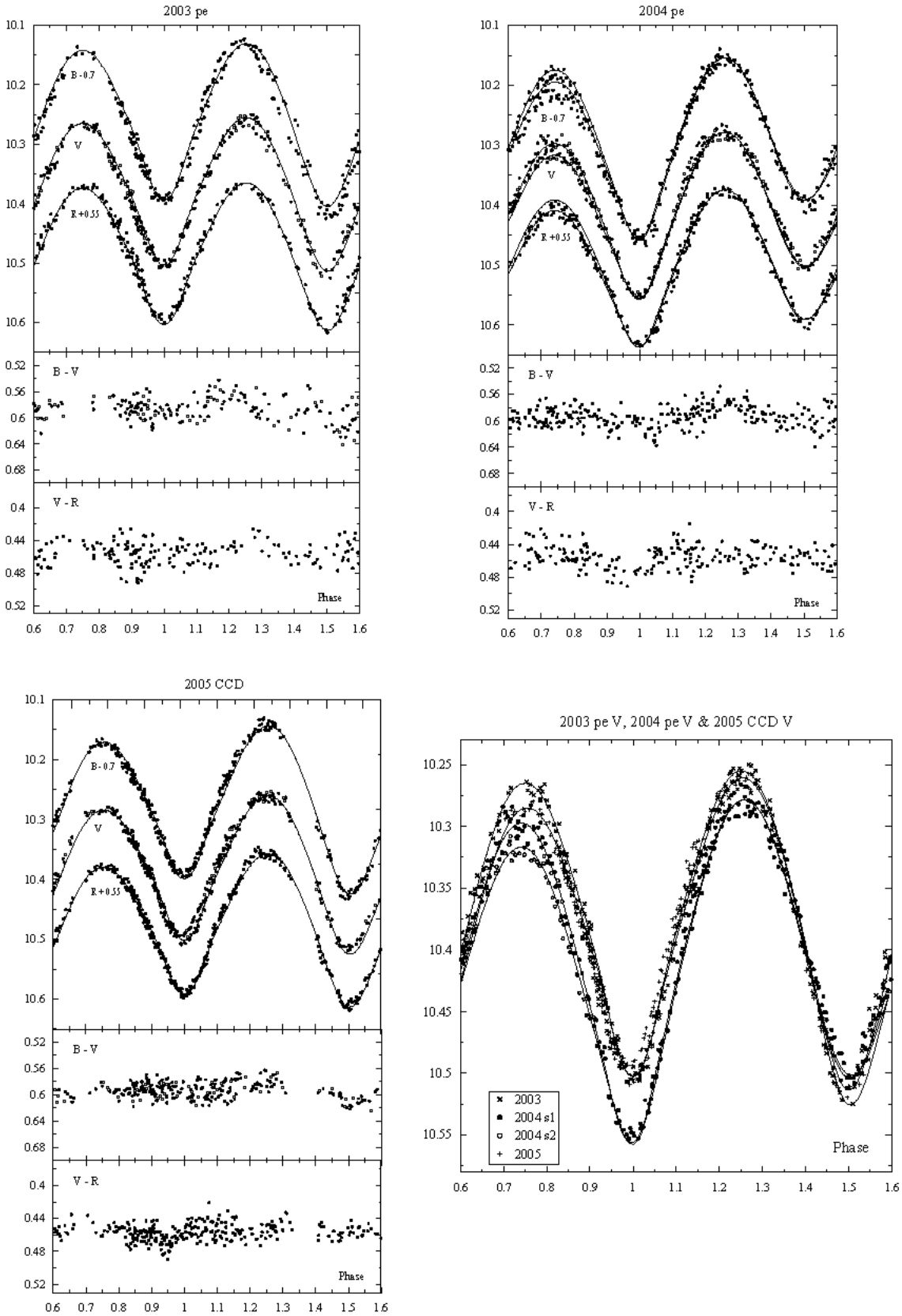
Çözümlerde serbest bırakılan parametreler ise; ışık öğeleri T_0 ve P, göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu a, çift sistemin kütle merkezinin dikine hızı V_γ, çiftin yörüngesinin gökyüzü düzlemine olan eğikliği i, ikinci bileşenin akı ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklığı T_2, birinci bileşenin boyutsuz normalize yüzey potansiyeli Ω_1 ve birinci bileşenin kesirsel tek renk ışıtması L_1 alınmıştır. Yörünge döneminin zamana göre birinci türevi $\frac{dP}{dt}$, *O-C* analizinden(bölüm3) elde edilen değerde, sabit tutulmuştur. Diğer yandan, sistemin kütle

oranı için, [13]'ün fotoelektrik ve tayfsal çalışmadan elde ettikleri 2.3 değeri kullanılmış ve bu değer sabit tutulmuştur.

Çizelge 6. V829 Her'in farklı yıllardaki ışık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümleri

Parametreler	**2003**	**2004 s1**	**2004 s2**	**2005**
T_0 **HJD**	2452797.4250(1)	2453257.2958(2)	2453257.2962 (2)	2453557.4270(1)
P_0 **gün**	0.35815054(3)	0.35815106(3)	0.35815109(3)	0.35815117(2)
dP/dt	2.27273×10^{-10}	2.27273×10^{-10}	2.27273×10^{-10}	2.27273×10^{-10}
a **(**$R_\odot$**)**	2.60(1)	2.67 (1)	2.68(1)	2.61 (1)
V_γ **(km/s)**	-13.9(5)	-13.9(5)	-13.95(50)	-13.95(35)
i **(°)**	57.7(3)	55.4(3)	55.0(3)	57.2(2)
T_1 **(K)**	6300	6300	6300	6300
T_2 **(K)**	6101(26)	5576(24)	5539(31)	6194(17)
$\Omega_1 = \Omega_2$	5.557(8)	5.509(9)	5.531(10)	5.550(5)
$q = m_2/m_1$	2.3	2.3	2.3	2.3
f **(fill out)**	0.19	0.27	0.24	0.20
$L_1/(L_1+L_2)$ B	0.330(5)	0.440(6)	0.448(7)	0.311(3)
$L_1/(L_1+L_2)$ V	0.322(4)	0.403(4)	0.411(5)	0.310(2)
$L_1/(L_1+L_2)$ R	0.320(3)	0.385(3)	0.391(4)	0.309(2)
r_1 **(ortalama)**	0.3200(9)	0.3258(11)	0.3232(11)	0.3208(6)
r_2 **(ortalama)**	0.4647(9)	0.4700(11)	0.4675(11)	0.4654(5)
Leke Parametreleri				
Leke 1 enlemi (°)	43(2)	45	45	65(2)
Leke 1 boylamı (°)	338(4)	270	270	322(2)
Leke 1 yarıçapı (°)	11.5(9)	11.5	16	13(1)
$T_{\text{leke1}}/T_{\text{yıldız}}$	0.75	0.75	0.75	0.75
Leke 2 enlemi (°)	---	135	135	---
Leke 2 boylamı (°)	---	90	90	---
Leke 2 yarıçapı (°)	---	10	10	---
$T_{\text{leke2}}/T_{\text{yıldız}}$	---	0.75	0.75	---
Mutlak Parametreler				
m_1 **(**$m_\odot$**)**	0.56(3)	0.61(3)	0.61(3)	0.57(3)
m_2 **(**$m_\odot$**)**	1.29(4)	1.39(4)	1.41(4)	1.30(3)
R_1 **(**$R_\odot$**)**	0.83(1)	0.87(1)	0.87(1)	0.84(1)
R_2 **(**$R_\odot$**)**	1.21(1)	1.25(1)	1.25(1)	1.22(1)
Log g_1 **(cgs)**	4.34(2)	4.34(2)	4.35(2)	4.34(2)
Log g_2 **(cgs)**	4.38(1)	4.38(1)	4.39(1)	4.38(1)
$M_{\text{bol},1}$	4.78(15)	4.68(15)	4.69(15)	4.76(15)
$M_{\text{bol},2}$	4.10(17)	4.41(19)	4.45(19)	4.03(16)
$M_{V,1}$	4.83(15)	4.73(15)	4.74(15)	4.81(15)
$M_{V,2}$	4.15(17)	4.52(19)	4.58(19)	4.08(16)
L_1 **(**$L_\odot$**)**	0.98(14)	1.07(15)	1.06(15)	0.99(14)
L_2 **(**$L_\odot$**)**	1.81(29)	1.36(24)	1.32(24)	1.95(29)
M_V	3.69(14)	3.87(13)	3.90(13)	3.63(14)
d **(pc)**	193(12)	177(11)	174(10)	198(13)
$\Sigma W(O\text{-}C)^2$	0.02578	0.02508	0.01955	0.01899

Not: Hatalar, son basamağa göre parantez içinde verilmiştir. 1 ve 2 alt indisleri, sırasıyla, küçük ve büyük boyutlu bileşenleri temsil etmektedir.



Şekil 3. V829 Her'in standart parlaklıktaki, gözlemsel fotoelektrik ve CCD ışık ve renk eğrileri. Sürekli çizgiler, Çizelge 6'da verilen model fitleri temsil etmektedir.

WD programında DC (diferansiyel düzeltme) yöntemi kullanılarak serbest bırakılan parametreler için düzeltme miktarları ve hatalar hesaplanır. Düzeltmeler girilir ve çözüme iterasyonlar şeklinde devam edilir. Bu iterasyonlarda, serbest bırakılan parametrelerin düzeltme miktarları hatalarından daha küçük çıkarsa, çözüm anlam kazanır ve son bulur. Böylece bulunan sonuçlar, Çizelge 6'da verilmekte, gözlem noktaları ile gözlemlere fit edilen kuramsal eğrilerin karşılaştırılması Şekil 3'te gösterilmektedir. Ayrıca, iterasyonlar süresince, sistemin ışık eğrisine bir 3. cismin ışık katkısının olup olmadığı kontrol edilmiş ve anlamlı bir sonuç bulunamamıştır.

5. Sonuçlar ve Tartışma

Değen çift yıldız V829 Her'in gözlenen tüm minimum zamanlarını kullanarak sistemin yörünge dönemi değişimi incelendi ve *O-C* diyagramının parabol üzerine binmiş bir sinüs eğrisi ile daha iyi temsil edilebileceği görüldü. Sistemin yörünge döneminde görülen ~0.006 gün genlikli ve 12.6 yıl dönemli çevrimsel değişimin sistemde görülmeyen bir üçüncü cisim nedeniyle oluşan ışık-zaman etkisinden kaynaklanabileceği araştırıldı. Böylece, olası üçüncü cismin $0.7m_{\odot}$ den daha düşük kütleye ve sistemden ~5^{m} daha sönük bir parlaklığa sahip olması gerektiği tahmin edildi. Üçüncü cismin yörüngesi ile V829 Her çiftinin yörüngesinin ortak bir düzlem paylaştığı düşünülünce ve üçüncü cismin bir normal yıldız olduğu varsayılırsa, üçüncü cisim, orta M tayf türünden bir kırmızı cüce olarak gözükür. Ancak ne önceki fotometrik analizlerde ne de bu çalışmadaki fotometrik analizde üçüncü bir ışık kaynağı bulunamamıştır. Öte yandan [21] tarafından yapılan tayfsal yolla değen çiftlerde bir üçüncü bileşen arayışı, tayfsal çözünürlük oranını $L_3/(L_1+L_2)$=0.008'e yükseltmiştir. Bu nedenle, V829 değen çifti, [21]'in araştırma listesine girmelidir. Parabolik eğri, küçük kütleli ikinci bileşenden büyük kütleli birinci bileşene olan $7.8\text{x}10^{-8}$ $m_{\odot}$/yıl'lık korunumlu kütle transferi oranının neden olduğu 0.007±0.001 s/yıl'lık bir dönem artışını karşılamaktadır.

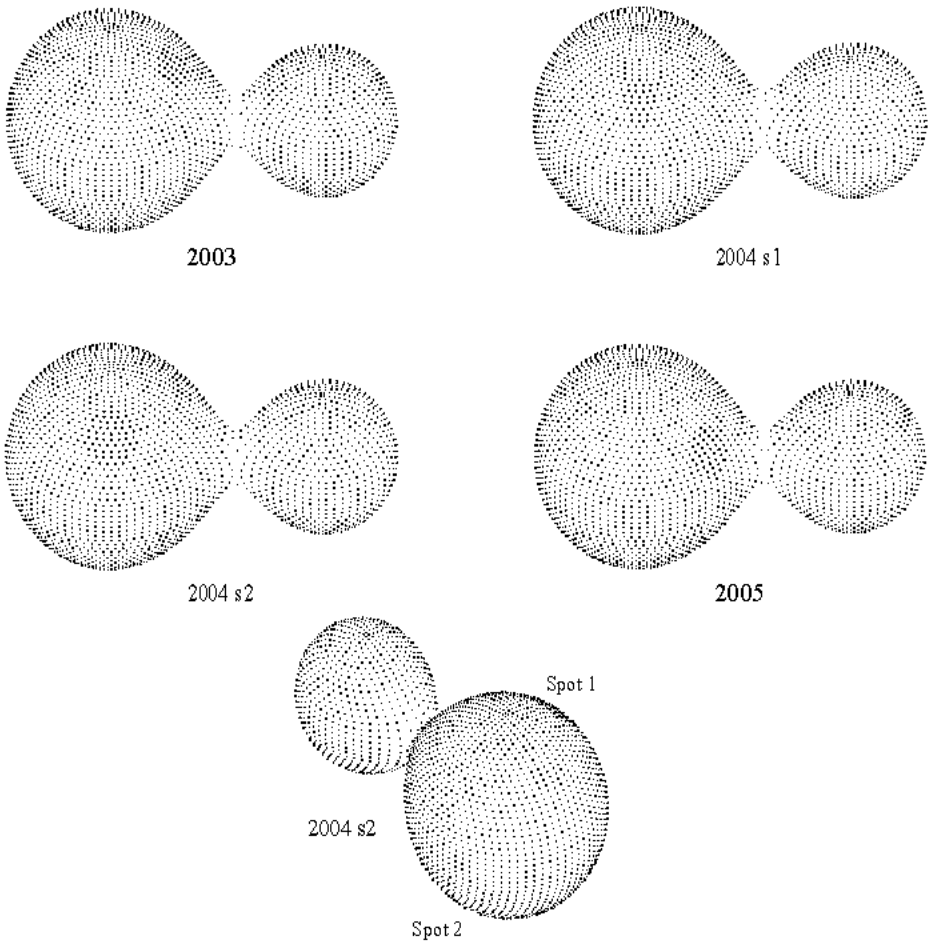
Fotometrik analiz sonuçları, V829 Her sistemini, marjinal değme durumunda, iç ve dış Langrangian sıfır hız yüzeylerini ~%20 oranında doldurmuş bulunan bir W alttürü W UMa değen çift sistemi olarak tanımlamaktadır. Ayrıca, büyük kütleli bileşen üzerinde soğuk lekeler vermektedir. Çözüm serilerinin verildiği Çizelge 6'ya bakıldığında, ikinci (büyük kütleli) bileşenin sıcaklığı (ve bu yüzden ışıtması ve parlaklıkları, sistemin toplam parkalığı ve uzaklığı) ve leke parametreleri arasında büyük farklar olduğu görülür. Diğer tüm çözüm parametreleri, hata sınırları içersinde hemen hemen aynıdır. İkinci bileşenin yüzey sıcaklık değerlerinin çözümlerde farklı çıkmasının iki olası nedeni vardır: (i) Yüzeyindeki leke sayısı. İki lekeli 2004 s1 ve 2004 s2 modelleri ile tek lekeli 2003 ve 2005 modelleri arasındaki bu sıcaklık farkı 500 K dir. (ii) [22]'nin belirttiği gibi, ışık eğrisi çözümlerinde bulunan ikinci bileşenin sıcaklığının sistemi saran ortak zarfa ait olabileceğidir. Bilindiği gibi, ortak zarf kararsız yapıdadır ve sürekli gaz akımları yüzünden sıcaklık dengesinde olmayabilir.

WD yönteminde, herhangi bir leke dört parametre ile temsil edilir: Leke merkezinin enlem ve boylamı, açısal yarıçapı ve lekenin sıcaklık faktörü. Lekenin enlemi, kuzey kutbunda 0° den güney kutbunda 180° ye kadar ölçülür. Leke merkezinin boylamı, 0° ile 360° arasında, meridyenden merkezi görüş çizgisine doğru saat yönünde ölçülür. Lekenin açısal yarıçapı, yıldızın merkezinden leke yarıçapına karşılık gelen açıyla verilir. Bir lekenin sıcaklık faktörü, leke sıcaklığının ışıkküre sıcaklığına oranıdır.

Sistemin tüm ışık eğrileri, 0.75 evresinde daha düşük ışık düzeyi biçiminde O'Connell etkisi göstermektedir (bkz. Şekil 3). Bu etki ya da her iki maksimum ışık düzeyi arasındaki fark, büyük kütleli bileşenin üzerinde bir soğuk/koyu leke açısından göz önüne alınmıştır. Öte yandan, [2] tarafından gözlenen x-ışın salması, koyu/soğuk lekeleri destekleyici ek bir kanıt olarak göz önüne alınabilir. Ayrıca, sistemin 2004'teki fotoelektrik ışık eğrileri iki ilginç özellik gösterirler: (i) 0.75 evresinde, *Maks.II*, iki farklı ışık düzeyine sahiptir, ve (ii) standart gözlemler, 2004 yılında gözlenen ışık eğrilerindeki her iki maksimum ışık düzeylerinin 2003

ve 2005'tekilerden daha düşük olduğunu göstermiştir (bkz. Şekil 3). Birinci özellik için, *Maks.II*'deki ışık düzeylerine göre 2004 gözlemleri, iki farklı ışık eğrisi setine ayrılmış (s1: düşük asimetrili ve s2: büyük asimetrili) ve ayrı ayrı çözülmüştür. İkinci özellik için 0.75 ve 0.25 evrelerinde, 2003 ve 2005 ışık eğrilerine göre daha düşük ışık düzeyine sahip olan bu iki maksimuma iki soğuk leke yerleştirilmiştir. Şekil 4'te, dört farklı fotometrik çözüm serileri kullanılarak bulunan büyük bileşenin yüzeyi üzerindeki soğuk lekelerin varlığını gösteren üç boyutlu modeli verilmektedir.

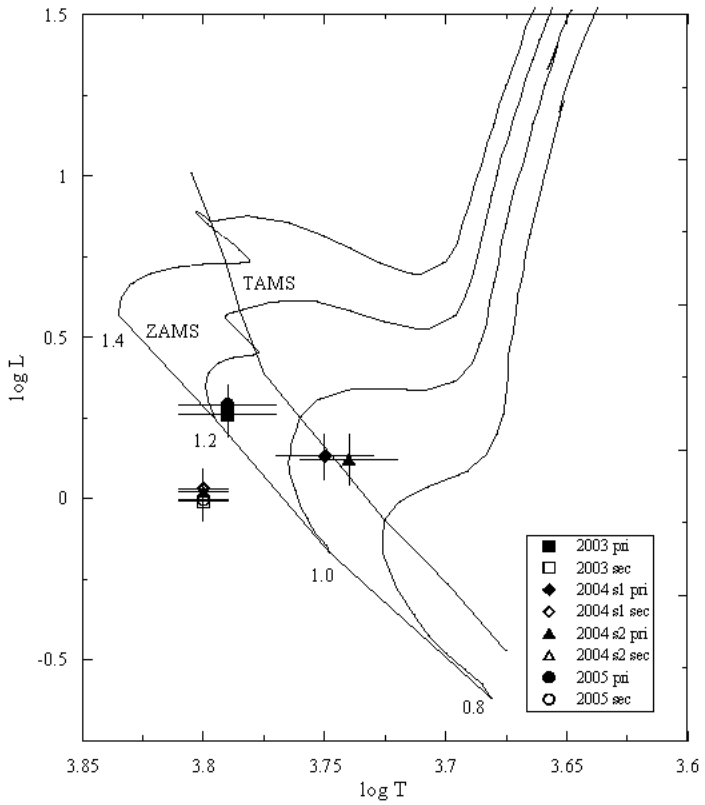
Işık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümü, sistemin mutlak parametrelerini hesaplamaya olanak tanımaktadır. V829 Her'in elde edilen mutlak parametreleri, hatalarıyla birlikte, Çizelge 6'da verilmektedir. Bu parametrelerin hesabı için güneş değerleri $T_{\rm eff}$ = 5780 K, $M_{\rm bol}$ = $4^{\rm m}.75$ ve BC= $-0^{\rm m}.14$. olarak alınmıştır. Sistemin bileşenleri için bolometrik düzeltmeler, [23] tarafından verilen çizelgeler kullanılmıştır. V829 Her'in bu çalışmadaki standart gözlemlerinden $(B\text{-}V)_{\rm göz}$=0.59±0.01 renk ölçeği bulunmuştur. Öte yandan sistemin tayf türü için Zola'nın özel haberleşmeyle verdiği F7'ye karşılık [23]'ün çizelgelerinden $B\text{-}V$=0.50 değeri kızıllaşmamış renk ölçeği olarak kullanılırsa; $E(B\text{-}V)$=0.09 renk artığı bulunur. Böylece, yıldızın uzaklık hesabında A_V=3.1$E(B\text{-}V)$ biçiminde yıldızlararası soğurma kullanılmıştır. Öte yandan [24] tarafından verilen dönem-renk-parlaklık bağıntısını kullanırsak, yıldızın uzaklığı için 200 pc değerini buluruz ki bu değer bizim 2005 çözüm modeline karşılık gelir.



Şekil 4. Dört farklı fotometrik çözüm serisine göre, 0.75 evrede leke konumları ve V829 Her'in bileşenlerinin üç boyutlu modelleri. Sisteme ait en alttaki 3-boyutlu modelde, 0.115 evrede, büyük bileşenin yüzeyindeki iki leke gösterilmektedir.

Mutlak parametrelere göre de sistemin dört farklı fotometrik çözümü arasında bazı farklar vardır. Bu farklar, özellikle, büyük kütleli bileşenin ışıtma ve parlaklığında ve sistemin toplam parlaklığında ve uzaklığında çıkmaktadır (bkz. Çizelge 6). Bu farklar, daha önceden söz edildiği üzere, büyük kütleli bileşenin yüzey sıcaklığının değişmesinden kaynaklanmaktadır. Öte yandan, farklı veri serilerinden hesaplanan, bileşenlerin kütleleri ve yarıçapları hata sınırları içinde hemen hemen aynıdır. Bileşenlerin kütle ve yarıçapları değerleri, [13]'ün değerleriyle (m_1=0.86(1)$m_\odot$ ve m_2=0.37(1)$m_\odot$, R_1=0.6(1)$R_\odot$ ve R_2=0.71(1)$R_\odot$) ve [1]'in değerleriyle (m_1=1.46(2)$m_\odot$ ve m_2=0.60(1)$m_\odot$, R_1=1.27(1)$R_\odot$ ve R_2=0.85(1)$R_\odot$) karşılaştırıldığında, bizim sonuçlarımızın [1]'inkilerle hemen hemen aynı, [13]'inkilerin ise oldukça farklı olduğu (büyük olasılıkla baskı hatası sonucu) görülmektedir.

Sistemin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları, Şekil 5'te gösterilmektedir. Bu diyagramda, büyük kütleli bileşenin az çok bir normal anakol yıldızı gibi davrandığı görülmektedir. Tersine, küçük kütleli yıldız, alışık olmadık bir şekilde, standart yıldız evrimi teorisinden elde edilen tahminlere zıt olarak, anakol'un solunda yer almaktadır: Küçük kütleli bileşen, kendi kütlesine göre, daha büyük ışıtmalı ve daha büyük kütleli çıkmaktadır. Bu durum, W UMa türü çift yıldızlarda görülen yaygın bir durumdur ve pek çok yazar tarafından tartışılmıştır. Örneğin, [25], W alt türü W UMalarda ikinci bileşenin büzüldüğünü ve böylece ortaya çıkan çekimsel enerjinin bu yıldızları normalden daha fazla ışıtmalı olarak gösterdiğini öne sürmekte; [22] ise baş bileşenden ikinciye enerji transferinin ikinci bileşenleri olağandan daha parlak gösterdiğini ileri sürmektedir.



Şekil 5. V829 Her'in bileşenlerinin farklı çözüm setlerine göre HR diyagramındaki farklı konumları. Evrim çizgileri (sürekli çizgiler), [26]'dan alınmıştır.

Kaynaklar

[1] Lu, W., Rucinski, S. M. (1999), "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. I.", *The Astronomical Journal*, 118, 515-526

[2] Gioia, I. M., Maccacaro,T., Wolter, A. (1987), in *IAU Symp.* 124, *Observational Cosmology*, eds. A. Hewitt, G. R. Burbidge, L.-Z. Fang (Dordrecht: Reidel), s.593

[3] Fleming, T. A., Gioia,I. M., Maccacaro, T. (1989), "X-ray-selected candidates for the RS CVn and W UMa classes of binary stars", *The Astronomical Journal*, 98, 692

[4] Robb, R. M. (1989), "The Optical Variability of the X-Ray Source 1E1654+3515", *Information Bulletin on Variable Stars*, 3346

[5] Agerer, F., Hübscher, J. (1995), "Photoelectric Maxima/minima of Selected Variables", *Information Bulletin on Variable Stars*, 4222

[6] Agerer,F., Hübscher, J. (1999), "Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries", *Information Bulletin on Variable Stars*, 4711

[7] Agerer, F., Hübscher, J. (2000), "Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars", *Information Bulletin on Variable Stars*, 4912

[8] Dvorak, S. W. (2005), "Times of Minima for Neglected Eclipsing Binaries in 2004", *Information Bulletin on Variable Stars*, 5603

[9] Dvorak, S. W. (2006), "Times of Minima for Neglected Eclipsing Binaries in 2005", *Information Bulletin on Variable Stars*, 5677

[10] Hübscher, J.,Paschke, A., Walter, F. (2005), "Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars", *Information Bulletin on Variable Stars*, 5657

[11] Pribulla, T., Baludansky, D., Chochol, D., Chrastina, M., Parimucha, S., Petrik,K., Szasz, G., Vanko, M., Zboril, M. (2005), "New Minima of Selected Eclipsing Close Binaries", *Information Bulletin on Variable Stars*, 5668

[12] Erdem, A., Özkardeş, B. (2004), "BVR Photometry of the Contact Binary Star V829 Herculis", *Information Bulletin on Variable Stars,* 5496

[13] Zola, S., Rucinski, S. M., Baran, A., Ogloza, W., Pych, W., Kreiner, J. M., Stachowski, G.,Gazeas, K., Niarchos, P., Siwak, M. (2004), "Physical Parameters of Components in Close Binary Systems: III", *Acta Astronomica*, 54, 299-312

[14] Hardie, R. H.(1962), "*Photoelectric Reductions in Astronomical Techniques*", Vol.2, ed. W. A. Hiltner, Chicago, IL: University of Chicago Press, s.178, 208

[15] Kwee, K. K., van Woerden, H. (1956), "A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable", *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, 12, 327

[16] Irwin, J. B. (1959), "Standard light-time curves", *Astronomical Journal*, 64, 149

[17] Wilson, R. E., Devinney, E. J. (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", *Astrophysical Journal*, 166, 605

[18] van Hamme, W. (1993), "New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves", *Astronomical Journal*, 106, 2096-2117

[19] Lucy, L. B. (1967), "Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes", *Zeitschrift für Astrophysik*, 65, 89

[20] Rucinski, S. M. (1969), "The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes", *Acta Astronomica*, 19, 245

[21] D'Angelo, C., van Kerkwijk, M. H., Rucinski, S. M. (2006), "Contact Binaries with Additional Components. II. A Spectroscopic Search for Faint Tertiaries", *Astronomical Journal*, 132, 650-662

[22] Hilditch, R. W.(2001), "*An Introduction to Close Binary Stars*", CambridgeUniversity Press, s.292.

[23] Zombeck, M. V. (1990),"*Handbook of Astronomy and Astrophysics*", Second Edition, Cambridge, UK: Cambridge University Press.

[24] Rucinski, S. M., Duerbeck, H. W. (1997), "Absolute Magnitude Calibration for the W UMa-Type Systems Based on HIPPARCOS Data", *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 109, 1340-1350

[25] Wang, J. M. (1995), "Are Contact Binaries Undergoing Thermal Relaxation Oscillations with Contact Discontinuity?", *Astronomical Journal*, 110, 782

[26] Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C. (2000), "Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun}, and from Z=0.0004 to 0.03", *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 141, 371-383

TUG'DA TFOSC İLE TAYF GÖZLEMLERİ

Murat PARMAKSIZOĞLU[1], Zeki ASLAN[1,2], Ilfan BIKMAEV[3], Birol GÜROL[4]

Özet

TUG'un Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası TFOSC ile gözlemlere 8 Nisan 2005 tarihinde başlandı. TFOSC'un özelliklerinin ve farklı optik ağlarda sinyal/gürültü oranlarının belirlenmesi ve elimizdeki Demir-Argon, Neon, ve Helium lambalarına ait kalibrasyon altasla[2]rının oluşturulması amaçlanmıştır.

***Anahtar Kelimeler**: tayfölçer, çizgi kalibrasyon atlası, sinyal/gürültü oranı,TFOSC*

Abstract

Observations with the TUG's Faint Object Spectrograph and Camera, TFOSC, began on April 8, 2005. Reductions of the test observations with different grisms and determination of the signal to noise ratios, and wavelength calibrations of the calibration lamps Fe-Ar, Ne, and He are continuing.

***Key words:** spectrograpgh, line calibration atlas, signal/ noise ratio, TFOSC*

1.Giriş

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) TFOSC (TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası) ile RTT150'de deneme gözlemleri 8 Nisan 2005 tarihinde başladı. Bu bildiride amacımız TFOSC'u kullanacak gökbilimcilerimize, yıldız tayf ve parlaklığına göre ortalama S/G oranları; Fe-Ar, Helium ve Neon lambalarının farklı grismler (7, 8, 9+10, 9+11, 9+12, 14, 15, 17) ile dalgaboyu kalibrasyonların yapılması ve atlas oluşturulması hakkında bilgi vermektir.

2. TFOSC'un Temel Özellikleri

Bu tayfölçerin iki çeşit işlevi vardır:

- Doğrudan görüntüleme, ışıkölçüm
- Düşük / Orta çözünürlüklü tayf

[1] *TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058 Antalya*
Tel: 242 2278401, Faks: 242 2278400, e-posta: murat@tug.tug.tubitak.gov.tr, aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr
[2] *Akdeniz Üniv., Fen-Ede. Fak. Fizik Böl., Antalya.*
[3] *Kazan Devlet Üniversitesi ve Tataristan Bilimsel Akademisi*
e-posta: Ilfan.Bikmaev@ksu.ru
[4] *Ankara Üniv., Fen Fak. Astr. Ve Uzay Bil. Böl. 06100, Tandoğan, Ankara*
e-posta: birol@astro1.science.ankara.edu.tr

TFOSC'un temel parçaları ve özellikleri şöyledir:

- Odak indirgeme oranı: 0.68
- Görüş alanı (yay dakikası): ~14x14
- Dalgaboyu aralığı: 330 nm – 1200 nm
- Tayfsal çözünürlük: R ~ 200- 5000 (normal ve eşel)
- Mevcut yarıklar: 39, 44, 54, 67, 100 ve 134 mikron (açısaniyesi karşılıkları)
- Kalibrasyon Lambaları: Fe-Ar, Neon, He
- Düz alan lambası (halojen)

(Alet hakkında ve TFOSC CCD kamerası hakkında daha ayrıntılı bilgi TUG web sayfasında vardır [2])

Açıklık tekerleği, süzgeç tekerleği, grism tekerleği ve dönel kapak. Bu tekerleklerin her birinin 8 yuvası vardır. Süzgeç tekerleğine çapı 60 mm'ye kadar olan süzgeçler yerleştirilebilmektedir.

2.1 Seçilen Optik Ağlar

Bu çizelge TFOSC serisine ait "standart" listeden alınan özelliklerdir. TFOSC için üretilen optik ağların daha kesin dalga boyu aralıkları ve yayılma (dispersiyon) değerleri daha sonra verilecektir.

Tablo 1. TFOSC grismlerinin optik özellikleri

Grism	Order	Yayılma Sayısı	Çözünürlük	Dalgaboyu Aralığı	Delta Lamda	Bölge
7	1	107	1331	4300-6250	4.1	Görsel
8	1	88	2189	6200-7850	3.0	kırmızı
9	6-18	25	5099	3350-9400	1.2	Eşel
10	1	456	228	3300-9400	17.0	Mavi, çaprazyayıcı
11	1	341	392	4000-7600	13.0	Görsel, çapraz y.
12	1	913	205	5300-10200	37.0	Kırmızı, çapraz y.
14	2	94	1337	3270-6120	5.4	Mavi
15	2	211	749	3230-9120	12.0	Mavi-görsel, Ç.Y.
17	2	93	2659	6500-12000		Kırmızı

2.2 Yarıklar (slits)

TFOSC'ta 6 uzun yarık var. Kısa yarıklar şimdilik yok. Ama eşel için pinhole (50 mikron) veya 1.74" genişliğindeki yarık da kullanılabilir. Uygun kısa yarık ile eşel tayflarında yansıma göstermeyen basamaklar (order) alınmalıdır.

Tablo 2. TFOSC'da kullanılan yarıkların genişliği

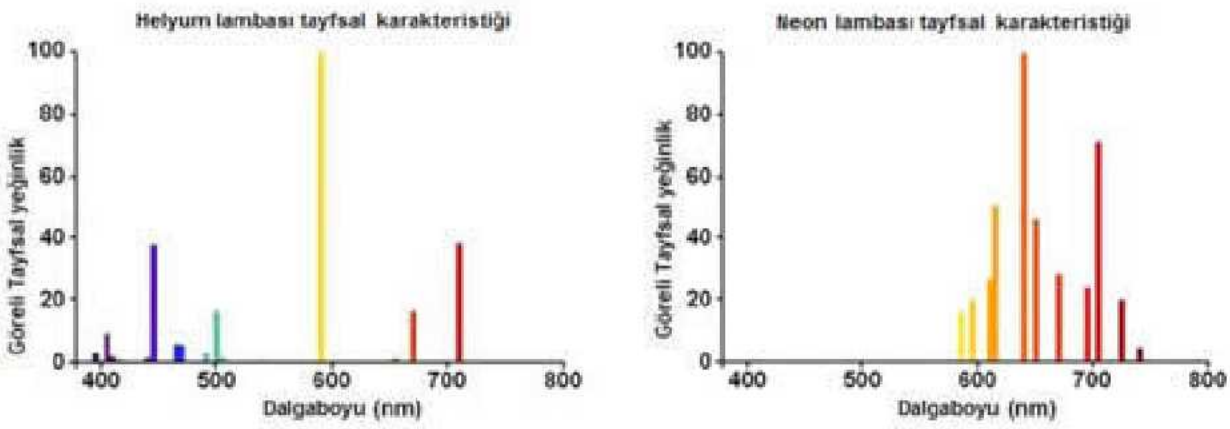
Sıra	Mikron	Yarık genişliği	F7.7	Piksel	
1	39	1.01	0.69	1.8	Işık kaybı
2	44	1.14	0.78	2	Işık kaybı
3	54	1.40	0.96	2.5	Işık kaybı
4	67	1.74	1.19	3	En iyi görüşte
5	100	2.60	1.78	4.5	İyi görüşte
6	134	3.48	2.38	6	Kötü görüşte

2.3 Tayf Lambaları

TFOSC ile aldığımız tayfların dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılacak lamba özellikleri.

Tablo 3. Kalibrasyon ve düzalan lambaları

Lamba	Üretici	Tanım	Akım	
Halojen	OSRAM	Taç Yıldızı-64415	12V 10 W	Düz alan için
He	OSRAM	He/10	60V 55 W	Dalgaboyu kalib.
Ne	OSRAM	Ne/10	30 V 30 W	Dalgaboyu kalib.
Fe-Ar	PHOTRON	P826		Dalgaboyu kalib.



Şekil 1. Helyum ve Neon lambaları tayf çizgileri (AFOSC'tan).

3. TFOSC ile Alınan Tayfların Tanımlanması

3.1 Başlık Bilgisi (Header)

TFOSC ile alınan görüntüleri yukarıdan aşağıya veya aşağıdan yukarıya doğru okutabilme seçenekleri vardır. Fakat CCD'in konumu nedeniyle okunan görüntülerde DS9 ile görülen, üst taraf doğu yönünü, sol tarafta kuzey yönünü göstermektedir. Başlık bilgilerindeki NAXIS3 satırındaki üçüncü boyut bilgisi bazı programlar (MaxIm DL, DECH gibi) tarafından görüntülenemez. Bunun için IRAF paketlerinden **rfit** (veri okuma paketi) kullanılarak görüntüleri IRAF'ın anlayacağı şekle dönüştürülmelidir. Bu işlem ile TFOSC'dan aldığımız sıkıştırılmış ve uzantısı olmayan görüntüler, IRAF'ın anlayacağı biçime çevrilir. Bu işlemi IDL ve benzeri programlar ile de yapabiliriz. NAXIS3 üçüncü boyutu tanımlamaktadır. Bu dönemdeki çalışmalarımızda üçüncü. boyutu kullanmadığımız için bu satırı şimdilik kaldırabiliriz (aşağıda kırmızı ile belirtilen satır).

```
SIMPLE =          T / FITS STANDARD
BITPIX =          16 / FITS BITS/PIXEL
NAXIS  =          2 / NUMBER OF AXES
NAXIS1 =          2080 / X AXIS
NAXIS2 =          2048 / Y AXIS
NAXIS3 =          1 / Z AXIS
```

TFOSC ile aldığımız tayflar 90 derece açı ile dönmüş görüntüleniyor. Bunun nedeni CCD'nin yönünden kaynaklanmaktadır. Bunların IRAF ta anlamlı okutabilmek için **rotate** paketini kullanılarak döndürmek gerekir. Döndürmek yerine sütun veya satır okutmak tercih edilebilir.

Başlık bilgilerinde; teleskobun sağaçıklığı, dikaçıklığı, azimut, yükseklik, yıldız zamanı, genel zaman dilimi, Juilen zamanı, sıcaklık, basınç, nem, rüzgar yönü, rüzgar şiddeti, yoğuşma sıcaklığı, proje numarası, proje yürütücüsü ve gece gözlemsici bilgileri bulunmaktadır.Teleskop bilgileri RTT150'nin veri depolama (193.40.96.58 IP'li, XP işletim sistemli) bilgisayarından alınmaktadır. Meteoroloji bilgileri TUG-Meteo (193.140.96.60 IP'li, Linux işletim sistemli sunucu) istasyonundan alınmaktadır.

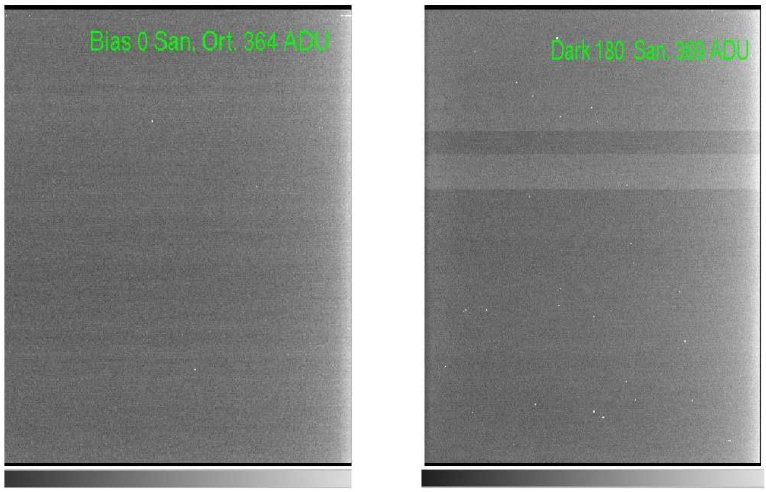
Aşağıdaki liste örnek başlığın bir bölümüdür.

```
RA          ='17:50:39.53'      /  Right Ascention taken from database
DEC         ='-6:41:13.00'      /
AZIMUTH  ='43.5053411254827'
ZENITH   ='53.9417666867477'
ST          ='20:06:58.65'      /
UT          ='74460.796875'
JD          ='2453960.36181867'
TEMPERAT='15.6000003814697'  / Meteo values taken from TUG Meteo
HUMIDITY ='7.90000009536743
PRESSURE  ='753.099975585938'
WINDDIR   ='68'
WINDSPED ='0.899999976158142'
DEWPOINT ='-16.7999992370605'
PID         ='229'
PI          ='Z.Aslan'
OBSERVER ='M.Parmaksızoğlu, Z.Aslan'
```

TUG Bilgi işlem sorumlusu İsmail Başlar tarafından oluşturulan yeni başlık sistemi ile Temmuz 2006 tarihinden sonra gözlem verileri veritabanına kaydedilmesine başlanmıştır. Veritabanında, proje sahibi, tarih vb. bilgilere göre sorgulama yapılabilecektir.

3.2 Kara Akım ve Bias Bilgileri

TFOSC CCD'si sıvı azot ile –100 dereceye kadar soğutulup vakum yapıldığı için bir saatten daha az poz sürelerinde kara akım kararlı kalmaktadır. Sıfır saniyede alınmış bias değerleri ile altmış dakikanın altındaki kara akım değerleri okuma gürültüsü düzeyindedir. Bir saattin altındaki tayflarda ve görüntülerde kara akım düzeltmesi yapılmasına gerek yoktur.

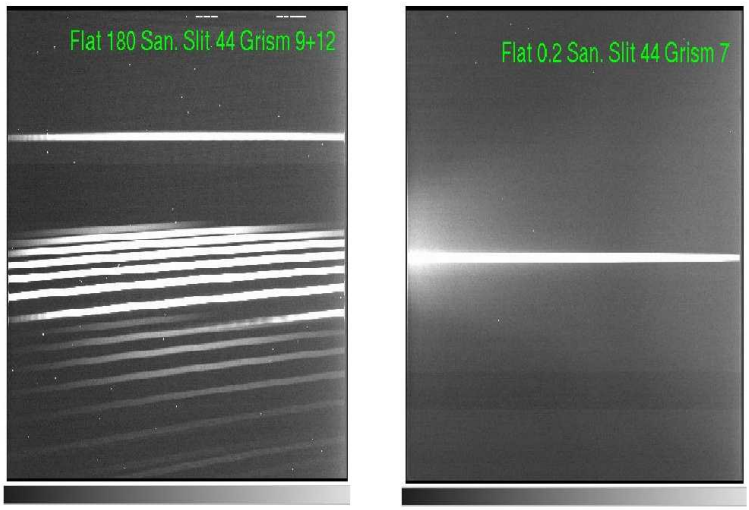


Şekil 2. Bias görüntüsü (sol) ve kara akım görüntüsü (sağ).

TFOSC CCD'sinin bias bölümü ve kesilen bölümün piksel aralıkları tanımlaması aşağıdaki gibi yapılmıştır.

biassec= [1:14,1:2021] Overscan strip image section
trimsec= [15:2048,1:2021] Trim data section

3.3 Düz Alan(Flat) Bilgileri

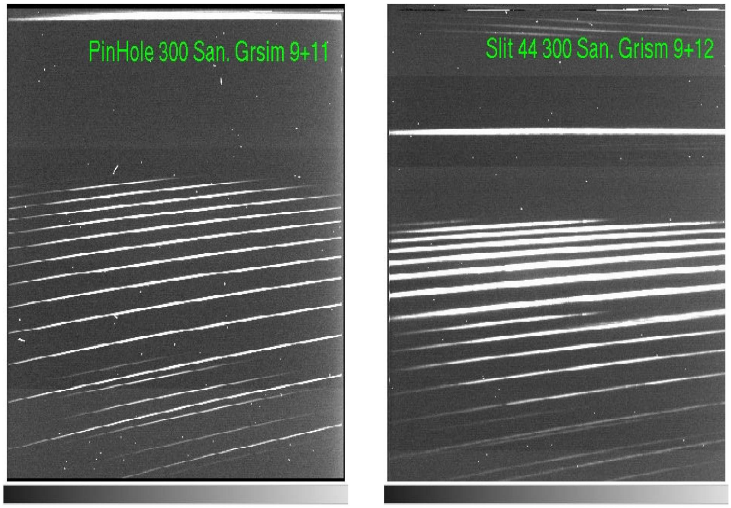


Şekil 3. Eşel düzalan görüntüsü (sol) ve Uzun Yarık Halojen lamba düzalanı (sağ)

Şekil 3'te solda eşel tayflar için kullanılacak halojen lamba düz alanı görülmektedir. Yapılan çalışmalarda yarık 44 ile alınan eşel görüntülerinde yansımalar görüldü. Uygun kısa yarık denemeleri için PinHole ve 67 mikronluk yarıklar ile çalışıldı.

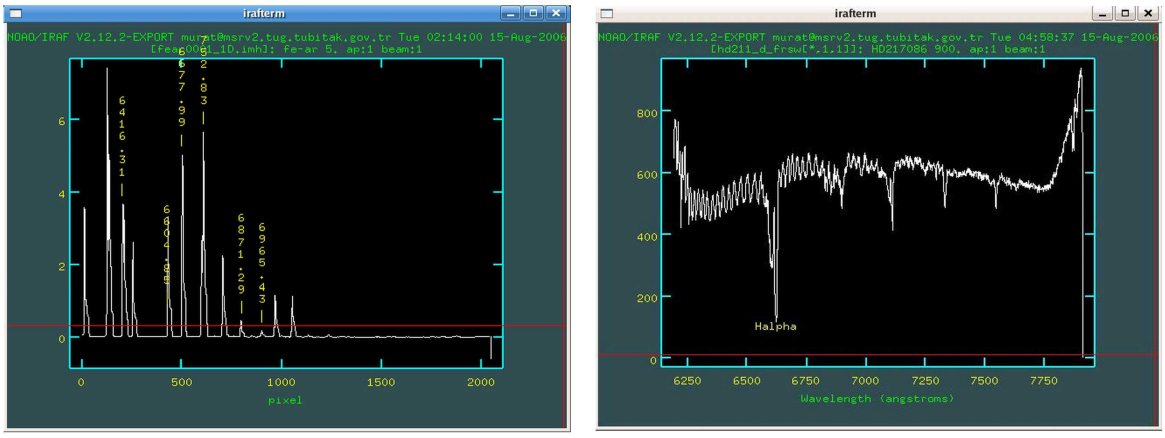
3.4 TFOSC ile Alınan Tayfların Analizi ve Atlasları

Ön indirgeme işlemleri yapıldıktan sonra oned.twodspec.apextract paketinin altında apscatter: (saçılan ışığın çıkartılması) işlemi yapılır. Dalgaboyu tanımalaması ve lamba kalibrasyonu işlemleri için her basamakta (order) en az 4-5 tane çizgi tanımlamak gerekir. AFOSC'da kullanılan benzer lambaların atlasları kullanılarak bizim dalgaboyu kalibrasyon atlasımız çıkarıldı.(http://www.tug.tubitak.gov.tr/atlaslar) IRAF'ın altındaki paketlerde yapılan tanımlama sorgulatıldı.



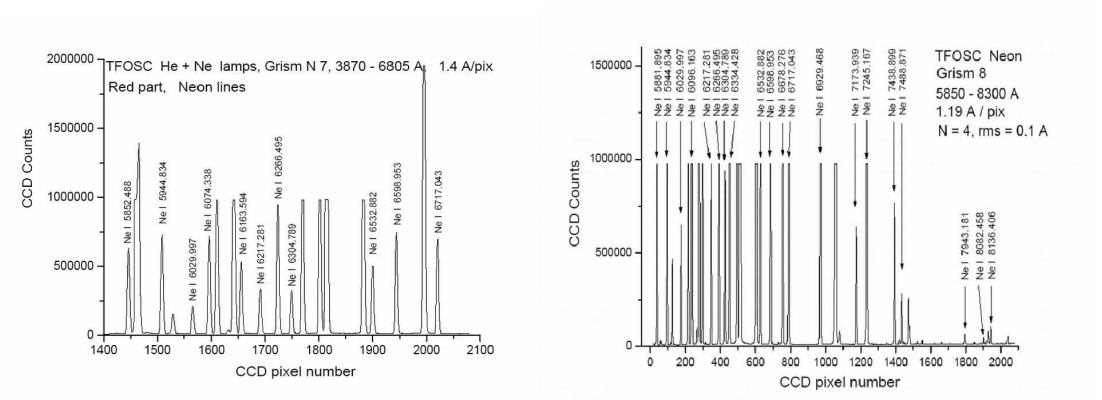
Şekil 4. PinHole-Eşel Tayfı (sol) ve yarık 44 ile Eşel Tayfı (sağ)

Şekil 5'teki görüntü 25 Temmuz 2006 gecesi, grism 9 + grism 11 ve Pin-Hole ile 300 saniyede alınmış BD 28 + 4211 tayf standardı yıldızın eşel tayfı görülmektedir. Şekil 6'da yarık 44 ile 300 saniyede grism 9+12 ile alınmış MY Del eşel tayfı görülmektedir.

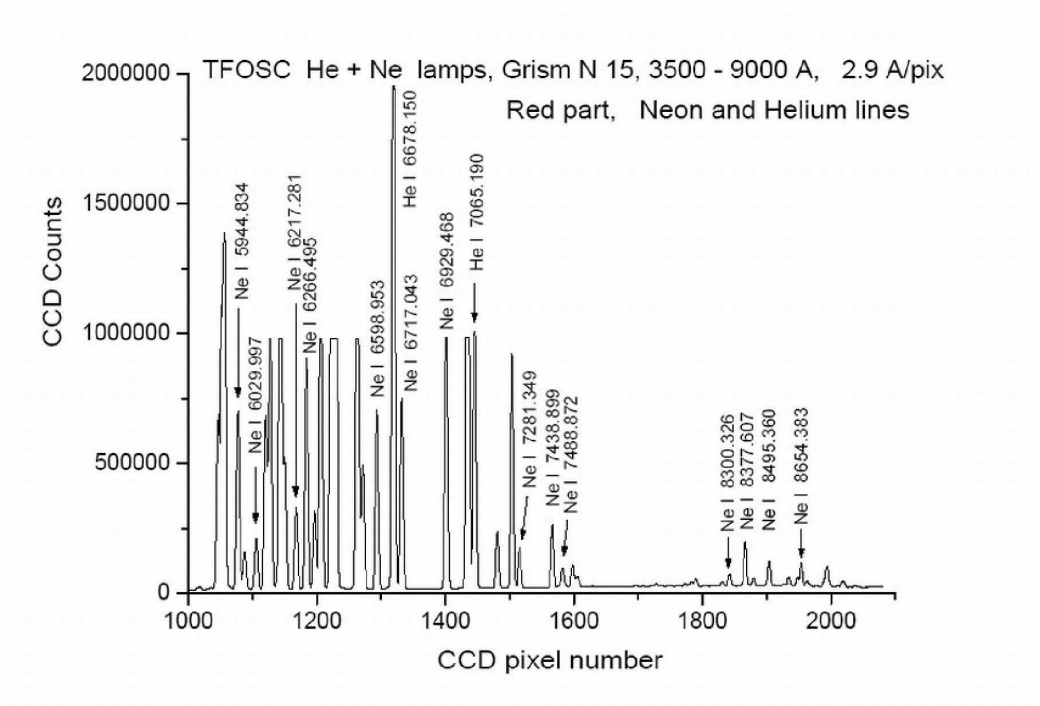


Şekil 5. Fe-Ar Lambasının Dalgaboyu tanımlanması (sol) ve 6563 Å 'da 10 Mart 2006 gecesi alınan Theta Crt yıldızının grism 8 ve yarık 39 (~0.7 yaysaniye) optik ağları kullanılarak 60 sn poz süreli görüntüsü (sağ). Kalibrasyon atlası oluşturmak için tayflarda pikselleri tanımlama kolaylığı sağlayacak H-alpha çizgisi belirtilmiştir. Yatay eksen Å cinsinden dalgaboyu ve düşey eksen sayım (ADU) değerleridir.

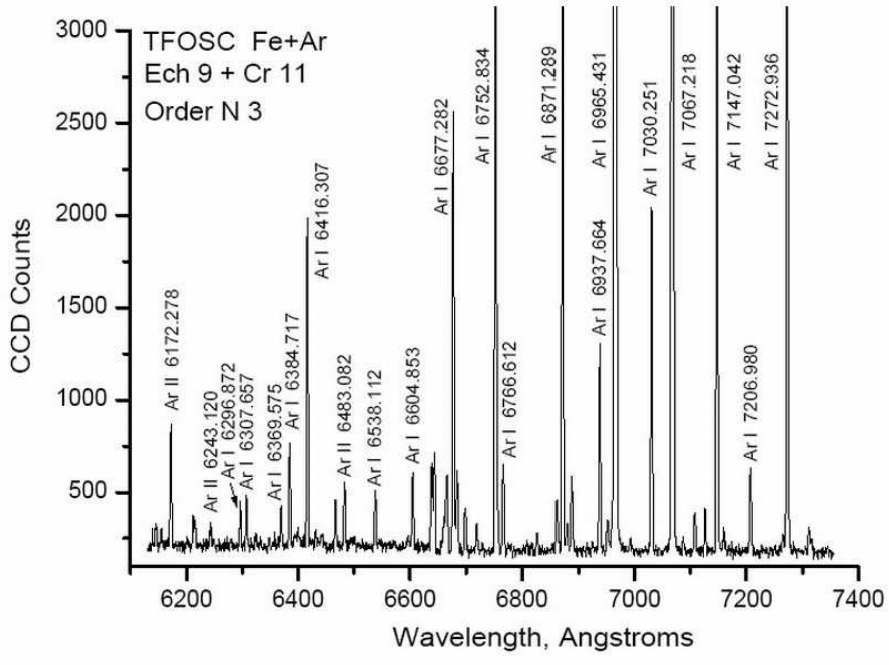
Şekil 5'te solda TFOSC ile Grism 8, yarık 100 (2.60 yaysaniyesi), 10 saniyelik alınmış lamba görüntüsünün dalgaboyu kalibrasyonu görülmektedir. Bu, 6200 ile 7850 Å dalgaboyu aralığında, 2189 çözünürlükte ve yayılma sayısı 88 olan kırmızı bölgedeki tayfları kalibre etmek için kullanılabilir.TFOSC ile aldığımız Fe-Ar lambasının kalibrasyon verileri ile AFOSC'un Fe-Ar dalgaboyu kalibrasyon atlası karşılaştırılarak [1,3] IRAF paketlerinden **noao.onedspec** altında **identify** ile cizgi tanısını yapıldı. Bu işlemlerden sonra TUG ait TFOSC ile Fe-Ar lambasının dalgaboyu kalibrasyon atlası oluşturuldu. Atlasa ait örnekler Şekil 6,7 ve 8'de verilmiştir.



Şekil 6. Grism 7 He-Ne lambası Ne çizgileri (sol) ve Grism 8 He-Ne lambası Ne çizgileri (sağ)



Şekil 7. Grism 15 ile He+Ne lambasında He ve Ne çizgileri



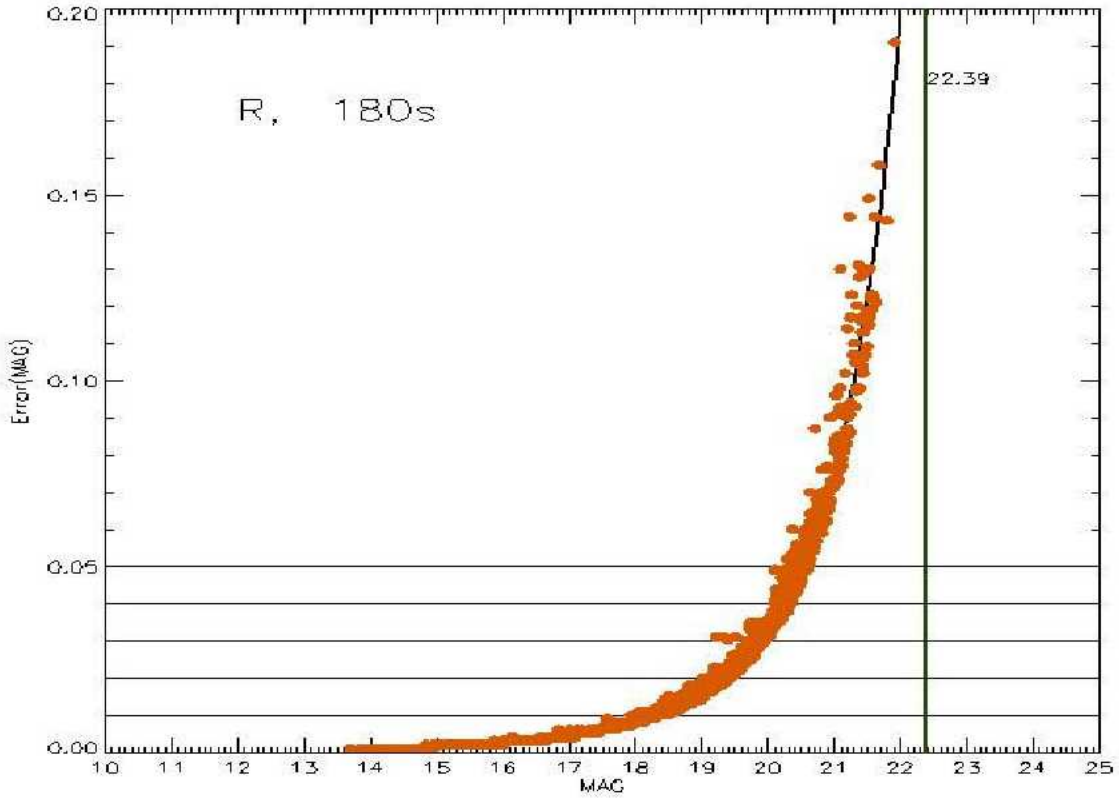
Şekil 8. Eşel (Grism 9 + çapraz dağıtıcı Grism11) ile Fe+Ar çizgileri.

4. Sinyal Gürültü Oranları

CCD ile alınan verileri içeren hemen her makalede, S/G oranının hesabında kullanılan bir çeşit denklem verilmektedir. Verilen S/G değerleri okuyucuya gerçekten gözlemlerin iyilik düzeyi hakkında bilgi vermektedir [4]. (S/G ~100 iyi, S/G ~3 kötü). Fakat yazarlar hesapların nasıl yapıldığını pek anlatmıyorlar! Tablo 4 de verdiğimiz S/G oranı IRAF ile hesaplanmıştır. İsmail Başlar ile TUG'un ana sayfasında ağ üzerinden S/N oranı sorgulatmayı planlıyoruz. Bu **per** tabanlı bir program ile yapılacaktır.

Tablo 4. Sinyal Gürültü oranları

DOSYA ADI	PARLAKLIK	POZ SÜRESI (sn)	Yarık	Grism	Ort. Sinyal	Std. Hata	S/G
Dark		180			420.9	3.8	108
Bias		0			422.9	3.7	112
GK Cep	6.99(V)	300	44	9+10	413.2	3.7	111
HR7903	6.07(V)	300	44	9+10	414.5	3.5	116
Fe-Ar		30	44	9+10	411.8	3.6	112
Halojen		10	44	9+10	409.8	3.8	107
Mupsc	4.83	300	44	9+12	416.0	3.7	113
Mupsc	4.83	180	44	9+11	417.2	3.8	109
Fe-Ar		30	44	9+11	414.2	3.7	110
Fe-Ar		60	44	9+11	413.5	3.9	104
Fe-Ar		60	44	9+12	433.8	3.7	115
Flat		180	44	9+11	413.4	3.0	107
Flat		180	44	9+12	412.5	3.0	108
Thetra_Crt	4.70(V)	5	39	7	205.5	3.8	65
Thetra_Crt	4.70(V)	10	39	7	417.9	3.7	110
Thetra_Crt	4.70(V)	20	39	7	417.8	3.8	108
Thetra_Crt	4.70(V)	60	39	7	417.5	3.6	114
Thetra_Crt	4.70(V)	60	39	8	421.0	3.8	108
Thetra_Crt	4.70(V)	120	39	8	424.3	3.7	112



Şekil 9. R süzgecinde ölçü hatasının parlaklığa bağlılığı.

Irek Khamitov'un hazırladığı, 3 dakika poz süresinde R süzgecinde ölçülen parlaklık ile ölçü hatası arasındaki ilişki Şekil 9'da verilmiştir. Sınır parlaklık, astronomik görüş gibi gözlem koşullarına çok bağlıdır. Örnek olarak burada, I. Bikmaev [5] ve arkadaşlarının 17.2 kadirden etkin çekirdekli bir gökadada emisyon çizgileri gözlediklerini belirtmekte yarar görüyoruz.

Son olarak, RTT150'nin otomasyon planlarında yer alan otomatik takip mekanizması (Autoguider) Danimarka'da TFOSC'un yapıldığı enstitüde RUS ortaklarımız tarafından yaptırılıp Haziran 2006 döneminden itibaren TFOSC ile beraber kullanılmaya başlanmıştır. Yakında Andor CCD'nin de kullanılabileceği şekilde teleskopta sürekli takılı hale getirilecek olan bu sistem, RTT150 teleskobunda şimdilik TFOSC ile uzun poz süreli gözlemlerin yapılmasına imkan vermektedir.

Dr. Tuncay Özışık'a yardımları için çok teşekkür ederiz.

Kaynaklar

[1] *Introduction to Echelle Data Reduction Using the Image Reduction Analysis Spectrograph.* University of California Lick Observatory Technical Report No. 74 Christopher W. Chuchill
[2] www.tug.tubitak.gov.tr
[3] *A User's Guide to Reduction Slit Spectra with IRAF.* Phil Massey, Frank Valdes, Jeannette Barnes
[4] *Handbook of CCD Astronomy.* Steve B. Howell
[5] New nearby AGNs from all sky surveys of INTEGRAL and RXTE observatories. *arXiv:astro-ph*0511405 v2 16 Nov 2005

W UMA TÜRÜ YILDIZLARDA KÜTLE ORANI FONKSİYONU

Elif PEKEROĞLU[1], İ. Ethem DERMAN

Özet

Değen yıldızların evrim çalışmalarında göz önüne alınan önemli parametrelerden biri onların kütle oranlarının dağılımlarıdır. Bu çalışmada 200'den fazla değen çift yıldız sisteminin kütle oranları ve ışık değişimindeki genlikleri literatürden toplanmış ve Van't Veer [1] yöntemi ile W UMa türü örten değişenlerin kütle oranı fonksiyonu saptanmıştır. Bu amaç için yörünge eğimi ve kütle oranı rasgele dağılmış 1000 tane yapay ışık eğrisi üretilmiştir. Sonuçlar benzer çalışma yapan araştırmacıların bulguları ile karşılaştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *W UMa-türü yıldızlar, Kütle Oranı Fonksiyonu*

Abstract

One of the parameters taken into consideration during the evolutionary studies of contact binary stars is the distribution of mass ratios. In this study, the mass ratios and amplitude of the light curves of more than 200 contact binary star system are investigated from the literature and mass ratio function of W UMa type eclipsing variables is determined using Van't Veer method [1]. For this purpose, 1000 artificial light curves whose inclination of orbit and mass ratios are randomly distributed are derived. The results are compared with the results of the same type of studies by various researchers.

Key words: *W UMa-type stars, Mass ratio function*

1.Giriş

Bu tür bir çalışma en son 1977 yılında van't Veer [1] tarafından yapılmış ve o zamanlar W UMa türü yıldızlar için son zamanlarda çok makale yayınlandığını ve verilerin biriktiğini ileri sürmüştür. Yazarın göz önüne aldığı sistem sayısı sadece 28 tanedir. O günden bu yana W UMa sistemlerinin fotometrik çalışmalarının sayısının hızla arttığını ve sayılarının 300'ü geçtiğini düşünürsek benzer bir çalışmanın tekrar yapılmasının kaçınılmaz olduğu aşikardır.

Bu tür sistemlerin kütle oranları hem tayfsal hem de fotometrik çalışmaların sonucunda bulunabiliri. W UMa'ları tayfsal çalışmak onların sönük, kısa dönemli ve genel olarak dönme hızlarının yüksek olmasından dolayı çok zordur. Ama son yıllarda geliştirilen bazı yöntemlerle tayfsal çalışılan sistemlerin sayısı da 100'ü geçmiştir. Fotometri yapılan gözlemevlerinin vazgeçilmez sistemi ise W UMa türü sistemlerdir, çünkü bazen bir gecede dahi tüm ışık eğrisi gözlenebilir. Ayrıca son zamanlarda bu tür yıldızların kuramsal modellemesindeki gelişmeler eğer dikkatli yapılırsa onları fotometrik kütle oranlarının doğru bulunmasını da sağlamaktadır.

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara, Tel:(312)2126720/1319 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr, pekeroglu@yahoo.com*

Bu çalışmadan amacımız zamanında çok az bir veri ile yapılmış olan W UMa türü yıldızların kütle oranlarının frekans dağılımını seçim etkisini de gözönüne alarak daha doğru bir şekilde bulmaktır. Sonuçta bu tür sistemlerin kökenleri, yaşam süreleri ve evrimlerinin son durumu hakkında daha gerçek bilgilere sahip olabiliriz.

Çizelge 1. Bu çalışmada ele aldığımız 213 sistemin kullandığımız parametreleri görülmektedir. Liste uzun olduğu için sadece ilk 30'u çizelgede görülmektedir.

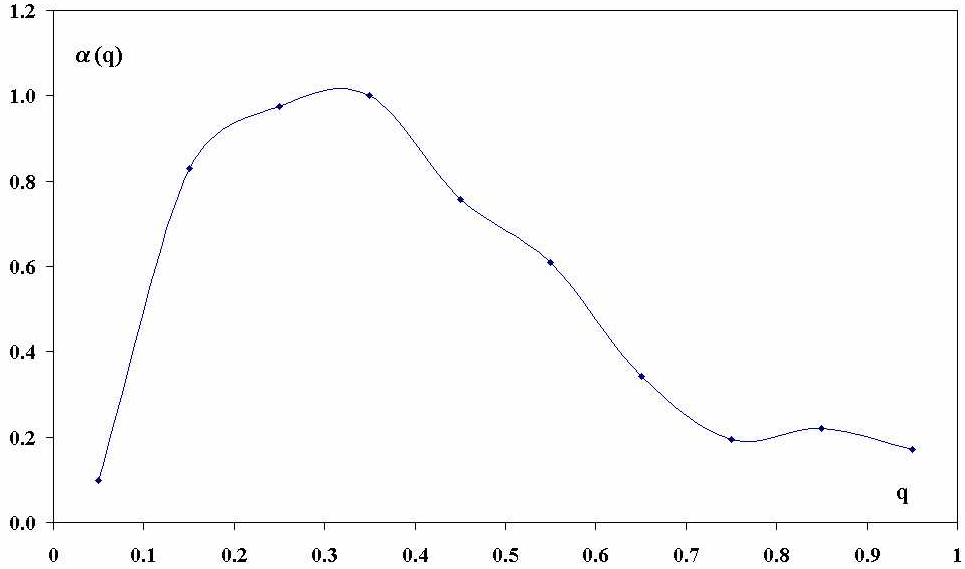
No	Sistem	q_{sp}	q_{pt}	$V_{max.}$	$V_{min.}$	Δm
1	AB And	0.491	0.491	9.50	10.32	0.82
2	BX And	0.497	0.497	8.90	9.57	0.67
3	CN And	0.390	0.450	9.70	10.25	0.55
4	GZ And	0.514	0.511	10.83	11.61	0.78
5	V535 Ara	0.300	0.361	7.15	7.75	0.60
6	SS Ari	0.295	0.295	10.37	10.92	0.55
7	AH Aur	0.169	0.169	10.20	10.70	0.50
8	44 Boo	0.487	0,494	5.80	6.40	0.60
9	QX And	0.203	0.203	11.25	11.57	0.32
10	HV Aqr	0.145	0.146	9.71	10.11	0.40
11	OO Aql	0.835	0.843	9.20	9.90	0.70
12	V417 Aql	0.362	0.368	11.00	11.50	0.50
13	TY Boo	0.466	0.466	10.81	11.47	0.66
14	VW Boo	0.428	0.428	10.50	11.80	1.30
15	XY Boo	0.160	0.185	10.30	10.61	0.31
16	AC Boo	0.410	0.310	10.00	10.62	0.62
17	CK Boo	0.111	0,109	8.99	9.26	0.27
18	EF Boo	0.512	0.450	9.43	9.99	0.56
19	FI Boo	0.372	0.350	9.60	9.71	0.11
20	AO Cam	0.413	0.584	9.50	10.00	0.50
21	DN Cam	0.421	0.421	8.23	8.73	0.50
22	FN Cam	0.222	0.222	8.58	9.05	0.47
23	BH Cas	0.475	0,411	12.30	12.70	0.40
24	V523 Cas	0.415	0,530	10.62	11.45	0.83
25	V776 Cas	0.130	0.150	8.94	9.09	0.15
26	RR Cen	0.210	0.181	7.27	7.68	0.41
27	SV Cen	0.707	0.840	8.71	9.98	1.27
28	V606 Cen	0.527	0.541	9.39	10.17	0.78
29	V752 Cen	0.311	0.317	9.10	9.66	0.56
30	V757 Cen	0.684	0,671	8.30	8.70	0.40

2. Yöntem

Büyük kütleli bileşenin kütlesini m_1 ve yoldaş bileşenin kütlesini m_2 ile gösterirsek q kütle oranı $q=m_2/m_1$ şeklinde tanımlanır ve her zaman $q<1$ dir. Kütle oranı fonksiyonu $\alpha(q)$ ise, q'nun $0<q<1$ aralığındaki frekans dağılımı olarak verilir. Eğer göreli frekans dağılımı ile ilgileniyorsak o zaman kütle oranı fonksiyonunu belirli bir q değerine normalize ederiz. $\alpha(q)= N(q)/N(q=0.5)$. Burada N(q), belirli bir Δq aralığındaki çift yıldızların sayısıdır. Bu çalışmada özellikle iki W UMa katalogundan yararlandık [2][3]. Fakat bu katalogların dışında da bazı makalelerden veriler topladık. Tayfsal kütle oranı olanları aldık olmayanların da eğer fotometrik kütle oranı varsa listemize dahil ettik. Çizelge 1'de listenin sadece bir kısmı görülmektedir. Toplam sistem sayısı 213'dür. Liste uzun olduğu için Çizelge 1'de sadece

küçük bir bölümü verilmiştir. Sistemlerin maksimum ve minimum parlaklıkları GCVS [4] katalogundan alınmıştır. Dolayısıyla sistemin genliği bulunmuştur.

Sistemler kütle oranlarına ve genliklerine göre sınıflandırılmış ve Çizelge 2'de verilmiştir. Van't Veer çok az bir veri seti ile çalıştığı için Kütle oranı aralıklarını 0.2 olarak almıştı. Daha iyi bir kütle oranı fonksiyonu elde etmek için biz bu aralığı 0.1 aldık. Çizelge 3, Çizelge 2'nin toplam sistem sayısına göre normalize edilmiş hali, diğer bir deyişle yüzdelik gösterimidir. Bu çizelgeye baktığımızda gözümüze ilk çarpan olgu kütle oranı 0.8'den büyük sistemlerin oranının sadece %7.5 oluşudur. W UMa sistemleri için bu olay çok önceden bu yana bilinmektedir. Bu bir seçim etkisi sonucu değildir, çünkü kütle oranı bu yörede olan sistemlerin ışık eğrisi genlikleri büyük olacağından kolayca gözlenebilmektedir. Diğer göze çarpan ikinci nokta ise kütle oranı 0.3'den küçük olan sistemlerin frekansının hızla düşmesidir. Kütle oranı 0.06'dan daha küçük bir W UMa bugüne kadar gözlenmemiştir, çünkü bu tür sistemlerin genlikleri çok düşüktür. Son zamanlarda 0.001 kadir düzeyinde gözlem yapma olanağı bulan robotik teleskoplar ile belki yeni küçük kütleli sistemler keşfedilecektir. Gözlenen bu frekans dağılımı Şekil 1'de verilmiştir.



Şekil 1. Seçim etkisi için gerekli düzeltme yapmadan önce 213 sistemin gösterdiği kütle oranı fonksiyonu görülmektedir.

Çizelge 2. Kütle oranı ve genliğin dağılımı.

Δm / q	0.0-0.1	0.1-0.2	0.2-0.3	0.3-0.4	0.4-0.5	0.5-0.6	0.6-0.7	0.7-0.8	0.8-0.9	0.9-1.0	
0.0-0.2	1	8	2	4		1			2		
0.2-0.3	2	11	1	1	1	1			1		
0.3-0.4	1	8	8	4	1	3	1				
0.4-0.5		4	8	5	2	3	2		2	1	
0.5-0.6		2	12	9	7	1	3		1	2	
0.6-0.7		1	5	10	7	5	2			2	
0.7-0.8			2	3	6	8	4	1	2	1	
0.8-0.9			2	3	3	2		3	1		
>0.9				2	4	1	2	4		1	Toplam
Toplam	4	34	40	41	31	25	14	8	9	7	213

3. Seçim Etkisi

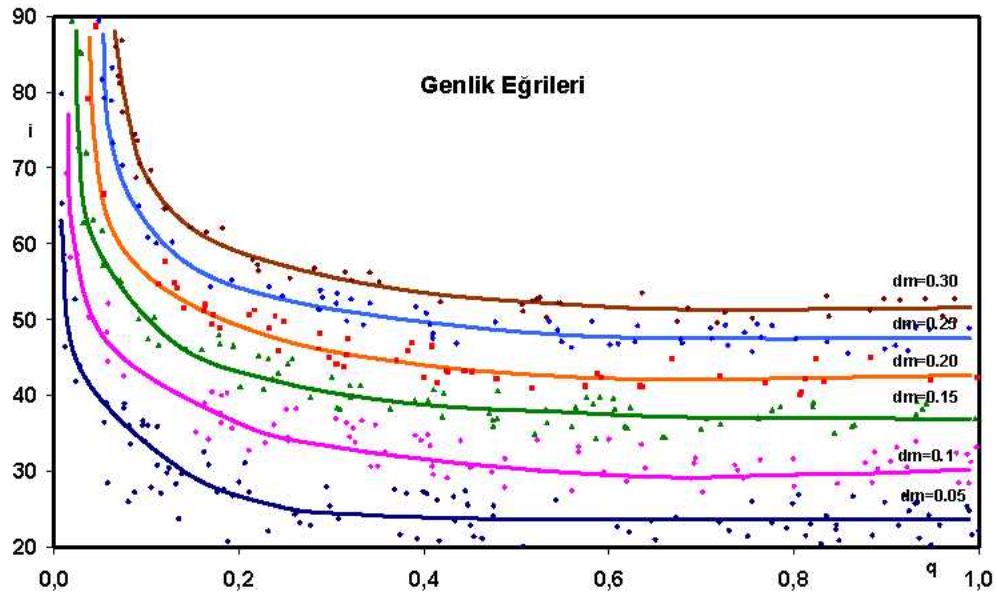
Küçük kütle oranına sahip sistemlerde seçim etkisinin önemli bir rolü olduğu açıktır. Bir W UMa yıldızının keşfedilmesi onun görünen parlaklığına ve değişim genliğine bağlıdır.

Kütle oranı ve yörünge eğimi değişim genliğini belirleyen iki önemli parametredir. Yörünge düzleminin uzayda rasgele dağıldığını güneşe yakın çift yıldızlardan biliyoruz. Bu durumda yörünge eğiminden dolayı keşfedilmeyi bekleyen çok sayıda sistem olduğunu söyleyebiliriz. Ayrıca aynı yörünge eğimli yapay olarak üretilen küçük kütle oranına sahip sistemlerin ışık değişim genliği, büyük kütle oranına göre her zaman daha küçüktür.

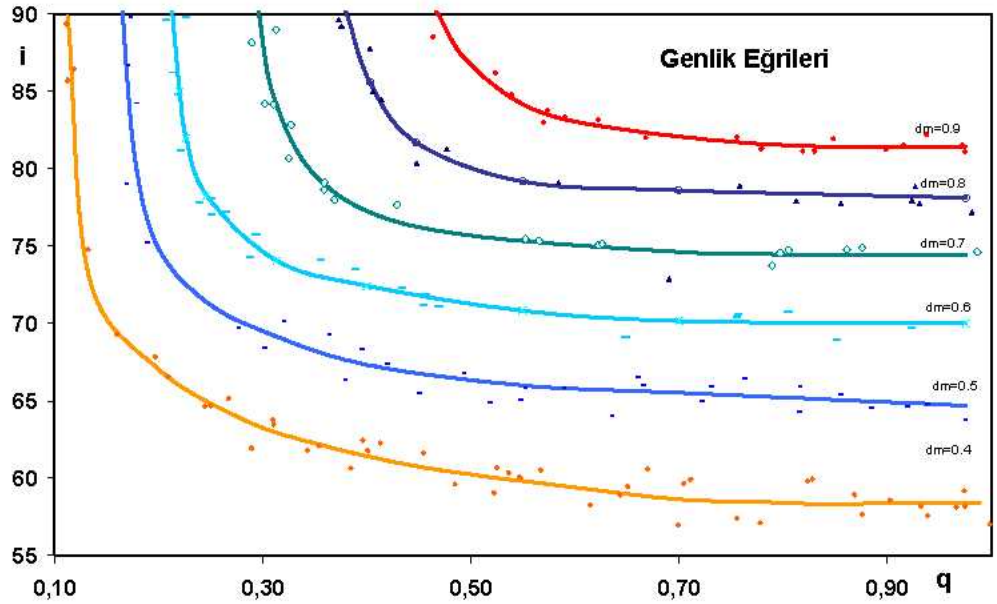
Çizelge 3. Bir önceki çizelgede verilen değerlerin yüzdelik dağılımı.

Δm / q	0.0-0.1	0.1-0.2	0.2-0.3	0.3-0.4	0.4-0.5	0.5-0.6	0.6-0.7	0.7-0.8	0.8-0.9	0.9-1.0	
0.0-0.2	0.47	3.76	0.94	1.88		0.47			0.94		
0.2-0.3	0.94	5.16	0.47	0.47	0.47	0.47			0.47		
0.3-0.4	0.47	3.76	3.76	1.88	0.47	1.41	0.47				
0.4-0.5		1.88	3.76	2.35	0.94	1.41	0.94		0.94	0.47	
0.5-0.6		0.94	5.63	4.23	3.29	0.47	1.41		0.47	0.94	
0.6-0.7		0.47	2.35	4.69	3.29	2.35	0.94			0.94	
0.7-0.8			0.94	1.41	2.82	3.76	1.88	0.47	0.94	0.47	
0.8-0.9			0.94	1.41	1.41	0.94		1.41	0.47		
>0.9				0.94	1.88	0.47	0.94	1.88		0.47	**Toplam**
Toplam	1.88	15.96	18.78	19.25	14.55	11.74	6.57	3.76	4.23	3.29	100

Kütle oranı fonksiyonunda seçim etkisini yok etmemiz gerekir. Bunun için iki varsayımda bulunmamız gerekiyor. Birincisi çift sistemlerin yörünge eğimleri uzayda rasgele dağılmıştır, ikincisi ise bu tür sistemlerin kütle oranları fonksiyonu sabit yani her kütle oranında eş sayıda sistem vardır, diğer bir deyişle kütle oranı fonksiyonu 1'dir. Bu varsayımlar altında rasgele 1000 tane i ve q parametresi seçildi ve T_1=T_2=6000°K alarak 1000 tane ışık eğrisi üretildi. Bu çalışma sırasında ikinci varsayımdan dolayı her Δq aralığında eşit sayıda ışık eğrisi elde edilmiştir. Elde edilen her ışık eğrisinin genliği ölçülmüş, Δq ve Δm sınıflarına ayrılarak Çizelge 4'de verilmiştir. Çizelge 5'de ise her (Δm, q) kesitine düşen n(q,Δm) yüzdeleri verilmiştir. Şekil 2 ve 3'de yapay olarak hesaplanan bu 1000 tane ışık eğrisinin q-i-Δm dağılımı görülmektedir.



Şekil 2. Δm'in 0.05-0.30 aralığında yapay ışık eğrilerinin q-i dağılımı



Şekil 3. Δm'in 0.40-0.90 aralığında yapay ışık eğrilerinin q-i dağılımı

Çizelge 5'deki yüzdeler eğer her q değeri için $\alpha(q) = 1$ ise ve keşfedilme olasılığı Δm'den bağımsız ise gözlenen yüzdelere eşit olmalıdır. İkinci ifadenin yanlış olduğunu biliyoruz. Fakat bunu hesaba katmak için "keşfedilme olasılığı" fonksiyonu adını verdiğimiz $\beta(\Delta m)$ fonksiyonun bir çarpan olarak hesaba alabiliriz. Bu fonksiyonun değerini yüksek genlikler için 1 alırsak, $\Delta m \to 0$ için ise $\beta \to 0$ olacağı açıktır.

Çizelge 4. Kuramsal üretilen 1000 ışık eğrisinin kütle oranı ve genlik dağılımı.

Δm / q	0.0-0.1	0.1-0.2	0.2-0.3	0.3-0.4	0.4-0.5	0.5-0.6	0.6-0.7	0.7-0.8	0.8-0.9	0.9-1.0	
0.0-0.2	81	62	50	43	56	48	49	47	50	45	
0.2-0.3	15	12	15	11	10	9	8	13	8	9	
0.3-0.4	4	12	8	9	6	10	10	7	7	11	
0.4-0.5		10	8	11	7	9	7	8	10	9	
0.5-0.6		4	9	5	5	6	7	4	6	3	
0.6-0.7			10	6	3	2	3	8	2	2	
0.7-0.8				15	5	2	6	3	8	4	
0.8-0.9					8	4	5	2	3	5	
>0.9						10	5	8	6	12	Toplam
Toplam	100	100	100	100	100	100	100	100	100	100	1000

Çizelge 5. Bir önceki çizelgenin yüzdelik dağılımı.

Δm / q	0.0-0.1	0.1-0.2	0.2-0.3	0.3-0.4	0.4-0.5	0.5-0.6	0.6-0.7	0.7-0.8	0.8-0.9	0.9-1.0	
0.0-0.2	8.1	6.2	5.0	4.3	5.6	4.8	4.9	4.7	5.0	4.5	
0.2-0.3	1.5	1.2	1.5	1.1	1.0	0.9	0.8	1.3	0.8	0.9	
0.3-0.4	0.4	1.2	0.8	0.9	0.6	1.0	1.0	0.7	0.7	1.1	
0.4-0.5		1.0	0.8	1.1	0.7	0.9	0.7	0.8	1.0	0.9	
0.5-0.6		0.4	0.9	0.5	0.5	0.6	0.7	0.4	0.6	0.3	
0.6-0.7			1.0	0.6	0.3	0.2	0.3	0.8	0.2	0.2	
0.7-0.8				1.5	0.5	0.2	0.6	0.3	0.8	0.4	
0.8-0.9					0.8	0.4	0.5	0.2	0.3	0.5	
>0.9						1.0	0.5	0.8	0.6	1.2	Toplam
Toplam	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10	100

Her (Δm, Δq) kesitinde gözlediğimiz W UMa'ların sayısını şu şekilde verebiliriz.

$$N(q, \Delta m) = n(q, \Delta m)\, \alpha(q)\, \beta(\Delta m) \qquad (1)$$

Burada N(q, Δm), gözlemlerden elde edilen ve Çizelge 3'de verilen değerlerdir. n(q, Δm) ise hesaplanan kuramsal yüzdelerdir ve Çizelge 5'de verilmiştir. α(q) ve β(Δm) fonksiyonları ise bilinmeyenlerdir ve onları bulmaya çalışacağız. Keşfedilme olasılığı fonksiyonunu bulmak için görünen parlaklığı 11. kadirden parlak ve genliği 0.4 kadirden büyük olanlar ve genliği 0.4 kadirden küçük olanlar şeklinde gözlenen sistemleri ikiye ayıralım. Birinci grup için β(Δm) fonksiyonunun değeri 1'dir. İkinci grup için ise β(Δm)<1 ve Δm<0.1 değerlerinde β(Δm)=0 olur. O nedenle Çizelge 2'yi yatay olarak Δm=0.4 değerinden itibaren ikiye ayırırsak alt bölümde kalan kısım için (1) formülünü aşağıdaki şekilde yazarak α(q) değerini hesaplayabiliriz. Bu şekilde bulduğumuz α(q) değerlerine ön değer adını veriyoruz çünkü tüm gözlemsel değerlerden değil sadece Δm>0.4 koşulunu sağlayan sistemler için yaptık.

$$\sum_{\Delta m > 0.4} N(q, \Delta m) = \alpha(q) \sum_{\Delta m > 0.4} n(q, \Delta m) \qquad (2)$$

Ön α(q) değerleri bilindiğine göre artık sadece büyük genliğe sahip sistemler için değil tümü için β(Δm) değerlerini bulabiliriz.

$$\sum_{q} N(q, \Delta m) = \beta(m) \sum_{q} n(q, \Delta m)\alpha(q) \qquad (3)$$

Bundan sonra tüm β(Δm) değerlerini bildiğimiz için α(q) değerlerini çok daha duyarlı bir şekilde aşağıdaki ifade ile hesaplayabiliriz.

$$\sum_{\Delta m} N(q, \Delta m) = \alpha(q) \sum_{\Delta m} n(q, \Delta m)\beta(m) \qquad (4)$$

Son iki ifadeyi tekrarlayarak bulunan α(q) ve β(Δm) değerleri iyileştirilir. Biz 15. tekrarda değerlerin artık değişmediğini gördük. Bulduğumuz son değerler Çizelge 6'da verilmiştir.

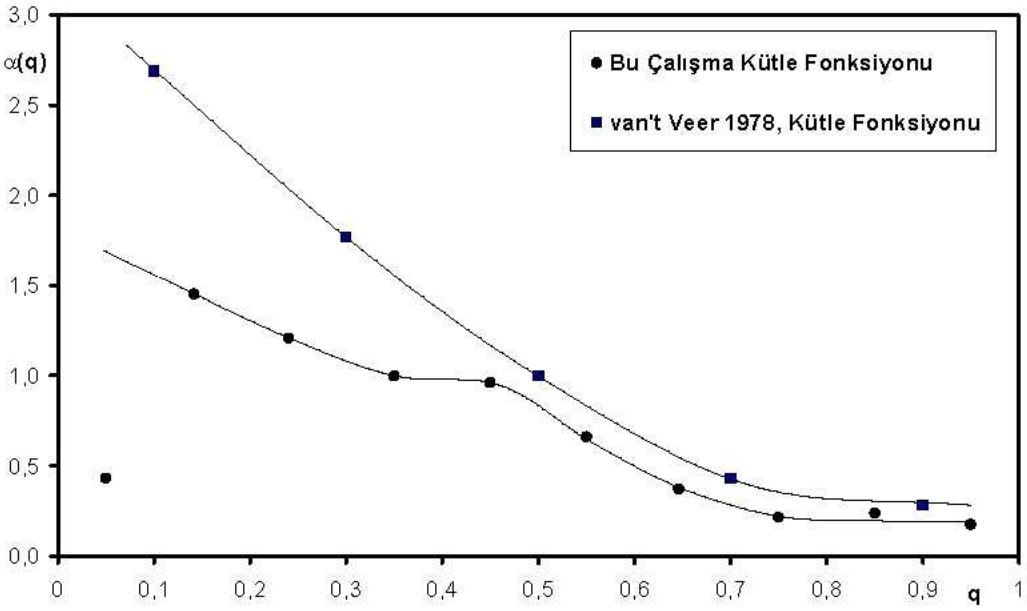
Çizelge 6. Çalışmanın sonucunda bulunan kütle oranı ve keşfedilme olasılığı fonksiyonlarının değerleri.

q	α(q)_Gözlemsel	α (q)_Sonuç		Δm	β(Δm)
0.0 – 0.1	0.098	0.364		0.0-0.2	0.07
0.1 – 0.2	0.829	1.281		0.2-0.3	0.31
0.2 – 0.3	0.976	1.187		0.3-0.4	1.00
0.3 – 0.4	1.000	1.000		0.4 -0.5	1.00
0.4 –0.5	0.756	0.968		0.5-0.6	1.00
0.5 – 0.6	0.610	0.651		0.6-0.7	1.00
0.6 – 0.7	0.341	0.366		0.7-0.8	1.00
0.7 – 0.8	0.195	0.216		0.8-0.9	1.00
0.8 – 0.9	0.220	0.240		0.9-1.0	1.00
0.9 – 1.0	0.171	0.172			

4. Sonuçlar

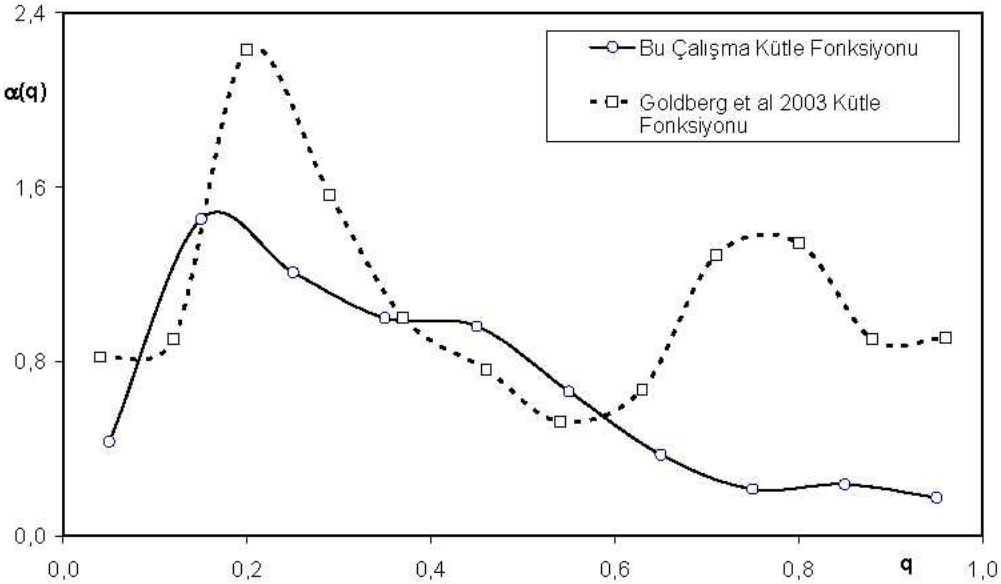
Şekil 4'de bizim 213 sistemden bulduğumuz kütle oranı fonksiyonu ile Van't Veer'in 28 sistemden bulduğu ile karşılaştırmalı olarak verilmektedir. Göze çarpan ilk olgu küçük kütle oranına sahip sistemlerin kütle oranı fonksiyonunun çok daha küçük çıkmasıdır. Bunun

nedeni ise son zamanlarda küçük kütle oranına sahip sistemlerin çok daha fazla çalışılmasıdır. Bu konu üzerine çalışan gruplar oluştu [5][6]. İkinci önemli olgu ise kütle oranı 0.5'den büyük olan sistemlerin kütle oranı fonksiyonu her iki araştırmada da birbirine paralele olmasıdır. Bu sonuç bize bu kütle oranlarında ne kadar az W UMa türü sistem olduğunu göstermektedir. Son olarak Van't Veer'de gözükmemesine karşın bulduğumuz kütle oranı fonksiyonunda 0.4-0.5 aralığında belirgin bir kamburun varlığıdır.



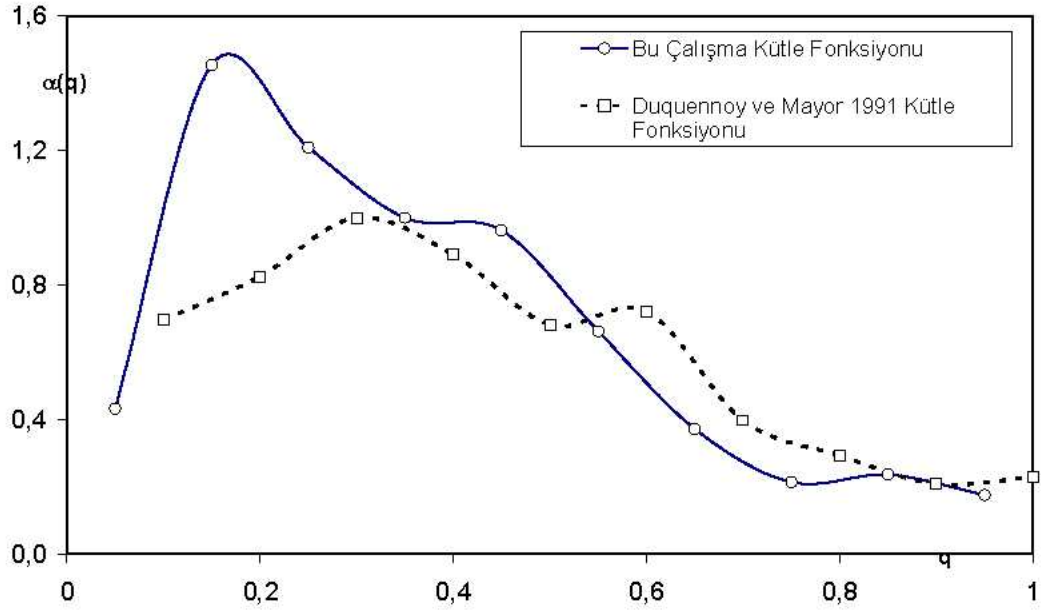
Şekil 4. İki kütle oranı fonksiyonunun karşılaştırılması.

Şekil 5'de Goldberg ve arkadaşlarının [7] dönemi 1-2500 gün arasında olan 129 tayfsal sistemden elde ettikleri kütle oranı fonksiyonu görülmektedir. Kütle oranının 0.2 olduğu yörede kuvvetli bir zirve, 0.8 yöresinde ise zayıf ama belirgin bir zirve görülmektedir. İlk zirve bu çalışmada bulunan kütle oranı fonksiyonu ile uyum içinde olmasına karşın ikinci zirve W UMa türü kısa dönemli sistemlerde görülmemektedir. Diğer bir benzerlik ise çok küçük kütle oranlarında kendini göstermektedir.



Şekil 5. Goldberg ve arkadaşlarının 129 tayfsal çift sistemden buldukları kütle oranı fonksiyonu ile bu çalışmadan bulunan fonksiyonun karşılaştırılması.

Şekil 6'da Duquennoy ve Mayor'un [8] 1991 yılında 82 tayfsal çift sistemden elde ettikleri kütle oranı dağılımı verilmiştir. Bu çalışmanın önemi gözönüne alınan tüm sistemler G tayf türündendir. Bu çalışmada kullandığımız değen yıldızların da çoğunun aynı tayf türünden olduğunu düşünürsek dağılımdaki benzerliğe bir ipucu bulabiliriz. Her iki dağılımda benzerlikler çok olmasına karşın tayfsal çiftlerde her iki zirve de 0.20 kadar daha büyük kütle oranlarına doğru kaymıştır.



Şekil 6. Duquennoy ve Mayor'un G tayf türü, tayfsal çift sistemler için bulduğu kütle oranı fonksiyonu ile bu çalışmada W UMa-türü sistemler için bulunan aynı fonksiyonun karşılaştırılması.

Sonuç olarak W UMa sistemlerde elde edilen bu kütle fonksiyonu dağılımında küçük kütle oranına sahip sistemlerin sayısının fazla olmasını, yeni değen olmuş bir sistemde yoldaş bileşenden başyıldıza sürekli kütle aktarımı olması nedeniyle açısal momentumun kaybolması sonucudur yorumunu yapabiliriz. Değen çiftlerde kütle aktarımı tek yönlüdür, o nedenle q'nun küçük değerlerinde sistem sayısı fazladır.

Kaynaklar

[1] Van't Veer, F., (1978),"*The Mass Ratio Function of W UMa Ype Binaries*", *Astronomy and Astrpphysics*, 70, 91.

[2] Pribulla, T., Kreiner, J.M. ve Tremko, J., (2003), "*Catalogue os the Field Contacat Binaries*", Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, vol. 33, p. 38.

[3] Csizmadia, Sz. ve Klagyivik, P., (2004), "*On the properties of contact binary stars*", Astronomy and Astrophysics, 426, p.1001.

[4] Samus N. N., Durlevich O. V., et al., (2004), Combined General Catalogue of Variable Stars (GCVS4.2) *Son sürümü için bakınız http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs/*

[5] Samec, R.G., Scott, T.D. ve Ark., (2006), "*GSC 1419 0091, an Extreme Mass Ratio Contact Binary*", IBVS, 5697.

[6] Qian, S. ve Ark., (2006), "*Photometric Studies of Twelve Deep, Low-mass Ratio Overcontact Binary Systems*", *Astrohysics and Space Sciences*, 304, 25

[7] Goldberg, D., Mazeh, T., Latham,D. W., (2003), "*On the Mass-Ratio Distribution of Spectroscopic Binaries*", *Astrophysical Journal*, 591, 397

[8] Duquennoy, A., Mayor, M., (1991), "*Multiplicity Among Solar-Type Stars in the Solar Neighbourhood*", *Astronomy and Astrophysics*, 248, 485

GÖKLERİN YERE DOKUNDUĞU ZAMAN : ATMOSFER OLAYLARINDA KOZMİK ETKİLER

Gül Sevin PEKMEZCİ[1], Atila ÖZGÜÇ[2]

Özet

Gezegenimizi saran uzay bölgesindeki olayların, meteorolojik şartlar üzerinde önemli bir etkisi bulunmaktadır. Bu bölgeden kaynaklanıp da Dünya'nın iklimini etkileyen faktörler arasında en önemli rol Güneş'indir, geri kalan kısım ise Güneş'in genelde 11 yıl olan çevrimleriyle orantılı bir davranış sergileyen gezegenlerarası manyetik alan şiddetine, Dünya'nın jeomanyetik aktivitesine ve de kozmik ışınlara aittir.

Bu çalışmada, hava sıcaklığı, atmosfer basıncı ve yağış gibi meteorolojik faktörlerin, Güneş lekesi sayısı ve diğer uzay kaynaklı indisler ile ilişkisi incelenmiştir. Ölçüm ve gözlem verileri, Kandilli Rasathanesi tarafından, 1912'den itibaren düzenli olarak tutulan kayıtlardan elde edilmiştir.

Zamana bağlı gösterdiği değişim, Güneş çevriminin bir sonucu olmasına rağmen, kozmik ışınların bazı atmosfer olayları üzerinde Güneş'ten çok daha etkin olduğu bulunmuştur. Bu durum, Yer'e yakın uzay ve Dünya arasındaki etkileşimi anlamada henüz ne kadar işin başında olduğumuza işaret etmektedir.

Anahtar kelimeler : *Güneş-Dünya etkileşimleri, atmosfer olayları, kozmik ışınlar, jeomanyetik aktivite, gezegenlerarası manyetik alan*

I. Giriş

Çalışmanın Dünya kısmında, birçok meteorolojik aktivite, küresel ölçekte anlamsızlaşacağından, İstanbul civarının hava şartları referans alınmıştır. Uzay kısmını ise aşağıda kısaca anlatılan indisler oluşturmaktadır :

I.1. Güneş lekesi sayısı, en klasik Güneş aktivitesi ölçeğidir. Bu çalışmada da tercih edilmesinin sebebi, toplam ışıma veya fler indeksine göre çok daha eskiye uzanıyor olmasıdır. Veri kaynağı, Amerikan Ulusal Okyanus ve Atmosfer Ajansı'dır.

I.2. Galaktik kozmik ışınlar, yıldızların patlaması veya bir süpernova şokunun yerel yıldızlararası bulut içinde küçük ama yoğun bir parça ile karşılaşması sayesinde var olan yüksek hızlı atom parçacıklarıdır. Fakat enerjileri, helyosfere girecek kadar büyük değildir, bu da onların Güneş Sistemi içinde oluştuğunu gösterir. Helyosferden geri dönen kozmik ışınlar, Güneş Sistemi'nin içlerine doğru ilerler. Bu esnada bazı kozmik ışınlar dünyanın manyetosferi tarafından yakalanır. [1] Veri kaynağı, Amerikan Ulusal Okyanus ve Atmosfer Ajansı ve Huankayo Nötron Monitörü'dür. [2]

[1] *B.Ü. Çevre Bilimleri Enstitüsü & Kandilli Rasathanesi D.A.E. İstanbul, cosmoflier@yahoo.com*
[2] *B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve D.A.E., İstanbul, ozguc@boun.edu.tr*

I.3. ***Gezegenlerarası manyetik alan,*** Güneş manyetik alanının bir kısmının, Güneş rüzgarlarıyla gezegenlerarası boşluğa savrulmasıyla var olur. Güneş'te manyetik alanın açık olduğu, yani manyetik alan çizgilerinin dipol konjuge çifti yerine dışa doğru yol aldığı bölgelerden kaynaklanır ve Güneş'in rotasyonu sebebiyle, spiral bir şekilde hareket eder. Şiddeti Dünya civarlarında, 1 ila 37 nT olarak ölçülür. [3] Veri kaynağı, NASA Goddard Uzay Uçuşları Merkezi'dir. [4]

I.4. ***Aa,*** 24 saatlik ortalama tedirginliği ifade eden, küresel bir jeomanyetik aktivite indisidir. Birleşik Krallık ve Avusturalya'da olmak üzere, iki kutupta yapılan ölçümlerden hesaplanır. Yalnızca iki rasathaneden veri alınmasına rağmen, dünyanın jeomanyetik aktivite açısından farklı birçok bölgesinden elde edilen Ap indeksi ile uyum içindedir. [5,6] Veri kaynağı, Rusya Bilimler Akademisi'dir. [7]

Kandilli Rasathanesi, 41 Derece Kuzey Enlemi ve 29.5 Derece Doğu Boylamı'nda, deniz seviyesinden 114 metre yüksekte bulunmaktadır. Meteoroloji Laboratuvarı'ndan alınan datanın ölçüm koşulları da aşağıdaki gibidir :

a. Hava sıcaklığı : Zeminden 2 metre yüksekte, termometre ile ölçülmektedir.

b. Atmosfer basıncı : 17.5 metrelik gözlem kulesindeki barometrelerle ölçülmektedir. Değerler, mmCiva cinsinden olup, deniz seviyesine indirgenmiş halleri veri olarak işlenmiştir.

c. Yağış : Pilifiyograf ile m^2 / kg birimine eşdeğer, mm cinsinden ölçülmektedir.

II. Veri Analizi

Günlük girilmiş data, aylık bir ortalamaya çevrilmiştir. Aylık ortalamadan oniki ay üzerinden yıllık baza geçilmiş ve yıllık değerlere onbirer adımla kayan ortalama metodu uygulanmıştır. Bu sebepten dolayı, grafiklerde gösterilen yıllarda, bir değerin aslında kendisinden sonra gelen on değerle beraber bir ortalamayı simgelediğine dikkat edilmelidir. Aşağıda, sırayla meteorolojik olayların; Güneş, kozmik ışınlar, gezegenlerarası manyetik alan ve jeomanyetik aktivite ile incelenen ilişkileri ele alınmaktadır.

II.1. Hava Sıcaklığı

II.1.a. Güneş aktivitesi : Güneş lekesi sayısı, en büyük korelasyon değerini, maksimum sıcaklıklarla, 0,49 olarak vermektedir. Bu değer ortalama sıcaklıklarda 0,10 ve minimum sıcaklıklarda ise 0,04'e düşer.

1917 ve 1973 yılları arasında Güneş leke sayısı ve sıcaklıklar paralel ilerlemektedir fakat 1945'de sıcaklıklardaki aşırı düşüşün aynısı, leke sayısında gözlenmemiştir. 1973'ten sonraki leke sayısı artışına rağmen sıcaklık değerleri 1990'a dek bir azalma göstermiş ve sonrasında hava sıcaklığı Güneş aktivitesiyle herhangi bir etkileşime girmeden dramatik bir şekilde artışını sürdürmüştür. (Şekil.1.a)

II.1.b. Kozmik ışınlar : Kozmik ışınlar ile hava sıcaklığı arasındaki etkileşim, korelasyon bazında Güneş indisinden düşüktür. Orantı katsayısı, ortalama sıcaklık için 0,30 ve maksimum için 0,15 iken, minimum sıcaklıklarda ters işaret vererek -0,12 değerine düşer.

1962'den 1970'e kadar kozmik ışınlar sürekli artış gösterirken, ortalama sıcaklıklar bundan bağımsız olarak artmış ve azalmıştır. 1970'ten 1987'ye dek kozmik ışınlar genel olarak hızla azalırken, sıcaklıklar bu süre içinde, arada artış gösterseler de, genel bir azalma eğiliminde olmuşlardır. 1987'den sonra ise sıcaklıklar kozmik ışın miktarıyla artmaya ve bu

arada onların küçük düşüşlerine aynı yönde tepki vermeye başlamışlardır. 2000 yılından sonra kozmik ışınlar, Güneş'in maksimum aktivitesine cevaben tekrar düşüşe geçerken, sıcaklık değerleri bundan etkilenmeyerek dramatik bir şekilde artmaya devam etmişlerdir. (Şekil.1.b)

II.1.c. Gezegenlerarası manyetik alan : Hava sıcaklığıyla aralarındaki ters orantı, en fazla ortalama sıcaklık değerlerinde, -0,54 olarak hesaplanmıştır. Korelasyon en yüksek sıcaklıklar için -0,47 iken, en düşük sıcaklıklarda -0,22 olmaktadır.

İki değer arasındaki ters orantı, gezegenlerarası manyetik alan şiddetinin her bir iniş ve çıkışında hava sıcaklığının onu ters yönlü bir tepki ile takip etmesiyle 1968'den beri korunmuştur. (Şekil.1.c)

II.1.d. Jeomanyetik aktivite : Bu aktivitenin temsilcisi olan Aa indisiyle sıcaklıklar arasındaki en yüksek uyum, maksimum değerlerdedir ve katsayısı 0,49'dur. Ortalama ve en düşük değerler içinse katsayı 0,08 ve 0,05 sayılarına düşer.

1917'den 1960'a dek jeomanyetik aktivite ile hava sıcaklığı paralel bir şekilde artmaktadır. Fakat 1945'te sıcaklık aniden yüzyılın en alçak değerine düşmüş, sonra tekrar Aa indeksi ile artışını sürdürmüştür. 1970'te jeomanyetik aktivitede keskin bir düşüş olmasına rağmen, sıcaklıklar bir tepe noktası oluşturur. Bu ters orantı, 1975'ten itibaren devam etmektedir. (Şekil.1.d)

II.2. Hava Basıncı

II.2.a. Güneş aktivitesi : Güneş lekeleri ile hava basıncı arasında, ortalama değerler için 0,18 katsayılı bir doğru orantı varken, uç değerler için orantı tersine döner. En büyük ve küçük değerler içinse korelasyon katsayıları -0,07 civarındadır.

1935 yılına dek Güneş lekeleri ve ortalama basınç değerlerinin ters orantılı olduğu söylenebilse de, yaklaşık 1935 ve 1950 yılları arasında net bir doğru orantı bulunmaktadır. 1955 ve 1965 arasında leke sayısı hızla düşerken, basınçlarda da genel bir düşüş hakimdir. Daha sonra, leke sayısı ve basınç değerleri beraber tekrar yükselişe geçmiş, lekeler zig-zaglı bir şekilde artarken, basınç dikey bir şekilde yükselmiştir. 1985 civarında ulaşılan zirveden sonra basınç ve lekeler doğru orantılı bir şekilde düşüşe geçmiştir. (Şekil.2.a)

II.2.b. Kozmik ışınlar : Kozmik ışınlar ve ortalama hava basıncı arasında gayet net ve -0,69 katsayılı ters bir uyum keşfedilmiştir. Korelasyon, en düşük basınç değerleri için -0,31'e ve en yüksekler içinse -0,16'ya düşer.

1962'den sonraki şiddetli kozmik ışın artışına hava basıncının aynı yönde küçük bir tepkisi olmuştur. Kozmik ışın sayısı 1989'da zirveye ulaşıp düşüşe geçtiğinde ise hava basıncı buna ters yönde hareket etmiştir. 1975'ten itibaren azalan kozmik ışınlar 1987'de minimumdayken, basınç değerleri maksimuma erişmiştir. Bu yıldan sonra hava basıncı ve kozmik ışınlar tamamen simetrik bir ters orantı yapısı şekline bürünmüşlerdir. (Şekil.2.b)

II.2.c. Gezegenlerarası manyetik alan : Kozmik ışınların aksi yönünde olmasına rağmen, gezegenlerarası manyetik alan da en fazla ortalama basınç değerleriyle uyum gösterir. Orantı katsayısı 0,63'tür. Maksimum ve minimum değerler içinse katsayı sırasıyla 0,37 ve -0,21'dir.

1975'ten 1988'e dek, 1980 ve 1985 civarlarında iki kez düşüş göstermesine rağmen gezegenlerarası manyetik alan şiddeti hızlı bir artış içindedir. Bu sırada hava basıncı da düşüşlere pozitif yönde yanıt verecek şekilde artmaya devam etmiştir. 1985'ten sonra yine iki

değer beraber azalmaya başlamıştır ve manyetik alan şiddetinin bu sırada gösterdiği küçük artışlara basınçtan yine paralel bir tepki gelmiştir. (Şekil.2.c)

II.2.d. Jeomanyetik aktivite : Jeomanyetik indis ve hava basıncı arasındaki orantı katsayıları, ortalama değerler için 0,42, maksimum ve minimum değerler için sırasıyla 0,21 ve 0,09 olarak hesaplanmıştır.

1933'e kadar jeomanyetik aktivite sayısı genel bir artış içindeyken, basınç değerleri sinüsel bir salınım yapmaktadır 1933'ten 1950'ye kadar basınç, jeomanyetik aktiviteyi paralel yönde takibe geçmiştir.1950 ila 1970 arasında, Aa indisinin güçlü düşüşüne karşılık basınç değerleri bundan pek etkilenmişe benzememektedir. Sonra iki değer birden 1980'de yükselişe geçmiş ve 1985'de ikisinin eğrisi çakışarak birlikte düşüşe geçmişlerdir. 1995'den sonra jeomanyetik aktivite artmaya başladığı halde, basınç değerleri azalmaya devam etmektedir. (Şekil.2.d)

II.3. Yağış

II.3.a. Güneş aktivitesi : Güneş, yağışın oluşmasında tetikleyici unsurdur ve aktivitesinin arttıkça, yağışın da artıyor olduğu ölçümlerle desteklenmektedir. Yıllık yağış miktarı ve leke sayısının arasındaki orantı katsayısı 0,63 olarak bulunmuştur.

1917'den 1930'a dek leke sayısı ve yağış miktarı arasında ters orantı varken 1930'dan sonra iki değer birden artışa geçmiştir. 1935 ve 1955 arası, kazanılmış doğru orantı temelde korunmuştur fakat 1965'teki dramatik leke düşüşüne karşılık, yağış değerleri yüzyılın maksimumuna ulaşmıştır. 1975'ten 1990'a dek doğru orantı tekrar gündemdeyken, 1995'ten sonra ters orantı geri gelmiştir. (Şekil.3.a)

II.3.b. Kozmik ışınlar : Kozmik ışınların, bulut oluşumunda birincil ve en önemli araç oldukları halde, yağış üzerinde güçlü bir etki oluşturmadıkları, orantı katsayısının 0,36 olmasından anlaşılmaktadır.

Yağışlar ve kozmik ışınlar, 1958'den 1967'ye kadar bir artış içindedirler. Bu tarihten sonra, kozmik ışın sayısı yumuşak bir düşüş gösterirken, yağış miktarındaki düşüş çok daha dramatiktir. 1975'ten 1987'ye dek bu sefer kozmik ışınlar keskin bir şekilde azalırken, yağışlar artıştadır. Fakat 1990'dan itibaren kozmik ışın sayısı ve yağış miktarı, aynı yönde artıp azalma eğilimine girmişlerdir. (Şekil.3.b)

II.3.c. Gezegenlerarası manyetik alan : Bu etkenin yağış üzerinde neredeyse hiç etkisi bulunmamaktadır ve aralarındaki korelasyonun katsayısı 0,05'tir.

1968'den 1977'ye kadar iki değer de artıştadır. 1977'de eğrileri çakışır ve 1982'de yağış miktarı bir tepe noktası oluşturur. Manyetik alanın 1985'teki düşüşüne yağışlar aynı şekilde tepki vermiştir ve 1992'ye dek azalma devam etmiştir. 1993'deki gezegenlerarası manyetik alanın güçlenmesine karşılık, yağış miktarı bir minimum noktası vermiş ve bu yıldan sonra iki değer arasındaki ilişki, ters orantıya dönüşmüştür. (Şekil.3.c)

II.3.d. Jeomanyetik aktivite : Dünya'nın manyetik çevresi de neredeyse Güneş'le aynı derecede yağış olayına etkimektedir. Bunun sebebi, bulutlar arasındaki etkileşimlerin elektriksel oluşu ve bunun da direkt olarak yağış manyetizmasıyla ilişkili olması şeklinde açıklanabilir. Yağış miktarı ve manyetik aktivite arasındaki korelasyonun değeri, 0,60'tır.

1917'den 1955'e dek yağış miktarı ve jeomanyetik aktivite sayısı arasındaki doğru orantı, yerini 1973'e dek güçlü bir ters orantıya bırakmıştır. 1973 ve 1983 arasında doğru orantıya tekrar rastlansa da, 1985 ile 1995 arasında ters orantı, aynı şiddetiyle sahnededir. 1996'dan sonra ise yağış ve Aa indeksinin eğrileri çakışarak tekrar paralel hareket etmeye başlamışlardır. (Şekil.3.d)

III. Sonuç

1965'den sonraki sıcaklık düşüşü genel bakışta sadece kozmik ışın sayısıyla bir uyum içindedir. 1990'a değin süren bu süreçte jeomanyetik aktivite, gezegenlerarası manyetik alan ve leke sayısı, Güneş aktivitesiyle beraber yükselişteyken, aynı etkenden dolayı kozmik ışın sayısı azalmaktadır. Dört uzay kökenli indisin tamamının ölçülebildiği 1963 yılından sonrası için hava sıcaklığıyla en kesintisiz doğru orantı gösteren faktör, kozmik ışınlardır. 1960lar'dan daha önce sayılmaya başlanmış olan Güneş leke sayısı ve jeomanyetik aktivite ise grafik üzerinde neredeyse birbirleriyle aynı eğriyi sergilemektedirler.

Bu çalışmadan, kozmik ışınların İstanbul civarı için hava sıcaklığı üzerinde Güneş aktivitesi ve Güneş aktivitesinden doğru orantılı bir şekilde etkilenen tüm indislerden daha etkin olduğu sonucu çıkarılabilir. Halbuki Güneş faaliyetlerinin artmasıyla, sıcaklığın da artıyor olması beklenirdi. Fakat Güneş aktivitesi aynı zamanda manyetik faaliyetleri de arttırmaktadır ve Dünya–Güneş arasındaki etkileşimlerin mekanizmaları hala net bir biçimde tanımlanamamıştır. Ayrıca 2000 yılında Güneş, 23. döngüsünde maksimuma girmiş ve kozmik ışın yağmuru tekrar düşüşe geçmişken sıcaklıkların süratle artmaya devam etmesi, varılan bu sonucu tedirgin etmemektedir.

Hava basıncı ile ters orantı veren tek indis kozmik ışın sayısıdır. Bu çalışmada, Güneş faaliyetlerinin artmasıyla atmosfer basıncının da artıyor olduğu bulunmuştur. Eğer leke sayısıyla hava sıcaklığı paralel olsaydı, lekeler ve basıncın da antiparalel olması beklenirdi. Fakat buradaki mekanizma, gazların kimyasındaki " Isınan hava genleşir. " ilkesiyle değil, daha çok Güneş rüzgarlarının atmosfer üzerinde oluşturduğu itinç kuvvetiyle açıklanabilir. Bu hipotez, kozmik ışınlar için de geçerli olabilirdi, lakin Güneş'ten gönderilen parçacık yoğunluğu, kozmik ışınlarınkinden çok daha fazladır. Ki ayrıca, kozmik ışınlar, sıcaklık üzerinde arttırıcı bir etkide bulunmaktadır.

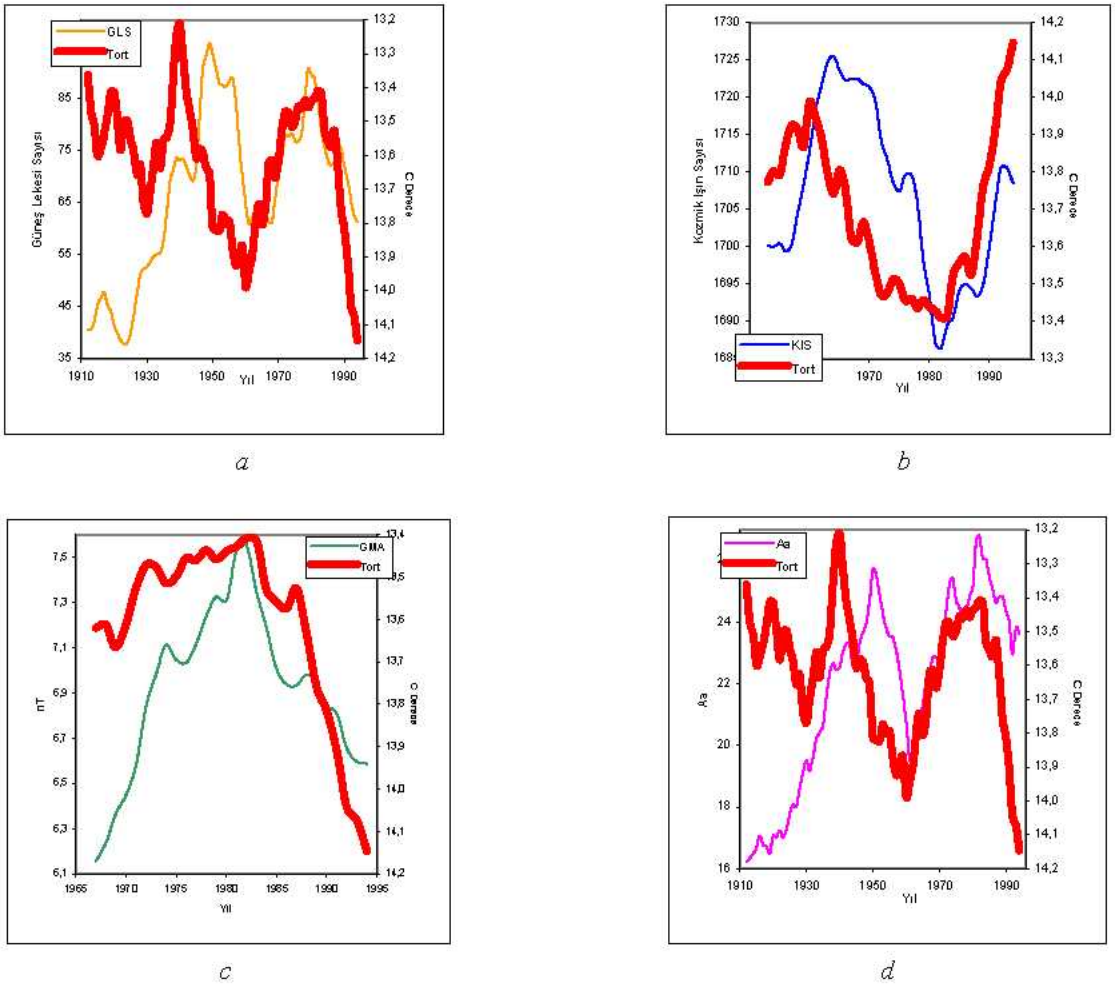
Yağış olgusunda ise görüntü bulanıklaşmaktadır, çünkü grafik eğrileri karmaşıklaşmaktadır. Yağış, Güneş döngülerinin pozitif ve negatif yönde etkilediği indislere göre farklılıklar sergilemek yerine, her bir indisle bazen doğru, bazen de ters bir şekilde etkileşimde bulunmuştur.

Yağışı sağlayan doğal prosedürlerin arkasındaki mekanizmaların, genel hatlarıyla bilindiği sanılmaktadır, fakat kozmik ışınların bulut yoğunlaşmasında asıl tetikleyici unsur olduğu, yeni bir keşiftir (Svensmark, 2001). Hava sıcaklığı ve basıncının değişimlerinin, yağış oluşumunu, süresini ve miktarını uzaydan gelen parçacıklar ve dalgalardan daha direkt ve hızlı bir şekilde etkiliyor olduğu muhakkaktır.

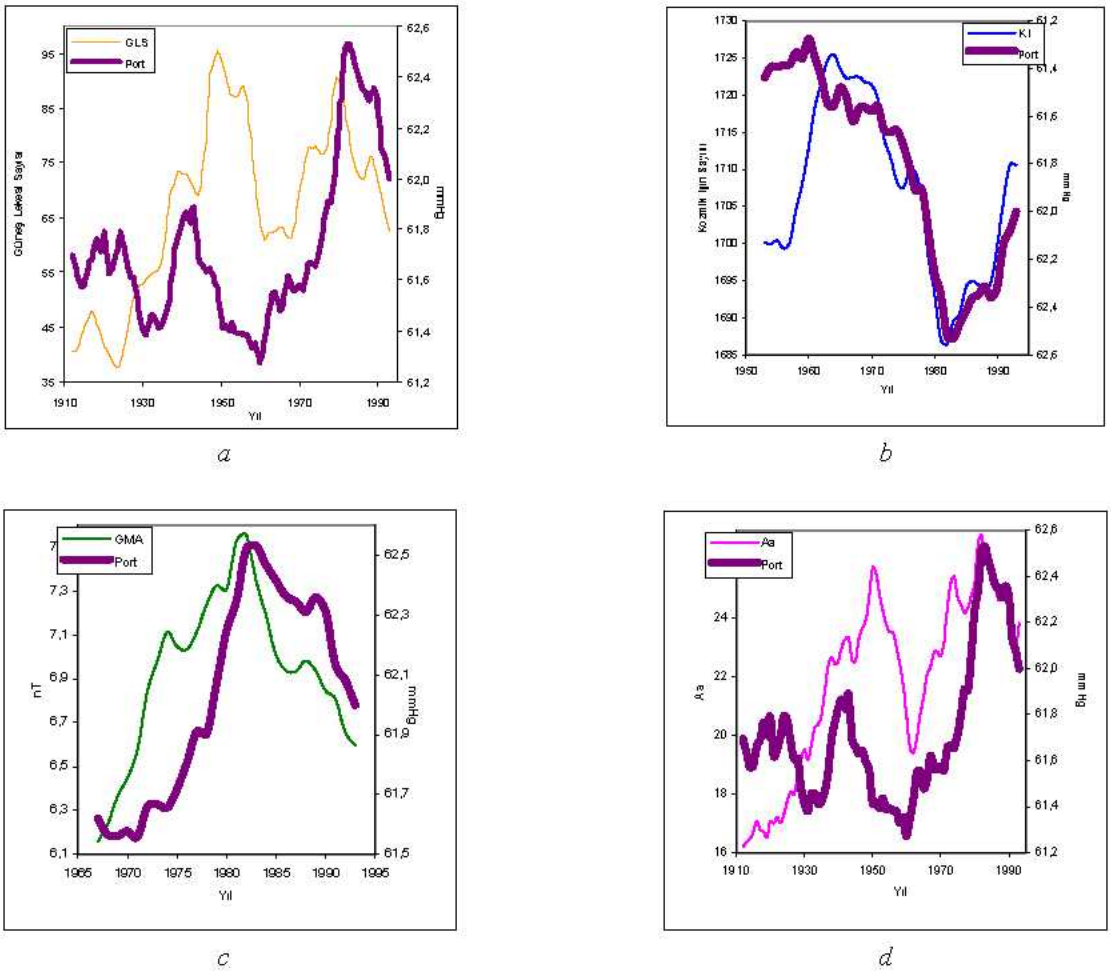
1980 sonrası için, "küresel ısınma" diye tabir edilen ve bu çalışmada da kendini gösteren, atmosfer sıcaklığı ve enerjisinin sürekli ve çok keskin bir biçimde artıyor olduğu bilgisi, tüm bu doğal proseslerin etkisini gölgede bırakan, insan kaynaklı faaliyetlerin bir sonucudur. Nüfustaki astronomik artışın getirdiği geri kazanılamaz doğal kaynak ve enerji tüketimi, nükleer savaşlar, döngüleri sağlayan doğal habitatların durdurulmayan yok edilişi,

artan ulaşım ve iletişimin getirdiği her türlü hava, toprak, su ve manyetik kirlilikler, yegane gezegenimizi maviden siyaha sürüklemektedir.

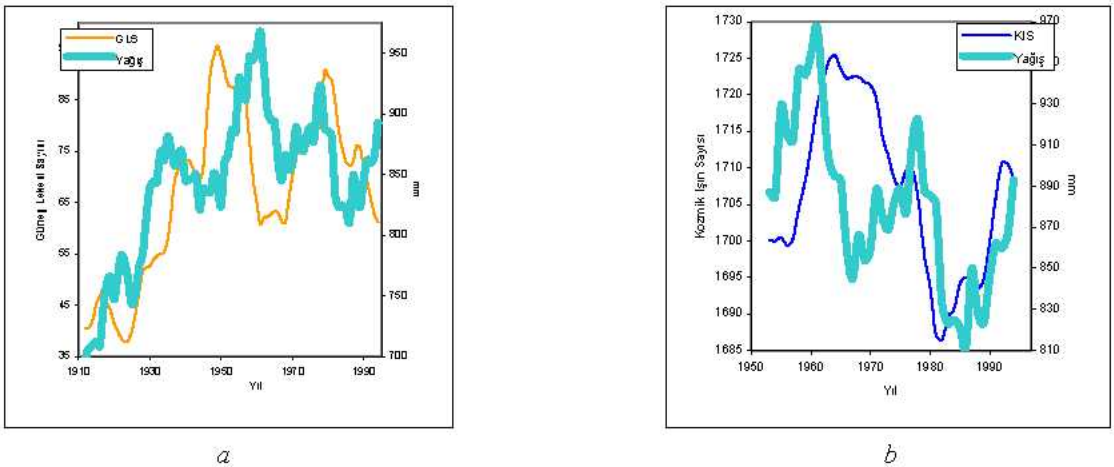
IV. Grafikler

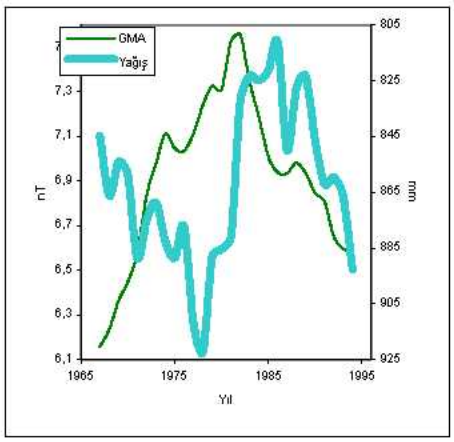


Şekil 1. İstanbul yumuşatılmış yıllık ortalama hava sıcaklığı ve yumuşatılmış **a**. Güneş lekesi sayısı **b.** kozmik ışın sayısı **c**. gezegenlerarası manyetik alan şiddeti **d**. jeomanyetik aktivite

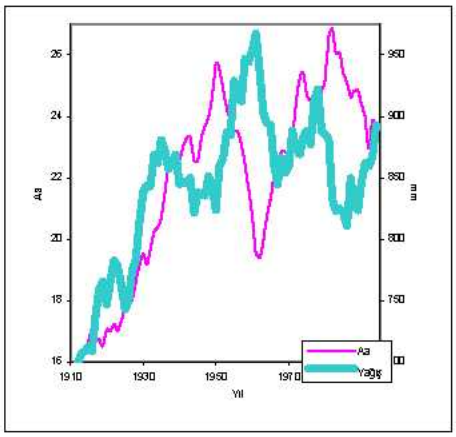


Şekil 2. İstanbul yumuşatılmış yıllık ortalama hava basıncı ve yumuşatılmış **a.** Güneş lekesi sayısı **b.** kozmik ışın sayısı **c.** gezegenlerarası manyetik alan şiddeti **d.** jeomanyetik aktivite





c



d

Şekil 3. İstanbul yumuşatılmış yıllık ortalama yağış miktarı ve yumuşatılmış **a**. Güneş lekesi sayısı **b.** kozmik ışın sayısı **c.** gezegenlerarası manyetik alan şiddeti **d.** jeomanyetik aktivite

V. Kaynaklar

[1] http://www.biltek.tubitak.gov.tr/haberler/cevre/99-06-2.pdf
[2] ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/SOLAR_DATA/COSMIC_RAYS/huancayo.tab
[3] http://pluto.space.swri.edu/image/glossary/IMF.html
[4] http://omniweb.gsfc.nasa.gov/form/dx1.html
[5] National Geophysical Data Center, (2004), http://www.ngdc.noaa.gov/stp/GEOMAG/aastar.shtml
[6] British Geological Survey, (2006), http://www.geomag.bgs.ac.uk/gifs/aaindex.html
[7] http://www.wdcb.rssi.ru/stp/data/geomagni.ind/aa/aa/

GÜNEŞTACI PLAZMASINDA MANYETİK ALANA DİK YÖNDE ISI İLETKENLİĞİ

E. R. PEKÜNLÜ[1], Ebru DEVLEN[1], Belinda KALOMENİ [2], Kadri YAKUT[1], M. Mustafa KESKİN[1]

Özet

Bu çalışmada güneştacını ısıtan süreçlerden biri olan iyon cyclotron rezonans sürecini inceledik. Dalgaların yayılmasında etkili olduğu bilinen viskozite, basınç gradyenti, manyetik alana koşut ve dik yöndeki ısı iletkenliklerini dikkate aldık. Manyetikses dalgaları, kuzey güneştacı deliği bölgesinde sönümlenmeye uğruyor ve mekanik erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçıyor. Çarpışmasız plazma olduğu saptanan güneştacı deliğinde ısı iletkenliğinin klasik Coulomb kuramında olduğu gibi çarpışmalarla değil, iyon-cyclotron süreciyle ivmelenen iyonların saldığı plazma dalgalarıyla gerçekleşebileceğini gösterdik.

Anahtar Sözcükler: *Güneştacı deliği, iyon-cyclotron rezonans, ısı iletkenliği, MHD dalgaları.*

Abstract

In this study we investigated one of the heating mechanism, the ion-cyclotron resonance process, relevant to the solar coronal hole. We considered that the wave propagation is affected by the viscosity, pressure gradient and the heat conduction both parallel and perpendicular to the magnetic field. Magnetosonic waves are damped and dissipate their mechanical energy as heat in the medium. We show that in the collisionless plasma of the coronal hole, the heat perpendicular to the magnetic field can be conducted not by the collisions as is done in classical Coulomb approximation, but through the plasma waves emitted by the accelerated ions.

Key words: *Solar coronal hole, ion-cyclotron resonance, heat conduction, MHD waves.*

1. Giriş

Önceki çalışmamızda güneştacı ilmiklerinin manyetikses dalgalarıyla ısıtılması sorununu incelemiştik [1]. Adı geçen çalışmada manyetik alana koşut yöndeki ısı iletkenliğini dikkate almış ancak dik yöndeki ısı iletkenliğini, koşut yöndekinden çok küçük olduğunu ($\kappa_\perp / \kappa_\square \approx 10^{-10}$) savunan hipoteze "yenik" düşüp boşlamıştık [2]. UVCS/SOHO ölçümleri kuzey güneştacı deliğinde yan yana yer alan ve "plume/plumlerarası şerit" (plume/interplume lanes) adı verilen ince yapıların varlığını saptadı [3]. UVCS/SOHO kuzey güneştacı deliğindeki plazma parçacık hızlarının bakış doğrultusuna koşut bileşenini ölçtü. Bu hızlar, parçacıkların manyetik alana dik yöndeki sıcaklıklarını belirledi [4].

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100 İzmir*
Tel: 0232 – 3884000, Faks: 2323881036, e-posta: rennan.pekunlu@ege.edu.tr
[2] *İYTE, Gülbahçeköyü, Urla, İzmir*
Tel: 0232 7506000, Faks: 2327506015, e-posta: belinda@mail.ege.edu.tr

UVCS/SOHO algacının elektron, hidrojen ve bir dizi iyonların hız dağılımlarının ve güneş rüzgarındaki hızlarının ısısal dağılımdan oldukça fazla saptığını gösterdi. O^{5+} iyonunun 2.1 R den (R = r/ $R_{\odot}$) daha büyük uzaklıklardaki bakış doğrultusu hızının H^0 ınkinden çok büyük ve ayrıca, O^{5+} iyonunun hızının bakış doğrultusundaki bileşeninin koşut yöndekinden çok daha fazla olduğu görülmüştür. Bu sonuçlar, O^{5+} iyonunun hız dağılımının yüksek frekanslı (80 Hz < ω< 1300 Hz) MHD dalgalarıyla rezonansa gelmesi sonucunda üretildiğine işaret etmektedir [5] [6].

Kohl ve ark. [6] O^{5+} 1032 Å ve H I Lyα çizgi yeğinliklerinin güneştacı deliğinde manyetik alana dik yönde değiştiğini, ve çizgi yeğinliklerinin "plume" bölgelerde maksimuma ulaştığını göstermişlerdir. Kohl ve ark. [6] çalışmasında O^{5+} 1032 Å çizgisinin "plume" ve "plumlerarası şerit" deki çizgi genişlikleri Şekil 16 da gösterilmiştir. Bu şekil, karanlık "plumlerarası şerit" den elde edilen çizgilerin "plumler"den elde edilen çizgilerden daha geniş olduğunu gösteriyor. Bu veriler, "plumlerarası şeritler"de etkin sıcaklığın, $T_{eff} = T_i + (m_i / 2k)\xi^2$, "plume"lerdekinden daha fazla olduğuna işaret eder; burada m_i foton üreten iyonun kütlesi, k Boltzmann sabiti, ξ gauss dağılımı gösteren, yönbağımsız çalkantılı hız alanıdır [3]. Bu sonuç, manyetik alana dik yöndeki ısıtma sürecinin "plumlerarası şeritler"de daha etkin olduğunu göstermiştir. Elektron, proton ve özellikle de düşük sayı yoğunluklu iyonların güneştacı deliğinde manyetik alana dik yöndeki ısıtılmalarının iyon-cyclotron rezonans süreciyle olduğuna inanılıyor. "Plumlerarası şeritler" iyon-cyclotron rezonans sürecinin yeğin olarak işlediği bölgelerdir [3] [4] [6] [7] [8] [9] [10].

Önceki çalışmalar, kuzey güneştacı deliğindeki ince yapıların varlığında MHD dalga yayılması ve erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçması sorununu dikkate almamıştır. UVCS/SOHO verileri ışığında, manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliğinin boşlanamayacağı anlaşılmıştır.

Bu çalışmamızın 2. Bölüm'ünde, manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliğinin koşut yöndeki iletkenlikle ne denli boy ölçüşebileceğine bakacağız. 3. Bölüm'de kuzey güneştacı deliğinde manyetikses dalgalarının yayılma özelliğini inceleyeceğiz. Son olarak, 4. Bölüm'de çalışmamızın sonuçlarını tartışacağız. Bu çalışmada gaussian cgs birimlerini kullandık.

2. Kuzey Güneştacı Deliğinde Dikine Isı İletkenliğinin Önemi.

UVCS/SOHO, Mg X ve O^{5+} çizgi gözlemleri bu bölgedeki plazmanın, 1.75 R - 2.1 R den başlamak üzere "çarpışmalı" plazma özelliğinden "çarpışmasız" plazma özelliğine geçtiğini göstermiştir [11]. H I ve O^{5+} üzerine yaptıkları modelde de Cranmer, Field ve Kohl [12] güneştacı deliğinde plazmanın "çarpışmasız" özellik sergileyeceğini öngördü. Doyle, Teriaca, & Banerjee[11] çarpışmalı/çarpışmasız plazma alt sınırının 1.5 R olacağını hesapladılar.

Gözlemlerden türetilen bu sonuçlar, kuzey güneştacı deliğinde, 1.5 R ötesinde plazma taşınım süreçlerinin klasik Coulomb kuramıyla açıklanamayacağına işaret eder. UVCS/SOHO ölçümleri 21 Mayıs 1996 da, Güneş minimumunda, elektronlarla O^{5+} iyonları arasındaki sıcaklık farkının 1.6 R de 100 kata ulaştığını ve uzaklıkla farkın arttığını göstermiştir [9]. O^{5+} iyonlarının "plum" ve "plumlerarsı şeritler"deki çizgi genişlikleri farklı olduğundan, kuzey güneştacı deliğinde manyetik alana dik yönde sıcaklık gradyentinin varlığı açıktır. Klasik ısısal iletkenlik katsayısı, $\kappa = (8/3)\sqrt{\pi} n v_c r_c^2 \ln(r_c / b)$ kuzey güneştacı deliği gibi çarpışmasız plazmada geçerli değildir; burada $r_c^{O^{5+}} = v_{T_i} / \omega_{ci} = 1.02 \times 10^2 \mu^{1/2} Z^{-1} T_i^{1/2} B^{-1} cm$ O^{5+} iyonlarının Larmor yarıçapı; $\mu = (m_i / m_p)$; $\nu_c = n\bar{v} b^2$ büyük açılarla saçılma frekansı; $b = e^2 / T$ ikili çarpışmalarda çarpma parametresidir. r_c « λ_D koşulunun gerçekleştiği plazma

ortamında manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliğinin çarpışmalarla gerçekleşemeyeceğini Dubin & O'Neil [13] göstermişlerdir; burada λ_D Debye uzunluğudur.

$r_c \ll \lambda_D$ koşulunun kuzey güneştacı deliğinde sağlandığını görmek için O^{5+} iyonlarının Larmor yarıçapı ve Debye uzunluğunu bir kez daha anımsayalım: Z = 6 O^{5+} iyonlarının elektrik yükü, T_i ve B O^{5+} iyonlarının sıcaklığı ve ortamın manyetik alan yeğinliğidir, $\lambda_D = \left(kT / 4\pi ne^2\right)^{1/2} = 7.43\times10^2 T^{1/2} n^{-1/2} cm$ Debye uzunluğudur. Diğer yandan, Hollweg [14] [15] Feldman ve ark'ın [16] ölçümleri olan elektron sayı yoğunluğunu aşağıdaki gibi verir:

$$N_e = \frac{3.2\times10^8}{R^{15.6}} + \frac{2.5\times10^6}{R^{3.76}} + \frac{1.4\times10^5}{R^2} cm^{-3} \qquad (1)$$

Güneştacı plazması elektriksel olarak "yarı-nötr", $N_e \approx N_i \approx N$ alınır [4] [17] [18], ancak Chen [19] plazmadaki ilginç elektromanyetik kuvvetlerin ortadan kalkmaması için "çok da nötr alınmaması" konusunda uyarı yapıyor.

Güneş'in "geçiş bölgesi"nden renkküre ve güneştacına uzanan bölgesinde O^{5+} iyonlarının parçacık sayı yoğunluğu Vocks [10] ve Wilhelm ve ark. [3] $N_{O^{5+}} = 10^{-3} N_p$ olarak ve Raymond ve ark. [20] da $N_{O^{5+}} = 6.8\times10^{-5} N_p$ olarak alıyor. Cranmer [21] parçacık sayı yoğunluğu koşulunu sağlayan iyonların rezonant dalgaların genliklerini önemli ölçüde azaltacağına işaret ediyor. Değişik kaynaklarda değişik değerler alan O^{5+} iyonlarının parçacık sayı yoğunluğunu biz de ilgili kaynaklardan alacak ve sonuçları karşılaştıracağız.

Güneştacı deliği manyetik alanı için Hollweg [14] modelini kullanacağız:

$$B = 1.5\left(f_{\max} - 1\right)R^{-3.5} + 1.5R^{-2}G \qquad (2)$$

Bu bağıntıda $f_{max} = 9$ alınmıştır.

Elektronlar O^{5+} iyonlarından daha devingen olduğu için Debye uzunluğunda elektron sıcaklıklarını kullandık. Çünkü elektriksel koruma (Shielding) aşamasında fazla (surplus) veya eksik (deficit) negatif yük devingen elektronlarca sağlanır [19]. Yukarıdaki paragraflarda sıraladığımız bilgiler ışığında $r_c / \lambda_D \ll 1$ koşulunun ne denli sağlandığına bakabiliriz. Kuzey güneştacı deliğinde plazmanın "çarpışmasız" olarak betimlenebilmesi için bu oranın birden çok küçük olması gerekir. Yaptığımız hesaplamalar, r_c / λ_D oranının *R = 1.6* da 0.62; *R = 2.0* de 0.2; *R = 2.5* da 0.09 ve *R = 3.0* de 0.04 olduğunu gösteriyor. UVCS/SOHO verileri R = 3.0 dan sonra kesiliyor. O nedenle biz de hesaplamalarımızı bu uzaklığa dek yapıyoruz. Bu hesaplamalardan sonra, kuzey güneştacı deliğinin R = 1.6 dan sonra $r_c \ll \lambda_D$ koşulunu sağladığını söyleyebiliriz.

Şimdi, kuzey güneştacı deliğinde ısının manyetik alana dik yönde nasıl iletildiğine değinebiliriz. Isı iletkenliği yalnızca ikili çarpışmalar bağlamında ele alınmamalıdır. Dubin & O'Neil [13], $r_c \ll \lambda_D$ koşulunun sağlandığı plazmada elektrik yüklü parçacıkların iyon cyclotron dalgalarıyla rezonansa gelmeleri sonucunda saldıkları plazma dalgalarının uzak bölgelere dek yayılacağını ve erkelerini o bölgelerde ortama aktaracağını savunuyor. Bu plazma dalgaları bir başka parçacık tarafından bir başka bölgede soğurulabilir. Dubin & O'Neil [13] e göre manyetik alana dik yönde ısı iletkenliğinin özündeki süreç budur. Bağıntılarını türetirken ışınım taşınımı denklemlerinde ayrıntılı denge (detailed balance) varsayımını kullanıyorlar: dalganın uyartılma oranı sönme oranına eşittir; dalga, manyetik alana dik yöndeki sıcaklık gradyenti ölçek uzunluğu mesafelerinde soğurulur.

UVCS/SOHO verileri güneştacı deliğinde iyonların ivmelendiğini açıkça göstermiştir. Eğer iyon-cyclotron rezonans süreci işlerlikteyse, iyonlar dalgalardan kazandıkları erkeyi manyetik alana dik yönde O (ordinary) ve X (Extraordinary) salacaklardır. Manyetik alana dik

yönde yayılan bu dalgalar da bir başka yöredeki iyonlar tarafından Dubin & O'Neil [13] önerisi doğrultusunda soğurulacaktır.

Eğer λ_D « L_T ise, manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenlik katsayısı [13],

$$\kappa_{waves}^{j} \approx (0.2)^3 n v_c \lambda_D L_T \tag{3}$$

burada L_T manyetik alana dik yöndeki sıcaklık gradyenti ölçek uzunluğudur. κ_j^{waves} bağıntısındaki ν_c çarpışma frekansı olarak değil, sönmeye uğramış olan dalgaların uyartılma oranıyla bu dalgalardaki erke yoğunluğu oranı çarpımıdır. Bu nedenle, ν_c uyartılma oranı sönme oranına eşittir, yani, κ_j^{waves} bağıntısında ν_c yerine $\gamma = V_g L_T^{-1} = (\partial\omega/\partial k) L_T^{-1}$ bağıntısı kullanılmalıdır; burada $V_g = \partial\omega/\partial k$ grup hızıdır ve genliği Alfven hızı düzeylerindedir, $V_g \approx V_A$ [21].

r_c / λ_D « 1 koşulunun sağlandığı plazma ortamında manyetik alan yeğinliği dik yöndeki ısı iletkenliğinden sorumlu değildir. $L_T \geq \lambda_D$ koşulunun sağlandığı durumda manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliğinden soğurulan plazma dalgaları sorumlu tutulur [13].

İyon-cyclotron dalgalarının genliğine ilişkin bilgiler ısısal olmayan hızdan, ξ, türetilir. Dalga genliğiyle, $\langle \delta v^2 \rangle$, ısısal olmayan hız, ξ, arasındaki ilişkiyi Banerjee ve ark. [22] $\xi^2 = (1/2)\langle \delta v^2 \rangle$ olarak verirler. Gözlemler, güneş diskinden $120''$ denli uzakta dalga genliğini $\langle \delta v^2 \rangle = 2 \times (43.9 km\, s^{-1})^2$ olarak saptamıştır. Alfven ve iyon-cyclotron dalgalarının akı yoğunluğu $F_w = \sqrt{\rho/4\pi}\langle \delta v^2 \rangle B$ bağıntısıyla verilir. Banerjee ve ark. [22] elektron sayı yoğunluğunu $N_e = 4.8 \times 10^{13}\, m^{-3}$ ve manyetik alan yeğinliğini B = 5 gauss alarak r = 1.25 R de dalga erke akı yoğunluğunu $F_w = 4.9 \times 10^5\, erg\, cm^{-2}\, s^{-1}$ olarak saptadılar. Bu değer, güneştacı plazmasının optik ince ışınım ve geçiş bölgesine ısısal iletkenlikle yitirilen erkeyi yeniden sağlamaya yeterlidir. İyon-cyclotron dalgalarının güç tayfi (power spectrum) bilinmiyor. Bu dalgalar ya dolaysız olarak ya da yüksek frekanslardan düşük frekanslara doğru çalkantılı sağanakla (turbulent cascade) üretilir [23].

$\boldsymbol{q}_i$ vektör ısı akısı özgün hızlardaki (peculiar velocity) yönbağımlılığın bir ölçüsüdür, ve $\boldsymbol{q} = (N/2) m \langle \mathbf{w}\, w^2 \rangle$ olarak tanımlıdır; $\boldsymbol{u} = \boldsymbol{v} + \mathbf{w}$ ve $\mathbf{w} = \mathbf{u} - \langle \mathbf{u} \rangle$ [24].

İyon ısı akısı,

$$\boldsymbol{q}_i = -\kappa_{//}^i \nabla_{//}(kT_i)\hat{\boldsymbol{B}} - \kappa_{\perp}^i \nabla_{\perp}(kT_i)\hat{\boldsymbol{v}}_1 + \kappa_{\Lambda}^i \hat{\boldsymbol{B}} \times \nabla_{\perp}(kT_i)\hat{\boldsymbol{v}}_1 \tag{4}$$

olarak tanımlanır [25]. $\hat{\boldsymbol{B}}$ manyetik alan yönünün birim vektörü; $\hat{\boldsymbol{v}}_1$ tedirginlik yönündeki hızın birim vektörü. Alfven dalgaları için bu yön manyetik alana dik olan yöndür. Ancak basınç gradyenti ve ısı akısının da dikkate alınmasıyla bu yön "kesin" olarak dik yön olmaktan çıkar! İyon ısısal iletkenlik katsayıları, $\kappa_{//}^i = 3.9 n k T_i \tau_i / m_i$, $\kappa_{\perp}^i = 2 n k T_i / m_i \omega_{ci}^2 \tau_i$ ve $\kappa_{\Lambda}^i = 5 n k T_i / 2 m_i \omega_{ci}$ olarak tanımlıdır.

Şimdi (3) numaralı eşitliğe dönecek olursak, bu eşitliği modelimizde kullanabilmemiz için manyetik alan dik yöndeki sıcaklık gradyentini ve bu gradyentin ölçek uzunluğunu, L_T, bulmamız gerekiyor. Wilhelm ve ark. [3] çalışmasındaki Şekil 1, kuzey güneştacı deliğindeki "plume" ve "plumlerarası şeritler"in görüntüsünü veriyor. Yazarların verdiği bilgiye göre, güneştacı deliği görüntüsünün genişliği 380″ denlidir. Güneş'te 1″ ≈ 715 km dir. 21-22 mayıs

1996 tarihlerinde kuzey güneştacı deliğinin O^{5+} iyonuyla elde edilmiş olan bu görüntüde "plume" ve "plumlerarası şerit"lerin toplam sayısı 9 dur. "Plume" ve "şeritler"in genişliği birbirine eşit değil; ancak kaba bir değerlendirmeyle bu genişlikleri eşit alır ve 380″ yi dokuza bölersek, bu yapıların ortalama genişliğini 30030 km olarak buluruz. Bu değer, manyetik alan dik yöndeki sıcaklık gradyenti ölçek uzunluğu, L_T, olarak alınabilir. Açıktır ki $L_T \geq 100\lambda_D$ koşulu üzerinde çalıştığımız güneştacı deliğinin tüm bölgelerinde geçerlidir. Bu bağlamda son olarak şunu söyleyebiliriz: Hollweg [14], değişik kesitlere sahip manyetik akı tüplerinin dalga gücü farklı dalgalarca ısıtılacağını savunmuştur. Bu öngörüye dayanarak biz L_T ölçek uzunluğunu modelimizin özgür parametrelerinden biri olarak alacağız.

MHD dalgaları mekanik erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçtığında, bu erke elektronlardan çok iyonlara gider [3] [6] [26]. Bu gerçeği gözönünde tutarak ısı akısı diverjansını Priest [27] gibi yazabiliriz:

$$\nabla \cdot \boldsymbol{q} = \nabla \cdot \left(-\kappa^{j}_{//waves} \nabla_{//} T\hat{\boldsymbol{B}} - \kappa^{j}_{\perp waves} \nabla_{\perp} T\hat{\boldsymbol{v}}_1 \right) \tag{5}$$

buradaki alt indisler "//" ve "⊥" manyetik alan koşut ve dik yönlere işaret eder. Üçüncü yön, gözlemcinin bakış doğrultusudur. Bu doğrultuda gözlem verileri olmadığı için üçüncü yönde sıcaklık gradyentinin olmadığını, plazmanın eşısısal olduğunu varsayacağız.

Kuzey güneştacı deliğinde manyetik basınç plazma basıncından daha baskındır, bu nedenle manyetikses dalgaları "Alfven-benzeri" manyetikses dalgaları olarak anılır. Bu dalgalar için tedirginlik hız vektörünün manyetik alana tam dik değil "hemen hemen" dik olduğunu varsayabiliriz. Bir sonraki bölümde değineceğiz, dalgaların dağılma bağıntısı $X = \left(\mathbf{v}_1 \cdot \boldsymbol{k}\right)$; $Y = \left(\mathbf{v}_1 \cdot \hat{\boldsymbol{B}}\right)$ terimlerini içerecek. Buradan açıkça görülüyor ki, tedirginlik hızının manyetik alana tam olarak dik olması durumunda yöntem geçerliliğini yitirir. Eğer X ve Y sıfırdan farklı değerler alırsa, eşleşmiş diferansiyel denklemler elde eder ve buradan da dalgaların dağılma bağıntısına geçebiliriz [27].

Manyetik alana koşut yöndeki sıcaklık gradyenti aşağıdaki biçimde yazılabilir:

$$\nabla_{//} T = \nabla_{//} \left(T_{\perp} + T_{//} \right) = \nabla_{//} \left(T^{i}_{\perp} + T^{e}_{\perp} + T^{e}_{//} + T^{i}_{//} \right) \tag{6}$$

Burada $\nabla_{//}$ ve $\nabla_{\perp}$ manyetik alana koşut ve dik yöndeki gradyentleri; $T_{\perp}$ ve $T_{//}$ de O^{5+} iyonlarının çizgi kesitlerinden türetilen sıcaklıkların manyetik alana dik ve koşut bileşenlerini simgeler. "i" ve "e" üst indisleri de "iyon" ve "elektron"a gönderi yapar. Ancak iyon sıcaklıkları elektronlarınkinden çok büyük olduğundan $T^{e}_{\perp}$ ve $T^{e}_{//}$ boşlanacaktır. Benzer biçimde manyetik alana dik yöndeki sıcaklık gradyenti de,

$$\nabla_{\perp} T = \nabla_{\perp} \left(T^{i}_{\perp} + T^{e}_{\perp} \right) \tag{7}$$

olarak yazılır. Anımsanacağı gibi, $T_{eff} = T_i + \left(m_i / 2k \right) \xi^2$ olarak tanımlıdır. Esser ve ark. [28] O^{5+} ve Mg^{9+} iyon sıcaklıklarının birbirine çok yakın olduğunu bildiriyor. Mg^{9+} için verdikleri δv tedirginlik hızından (ξ^2) türetilen ısısal olmayan $T_{\perp}$ sıcaklık kesiti aşağıdaki polinom işlevle verilir:

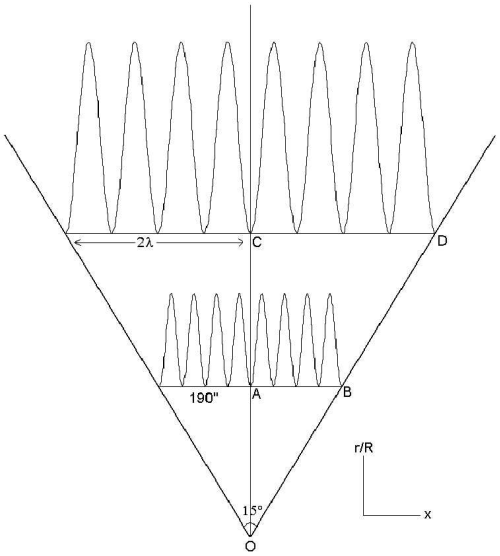
$$T_{\perp} = -4\times10^{6} \left(\frac{r}{R_{\odot}} \right)^2 + 3\times10^{7} \left(\frac{r}{R_{\odot}} \right) - 2\times10^{7} \tag{8}$$

T_i iyon sıcaklığının sabit olarak alınması durumunda (6) numaralı bağıntıda kullanılacak olan sıcaklık (8) eşitliğiyle verilen sıcaklıktır. Bu sıcaklık, hem r hem de manyetik alana dik yön olarak tanımladığımız x yönüyle değişmektedir. Son olarak, Wilhelm ve ark. [3] iyonlaşma sıcaklığının "plumlerarası şeritler" de "plumler"dekinden %30 daha fazla olduğuna işaret etmişlerdir. (8) numaralı bağıntıyla verilen değişime x-yönündeki değişimi de eklersek,

$$T_{\perp}\left(x, r/R_{\square}\right) = T_{\perp} + 0.3T_{\perp}\sin^2\left(\frac{2\pi}{\lambda}x\right) \tag{9}$$

biçiminde modelleyebiliriz (Şekil 1). Bu durumda $\nabla_{//}T_{\perp}$ aşağıdaki gibi yazılır:

$$\nabla_{//}T_{\perp}\left(x, r/R_{\square}\right) = \frac{\partial T_{\perp}}{\partial x} + \frac{\partial T_{\perp}}{\partial\left(r/R_{\square}\right)} \tag{10}$$



Şekil 1. Kuzey güneştacı deliğindeki "plume" ve "plumlerarası şeritler"in genişliklerinin r uzaklığıyla olan değişimleri. Gerçek görüntü için Wilhelm ve ark. [3] makalesine bakınız.

İyon-cyclotron rezonans süreci parçacıklara dik yönde erke kazandırırken manyetik ayna kuvvetinin etkisiyle de radyal yönde ivmelenirler. İvmelenen iyonlar ışınım salar. Bu ışınım manyetik alana dik yönde yayılır ve güneştacı deliğinin bir başka yöresindeki iyonlar tarafından soğurulur. O^{5+} iyonlarının etkin sıcaklığı 10^8K düzeylerindedir [28]. T_{eff} bağıntısını kullanarak parçacıkların kinetik erkesini hesaplarsak, bu erkenin 8.556×10^3 eV düzeylerinde olduğunu görürüz. İvmelenen iyonların erkeleri keV düzeylerindedir. Bu iyonların "ılımlı relativistik" parçacıklar olduğunu söyleyebiliriz [29]. Salmış oldukları dalgaların gücü,

$$\eta^T \approx \frac{e^2\omega_b^2}{6\pi\varepsilon_0 c}\beta_{\perp}^2\left(1+\beta^2+...\right) \tag{11}$$

ile verilir; burada $\beta^2 = v^2/c^2 = \beta_{//}^2 + \beta_{\perp}^2$ **ve** $\omega_b = eB_0/m_0$ olarak tanımlıdır. (11) numaralı bağıntı yardımıyla ivmelenen parçacıkların saldığı ışınımın gücü $\approx 10^{-18}$ W denlidir; bu denli güçlü ikincil dalgaların iyonları ısıtmada yeterli olduğunu söyleyebiliriz.

Şimdi kuzey güneştacı deliğinde manyetikses dalgalarının yayılma, erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçma, kırılma, yansıma gibi özelliklerini verecek olan dağılma bağıntısının türetilmesine geçebiliriz.

3. Kuzey Güneştacı Deliğinde Manyetik Ses Dalgaları.

Bu çalışmada, kuzey güneştacı deliğinde yayılan manyetik çalkantıların erkelerini plazma parçacıklarına aktararak plazmayı nasıl ısıttığını araştıracağız. Ancak sözü edilen manyetik çalkantıların nerede nasıl üretildiğine değinmeyeceğiz. Güneştacı deliği MHD yazınında bu dalgaların, (a) güneştacı tabanında üretildiği ve sönmeye uğradıkları bölgeye dek yayıldıkları, ve (b) yerel olarak üretildikleri ve yerele yakın bir bölgede söndükleri varsayılır [21].

Bizim bu çalışmadaki başlıca amacımız, O^{5+} iyonlarının 3R ye dek olan uzaklıklarda MHD dalgalarına nasıl yanıt verdiklerini anlamak olacaktır. Gözlemler güneştacı deliğinin "çarpışmasız" olduğunu göstermiş olmasına karşın, bazı araştırmacılar dalgaların 2-3 R altındaki bölgelerde viskozite, ısısal iletkenlik ve Ohmic saçılma yoluyla gerçekleşen Coulomb çarpışmalarıyla söneceğini savunur [21]. Bu önerileri de dikkate alarak, viskozite ve ısı iletkenliği varlığında MHD dalgalarının kuzey güneştacı deliğindeki yayılma özelliklerini inceleyeceğiz.

Dalga devinimini ve erkesini plazmaya ısı erkesi olarak saçma sorununu inceleyen temel eşitlikler, kütle, momentum, erke, manyetik akının korunumu ve manyetik indüksiyon eşitlikleridir. Bu eşitlikler aşağıdaki gibi verilir:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \mathbf{v}\cdot\nabla\rho + \rho\nabla\cdot\mathbf{v} = 0 \tag{12}$$

$$\rho\frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \rho(\mathbf{v}\cdot\nabla)\mathbf{v} = -\nabla p + (\nabla\times\boldsymbol{B})\times\frac{\boldsymbol{B}}{\mu} + \rho\nu\left[\frac{4}{3}\nabla(\nabla\cdot\mathbf{v}) - \nabla\times\nabla\times\mathbf{v}\right] \tag{13}$$

$$\frac{Dp}{Dt} - \gamma\frac{p}{\rho}\frac{D\rho}{Dt} = -(\gamma-1)\nabla\cdot\boldsymbol{q} \tag{14}$$

$$\frac{\partial \boldsymbol{B}}{\partial t} = \nabla\times(\boldsymbol{v}\times\boldsymbol{B}) \tag{15}$$

$$\nabla\cdot\boldsymbol{B} = 0 \tag{16}$$

Eşitliklerdeki simgeler, ρ, v, p, ρν, γ, sırasıyla, kütle yoğunluğu, hız, basınç, kinematik viskozite katsayısı ve adyabatik indeksdir. (12) – (16) eşitlikler dizgesinden elde edilen yarı-doğrusal eşitlikler,

$$\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1\cdot\nabla)\rho_0 + \rho_0(\nabla\cdot\mathbf{v}_1) = 0 \tag{17}$$

$$\rho_0\frac{\partial \mathbf{v}_1}{\partial t} + \rho_0(\mathbf{v}_1\cdot\nabla)\mathbf{v}_1 = -\nabla p_1 + (\nabla\times\boldsymbol{B}_1)\times\frac{\boldsymbol{B}_0}{\mu} + \rho\nu\left[\frac{4}{3}\nabla(\nabla\cdot\mathbf{v}_1) - \nabla\times(\nabla\times\mathbf{v}_1)\right] \tag{18}$$

$$\frac{\partial p_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1\cdot\nabla)p_0 - c_s^2\left[\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1\cdot\nabla)\rho_0\right] = -0.6\nabla\cdot\boldsymbol{q} \tag{19}$$

$$\frac{\partial \boldsymbol{B}_1}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{v}_1 \times \boldsymbol{B}_0 \right) \tag{20}$$

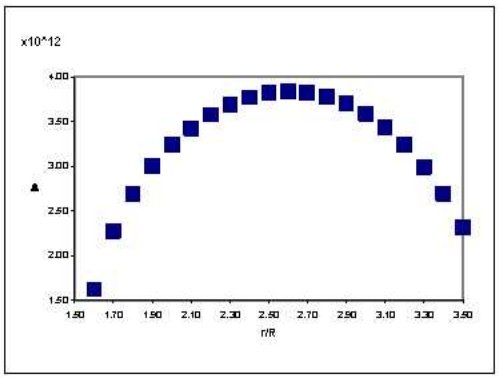
$$\nabla \cdot \boldsymbol{B}_1 = 0 \tag{21}$$

Sorunumuz dalga devinimini incelemek olduğu için, (17) – (21) eşitliklerini devinim eşitliği olarak bilinen (16) eşitliğinde buluşturmak olacaktır. Dağılma bağıntısında düzlem dalga varsayımı kullanacağız, yani, tüm tedirginlik niceliklerinin uzay-zaman değişimlerinin, $\exp\left[i\left(\omega t - \boldsymbol{k} \cdot \boldsymbol{r} \right) \right]$ biçiminde olduğu varsayılacak. Uzun ancak son derece basit cebirsel işlemlerden sonra dalgaların dağılma bağıntısını Ek'teki gibi elde ettik.

Dağılma bağıntısının genel çözümünü elde etmeden önce, bir dizi varsayımlarla "özel" çözümlere bakalım. Kuzey güneştacı deliği plazmasının "çarpışmasız" olduğuna ilişkin UVCS/SOHO verilerine değinmiştik. Bu durumda, viskozitenin boşlanabileceğini varsayabiliriz. İkinci olarak, aynı bölgede manyetik basınç plazma basıncından baskın olduğu için $c_s^2 << V_A^2$ varsayımıyla basınç gradyenti etkisini de boşlayabiliriz. Geleneksel varsayım, manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliği de boşlanırsa genel dağılma bağıntısı aşağıdaki biçimine indirgenir:

$$\left(\omega^2 - k^2 V_A^2 \right)^3 \left(\omega^4 V_A^2 - a^2 H_{//}^2 k^4 \right) = 0 \tag{22}$$

(22) numaralı bağıntıda birinci çarpan Alfven dalgalarının dağılma bağıntısıdır. Alfven dalgaları sönmeden yayılır. İkinci çarpan, biri sönmeye uğrayan iki dalga biçeminin varlığına işaret eder. Sönen biçemin ($M_{//}$) Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti Şekil 2 de gösterilmiştir.



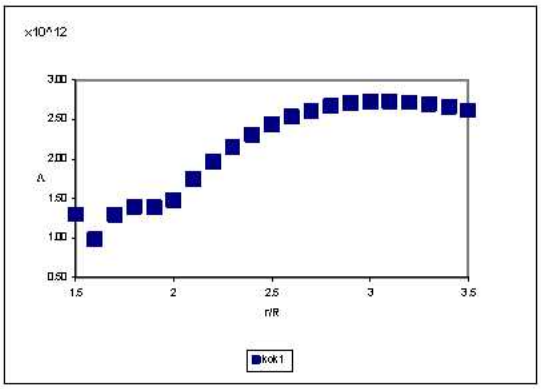
Şekil 2. $M_{//}$ biçemin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

Bu sonuç önceki çalışmamızda elde ettiğimiz sonuçla tutarlı görünüyor [1]. Sönme ölçek uzunluğunun ($\Lambda=1/k_i$) düzenli olarak artması dalgaların yansıma noktasına yaklaştıkça kırınıma uğrayacağı gerçeğini yansıtır. Ancak, R ~ 2.5 civarında sönme ölçek uzunluğunda düzenli bir azalış başlıyor. Bu azalış, dalgaların ortamdaki iyonlarla daha güçlü rezonansa girmeye başladığının işaretidir. İyonlarla rezonansa giren dalgalar mekanik erkelerini plazma ortamına ısı erkesi olarak saçarlar.

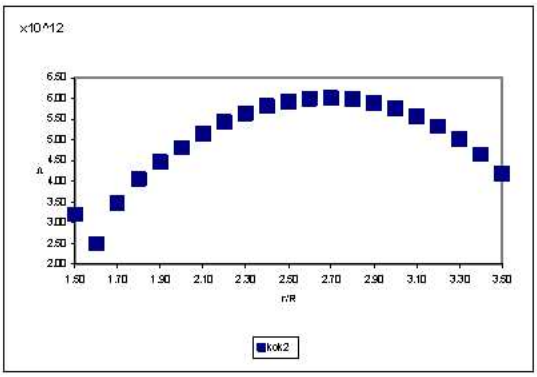
İkinci "özel" çözüm olarak, manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliğinin dalganın yayılmasında önemli rol oynadığını varsayalım. Bu durumda genel dağılma bağıntısı aşağıdaki duruma indirgenir:

$$\left(\omega^2 - k^2 V_A^2\right)^3 \left[\omega^4 V_A^2 + 2aH_\perp V_A \omega^2 k^2 + a^2 k^4 \left(H_\perp^2 - H_{//}^2\right)\right] = 0 \qquad (23)$$

(23) numaralı bağıntıdaki 1. çarpana ilişkin yukarıda söylediklerimizi usumuzda tutarak ikinci çarpanın çözümüne geçelim. Bu durumda dalga genliği sönen iki biçem ortaya çıkar ($M_{\perp,\sqcap}^H$ ve $M_{\perp,\sqcap}^V$). Bu biçemlerin sönme ölçek uzunlukları sırasıyla Şekil 3 ve Şekil 4 de verilmiştir. Şekil 3 ile betimlenen biçem, $M_{\perp,\sqcap}^H$, R ~ 1.5 – 1.6 aralığında hızlı bir



Şekil 3. $M_{\perp,\sqcap}^H$ biçeminin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

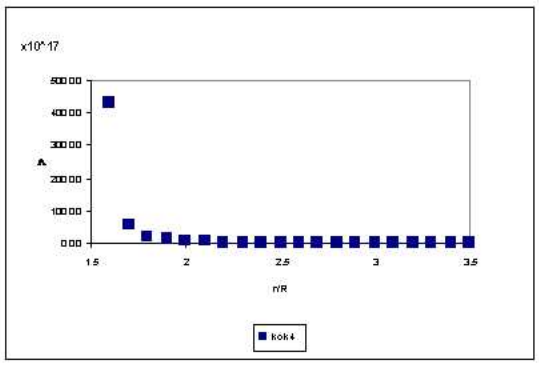


Şekil 4. $M_{\perp,\sqcap}^V$ biçeminin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

sönmeye uğradıktan sonra, büyük bir olasılıkla güçlü bir rezonans sonrasında, daha ılımlı olarak sönmesini sürdürüyor, dışarı doğru yayılırken kırınıma uğruyor ve R ~ 2.9 dan sonra yine artan oranlarla sönmeye devam ediyor. İkinci biçem, $M_{\perp,\sqcap}^V$, de R ~ 1.5 – 1.6 aralığında birinci biçem gibi davranıyor, yani güçlü bir rezonansa uğruyor; ancak sönme ölçek uzunluğu birinciden daha uzun olduğu için güneştacının dış bölgelerine dek yayılma ve erkesini oralara boşaltma eğiliminde.

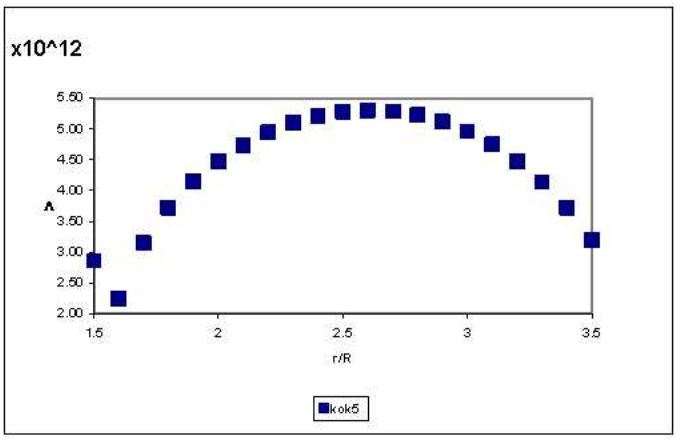
Son olarak genel çözüme bakalım. Ek'te sunduğumuz dağılma bağıntısının genel çözümünde toplam 5 dalga biçemi var. Bunlardan üçü sönmeye uğramayan Alfven dalgaları diğer iki kökse sönme gösteren dalga biçemlerini, M_G^H ve M_G^V, simgeler. Bu çözümde, viskoziteyi, plazma basınç gradyentini manyetik alana koşut ve dik yöndeki ısı iletkenliklerini dikkate aldık. Ayrıca, dalgaların "plumlerarası şeritler"de ve "plumler"de nasıl yayılacaklarını da göstermeye çalıştık.

Şekil 5 ve Şekil 6, "plumlerarası şerit"te yayılan, sırasıyla, $M^{V}_{G,PAŞ}$ ve $M^{H}_{G,PAŞ}$ dalgaların sönme ölçek uzunluklarını gösteriyor. Dikkat edilirse, $M^{V}_{G,PAŞ}$ dalgalarının sönme ölçek uzunlukları başlangıçta çok büyük, ancak R ~ 1.5 – 2.0 aralığında çok hızlı bir sönmeye uğradıkları açık! Bu biçem ya çok güçlü bir rezonans geçiriyor, veya MHD dalga yazınında savunulduğu gibi "sahte biçem" (Yayılmayan biçem) olarak adlandırılır.



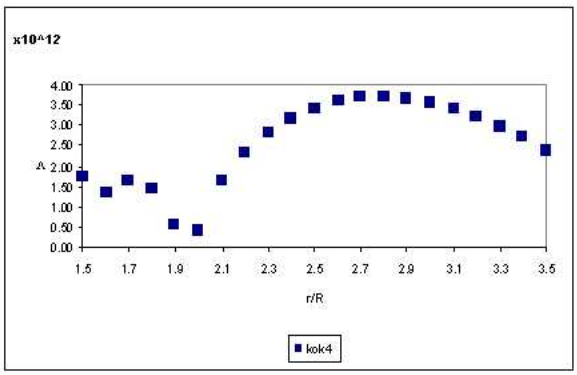
Şekil 5. $M^{V}_{G,PAŞ}$ biçeminin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

Diğer biçem, $M^{H}_{G,PAŞ}$ (Şekil 6) Şekil 4 de verilen $M^{V}_{\perp,P}$ biçemi gibi davranıyor.



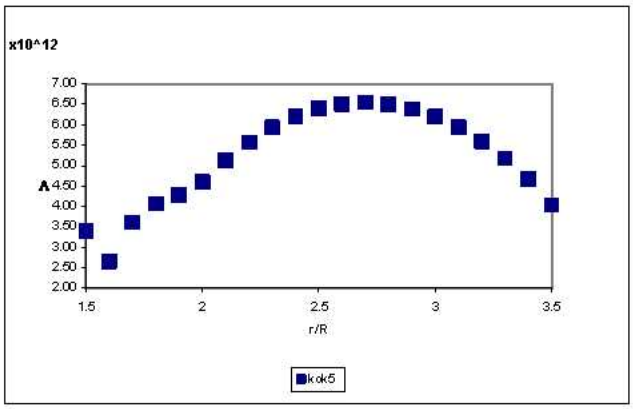
Şekil 6. $M^{H}_{G,PAŞ}$ biçeminin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

"Plumler"de yayılmaya başlayan birinci biçem, $M^{H}_{G,P}$ (Şekil 7) , R ~ 1.5 – 2.0 aralığında hızlı bir sönmeye uğradıktan sonra, büyük bir olasılıkla güçlü bir rezonans sonrasında, daha ılımlı olarak sönmesini sürdürüyor; dışarı doğru yayılırken kırınıma uğruyor ve R ~ 2.7 den sonra yine giderek artan oranlarda rezonansa uğruyor.



Şekil 7. $M^{H}_{G,P}$ biçeminin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

Diğer biçem, $M^{V}_{G,P}$ (Şekil 8), Şekil 6 da verilen $M^{V}_{\perp,\square}$ biçemi gibi davranıyor.



Şekil 8. $M^{V}_{G,P}$ biçeminin Güneş'ten olan uzaklığa karşı sönme ölçek uzunluğunun kesiti. Açıklama için metne bakınız.

Son olarak, "plume"/ "plumlerarsı şerit" sınırına 45^0 açıyla yayılan dalgaların yayılma özelliğine baktık. $M^{H}_{G,45}$ in davranışı $M^{H}_{\perp,\square}$ biçemi gibidir. $M^{V}_{G,45}$ dalga biçemi de $M^{V}_{\perp,\square}$ gibi davranır.

4. Sonuç.

Bu çalışmada güneştacı deliğindeki iyonların, özellikle O^{5+} iyonlarının 3R ye dek olan uzaklıklarda MHD dalgalarına nasıl yanıt verdiklerini anlamaya çalıştık. Kuzey güneştacı deliğinin UVCS/SOHO gözlemleri sonucunda "çarpışmasız" olduğunun anlaşılmasından sonra klasik Coulomb çarpışmalarıyla ısı iletkenliğinin sağlanamayacağı anlaşılmıştır. Ancak, Dubin ve O'Neil [13] önerisi doğrultusunda, yani, plazmada, $r_c / \lambda_D \ll 1$ ve $L_T \geq \lambda_D$ koşullarının sağlandığı durumda manyetik alana dik yöndeki ısı iletkenliğinden, ivmelenen iyonların saldığı ve başka yörede diğer iyonlarca soğurulan plazma dalgaları sorumlu tutulur. Kuzey güneştacı deliğinde yukarıda saydığımız her iki koşul da geçerlidir. Yaptığımız çözümlemeler, viskozite, basınç gradyenti, manyetik alana koşut ve dik yöndeki ısı iletkenliklerinin varlığında manyetikses dalgalarının sönmeye uğrayan her iki biçeminin de güneştacının ısıtılmasına katkıda bulunacağını gösterdik.

EK – Manyetikses Dalgalarının Dağılma Bağıntısı

$$k^{10}\left[-a^2H_{//}^2A_{10}-1.6c_s^2B_{10}-a\frac{H_\perp}{V_A}C_{10}-a^2\frac{H_\perp^2}{V_A^2}D_{10}-(1.6)^2c_s^4D_{10}+F_{10}\right]$$
$$+k^8\left[1.6c_s^2A_8+a\frac{H_\perp}{V_A}B_8+(1.6)^2c_s^4C_8+a^2\frac{H_\perp^2}{V_A^2}C_8-a^2H_{//}^2E_8+F_8\right]$$
$$+k^6\left[1.6c_s^2A_6+a\frac{H_\perp}{V_A}B_6+(1.6)^2c_s^4C_6+a^2\frac{H_\perp^2}{V_A^2}C_6-a^2H_{//}^2E_6+F_6\right]$$
$$+k^4\left[1.6c_s^2A_4+a\frac{H_\perp}{V_A}B_4+(1.6)^2c_s^4\omega^6V_A^2+a^2\frac{H_\perp^2}{V_A^2}-a^2H_{//}^2\omega^6+C_4\right]$$
$$k^2\left[5.6i\omega\lambda V_A^2-3\omega^8V_A^4-3.2\omega^8V_A^2c_s^2+2\omega^8V_AaH_\perp\right]$$
$$+\omega^{10}V_A^2=0 \qquad \text{(E1)}$$

Yukarıdaki bağıntıda, $a = 0.6/\rho_0$; $\lambda = \rho\nu/\rho_0$; $H_{//} = \kappa_{//waves}^{j}\nabla_{//}T; H_\perp = \kappa_{\perp waves}^{j}\nabla_\perp T$; V_A Alfven hızı, c_s ses hızı ve ω dalga frekansıdır. A_i, B_i, vb. i = 2, 4, 6, 8, 10 katsayıları da aşağıda verilmiştir.

$$A_{10}=3V_A^4i\omega\lambda+3V_A^2\omega^2\lambda^2-\omega^2\lambda^2i\omega\lambda-V_A^6 \qquad \text{(E2)}$$

$$B_{10}=-7.8V_A^6\omega^2\lambda^2+7.8i\omega\lambda V_A^4\omega^2\lambda^2-2.6V_A^8i\omega\lambda+2.6V_A^2\omega^4\lambda^4 +2aH_\perp V_A\left(3V_A^4i\omega\lambda+3V_A^2\omega^2\lambda^2-V_A^6-\omega^2\lambda^2i\omega\lambda\right) \qquad \text{(E3)}$$

$$C_{10}=4V_A^6\omega^2\lambda^2-7.8i\omega\lambda V_A^4\omega^2\lambda^2+2.6V_A^8i\omega\lambda+3.8V_A^6\omega^2\lambda^2-2.6V_A^2\omega^4\lambda^4 \qquad \text{(E4)}$$

$$D_{10}=-3V_A^4\omega^2\lambda^2-3V_A^6i\omega\lambda+V_A^8+V_A^2\omega^2\lambda^2i\omega\lambda \qquad \text{(E5)}$$

$$F_{10}=1.69V_A^8\omega^2\lambda^2-5.07V_A^6\omega^2\lambda^2i\omega\lambda-5.07\omega^4\lambda^4V_A^4+1.69\omega^4\lambda^4V_A^2i\omega\lambda \qquad \text{(E6)}$$

$$A_8=-21.6V_A^4\omega^4\lambda^2+9.8i\omega\lambda V_A^2\omega^4\lambda^2-13.8\omega^2V_A^6i\omega\lambda+2V_A^8\omega^2 +6a\omega^2V_AH_\perp\left(\lambda^2+2V_A^2i\omega\lambda-V_A^4\right) \qquad \text{(E7)}$$

$$B_8=21.6V_A^4\omega^4\lambda^2-9.8i\omega\lambda V_A^2\omega^4\lambda^2+13.8\omega^2V_A^6i\omega\lambda-2V_A^8\omega^2 \qquad \text{(E8)}$$

$$C_8=-3V_A^2\omega^4\lambda^2-6\omega^2V_A^4i\omega\lambda+3\omega^2V_A^6 \qquad \text{(E9)}$$

$$E_8=-6\omega^2V_A^2i\omega\lambda-3\omega^4\lambda^2+3\omega^2V_A^4 \qquad \text{(E10)}$$

$$F_8=-12.87V_A^6\omega^4\lambda^2+17.94i\omega\lambda V_A^4\omega^4\lambda^2+7.67V_A^2\omega^6\lambda^4-2.6V_A^8\omega^2i\omega\lambda \qquad \text{(E11)}$$

$$A_6=19.8\omega^4V_A^4i\omega\lambda+13.8\omega^6\lambda^2V_A^2-6aH_\perp V_A\omega^4i\omega\lambda-6V_A^6\omega^4+6aH_\perp\omega^4V_A^3 \qquad \text{(E12)}$$

$$B_6=-19.8\omega^4V_A^4i\omega\lambda-13.8\omega^6\lambda^2V_A^2+6V_A^6\omega^4 \qquad \text{(E13)}$$

$$C_6=3\omega^4i\omega\lambda V_A^2-3V_A^4\omega^4 \qquad \text{(E14)}$$

$$E_6=-3\omega^4V_A^2+3\omega^4i\omega\lambda \qquad \text{(E15)}$$

$$F_6=23.67\omega^6V_A^4\lambda^2+10.8V_A^6\omega^4i\omega\lambda-13.87i\omega\lambda\omega^6\lambda^2V_A^2-V_A^8\omega^4 \qquad \text{(E16)}$$

$$A_4=-8.6\omega^6i\omega\lambda V_A^2+6V_A^4\omega^6-2aH_\perp\omega^6V_A \qquad \text{(E17)}$$

$$B_4 = 8.6\omega^6 i\omega\lambda V_A^2 - 6V_A^4\omega^6 \quad \text{(E18)}$$

$$C_4 = -12.49\omega^8\lambda^2 V_A^2 - 13.8\omega^6 V_A^4 i\omega\lambda + 3V_A^6\omega^6 \quad \text{(E19)}$$

Kaynaklar

[1] Pekünlü, E.R., Çakırlı, Ö. & Özetken, E., 2001, "Alfven waves in the inner polar coronal hole" *Mon. Not. Royal Astron. Soc.*, 326, 675.

[2] Falconer, D.A. & Davila, J.M., 2001, "Huge Coronal Structure and Heating Constraints Determined from SERTS Observations", *ApJ*, 547, 1109.

[3] Wilhelm, K. ve ark., 1998, "The Solar Corona above Polar Coronal Holes as Seen by SUMER on *SOHO*", *ApJ*, 500, 1023.

[4] Marsch, E., 1999, "Solar Wind Models from the Sun to 1 AU: Constraints by in Situ and Remote Sensing Measurements", *Space Sci. Rev.*, 87, 1.

[5] Kohl, J.L. ve ark., 1999, "EUV Spectral Line Profiles in Polar Coronal Holes from 1.3 to 3.0 $R_\odot$", *ApJ*, 510, L59-L62.

[6] Kohl, J.L. ve ark., 1997, "First Results from the SOHO Ultraviolet Coronagraph Spectrometer", *Solar Physics*, 175, 613.

[7] Mckenzie J.F., Banaszkiewics, M. and Axford, W.I., 1995, "Acceleration of the high speed solar wind."*A&A*, 303, L45.

[8] Hollweg, J.V., 1999c, "Potential wells, the cyclotron resonance, and ion heating in coronal holes", *JGR*, 104, No.1, 505-520.

[9] Antonucci, E., Dodero, M.A. and Giordano, S., 2000, "Fast Solar Wind Velocity in a Polar Coronal Hole during Solar Minimum", *Solar Physics*, 197, 115.

[10] Vocks, C., 2002, "A Kinetic Model for Ions in the Solar Corona Including Wave-Particle Interactions and Coulomb Collision", *ApJ*, 568, 1017-1029.

[11] Doyle, J.G., Teriaca, L., and Banerjee, D., 1999, "Coronal hole diagnostics out to $8R_{sun}$", *A&A*, 349, 956.

[12] Cranmer, S.R., Field, G.B. & Kohl, J.L., 1999, "Spectroscopic Constraints on Models of Ion-cyclotron Resonance Heating in the Polar Solar Corona", *Space Sci. Rev.*, 87, 149.

[13] Dubin, D.H.E. & O'Neil, T.M., 1997, "Cross-Magnetic-Field Heat Conduction in Non-neutral Plasmas", *Phys. Rev. Lett.*, 78, No.20, 3868.

[14] Hollweg, J.V., *JGR*, 1999a, "Cyclotron resonance in coronal holes, "JGR, 104, No. A11, 24781

[15] Hollweg, J.V., *JGR*, 1999b, "Cyclotron resonance in coronal holes: 2. A two-proton description", JGR, 104, No. A1, 24793.

[16] Feldman, W.C. ve ark., 1997, "Experimental constraints on pulsed and steady state models of the solar wind near the Sun", *JGR*, 102, 26905.

[17] Endeve, E. & Leer, E., 2001, "Coronal heating and solar wind acceleration; gyrotropic electron-proton solar wind", *Solar Physics*, 200, 235.

[18] Voitenko, Y. & Goosens, M., 2002, "Excitation of high-frequency Alfvén waves by plasma outflows from coronal reconnection events", *Solar Physics*, 206, 285.

[19] Chen, F.F., 1974, "*Introduction to Plasma Physics*", NY, Plenum Press, p. 11.

[20] Raymond, J.C. ve ark., 1997, "Composition of Coronal Streamers from the SOHO Ultraviolet Coronagraph Spectrometer", *Solar Physics*, 175, 645.

[21] Cranmer, S.R., 2002, "Coronal Holes and the High-Speed Solar Wind", *Space Sci. Rev.*, 101:229-294.

[22] Banerjee, D., Teriaca, L., Doyle, J. G., Wilhelm, K., 1998, "Broadening of SI VIII lines observed in the solar polar coronal holes", *A &A*, 339, 208.

[23] Axford, W.I., ve ark., 1999, "Acceleration of the High Speed Solar Wind in Coronal Holes", *Space Sci. Rev.*, 87, 25-41.

[24] Seshadri, S.R., 1973, "*Fundamentals of Plasma Physics*", NY, American Elsevier Pub. Co. Inc., p. 41.

[25] Huba, J.D., 2000, "*Plasma Formulary*", Washington, DC 20375, NRL, p.37.

[26] Braginskii, S.I., 1965, Transport processes in Plasma in "*Review of Plasma Physics*", ed. M.A. Leontovich, NY, Consultant Bureau, p. 275.

[27] Priest, E.R, 1984, "*Solar Magnetohydrodynamics*", Dordrecht, D. Reidel Pub. Co. p. 86, 168.

[28] Esser, R. ve ark., 1999, "Plasma Properties in Coronal Holes Derived from Measurements of Minor Ion Spectral Lines and Polarized White Light Intensity", *ApJ*, 510: L63-L67.

[29] Bekefi, G., 1966, "*Radiation Processes in Plasmas*", N.Y., John Wiley and Sons Inc., p. 200.

ÇIKARIM (INFERENCE) YÖNTEMİ KULLANILARAK W UMa YILDIZLARININ SALT PARAMETRELERİNİN BULUNMASI

Tenay SAGUNER[1] , Ethem DERMAN [2]

Özet

Bu çalışmada literatürde de birçok defa W Uma türü çift sistemlerin salt parametrelerini belirlemek için kullanılmış "Çıkarım (İnferance) Yöntemi" son zamanlarda Rucinski ve arkadaşları [6] tarafından salt parametreleri hem tayfsal hemde fotometrik gözlemler sonucu oldukça duyarlı bir şekilde hesaplanmış olan sistemlere uygulanmıştır. Maceroni ve Van't veer 'in [4] yapmış oldukları son çalışmada Vandenberg'in [5] yıldız evrim modellerini kullanmışlardı. Burada sistemlerin salt parametreleri hesaplanırken yıldız evrim modelleri içinde "overshooting" olayı için daha doğru değerleri hesaba katan çeşitli evrim modelleri denenmiş ve bu evrim modelleri kullanılarak hesaplanan değerler Rucinski ve arkadaşları [6] tarafından verilen değerler ile karşılaştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *W UMa, Çıkarım (Inference) Yöntemi, Salt Parametreler, Evrim Modelleri*

Abstract

In this paper we present usage of "Inferance (Çıkarım) Method" . The method was used for determined the absolute parameters of W UMa type contact binary systems in literature. We apply the method for absolute parameters derived from combined photometric and spectroscopic solutions by Rucinski et al. [6] recently. During the determination of absolute parameters we try various evolutionary star models. These models considered more accurate amount of "overshooting". We determine the absolute parameters whit using the method and we compare the values with Rucinski et al.[6].

Key Words: *W UMa, Inference Method, Absolute Elements, Evolutionary Models*

1.Giriş

Yıldız astrofiziğinde, yıldızların yapılarını belirleyen çok sayıda parametre vardır. Bu parametrelerin belirlenmesinde, gözlemsel özellikler açısından sağladıkları kolaylıklar nedeni ile yakın çift yıldızlar ve özellikle örten çift yıldızlar bir ayrıcalığa sahiptir. Zamana karşı gösterdikleri ışık ve dikine hız değişimlerinin analizi sonucu bu fiziksel parametreler bulunmaktadır. Doğru fiziksel parametrelere ulaşmak için hiç kuşkusuz yüksek kalitede tayfsal gözlemlerin yanı sıra güvenilir ve gerçekçi fiziksel modellere dayalı çözüm yöntemlerinin kullanılması gerekmektedir. Bu nedenlerden dolayı, dikine hız eğrisine ihtiyaç duyulmadan yıldızların fiziksel parametrelerinin bulunması üzerine "İkincil Yöntem" ler geliştirilmiştir. Sistemlerin salt parametrelerini bulmak amacı ile geliştirilen "Çıkarım

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Tandoğan Ankara 06100 Tel:(312)2126720/1325 e-posta: tenaysaguner@gmail.com*
[2] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan Ankara 06100 Tel:(312)2126720/1319 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr*

(Inference) Yöntemi" de son olarak Maceroni & Van't veer [4] tarafından birçok W UMa sistemine uygulanmış ikincil bir yöntemdir.

Bu çalışmada öncelikle, yöntemin nasıl kullanıldığına, yöntemin varsayımlarına ve bu yöntemle sistemlerin salt parametrelerinin nasıl hesaplandığına deyinilmiştir. Bu hesaplamaları daha kolay yapabilmek için Microsoft Excel'de bir Makro hazırlanmıştır. Daha sonra Maceroni & Van't veer'in [4] yapmış oldukları çalışmadan yola çıkarak daha güncel yıldız evrim modelleri ile yöntem geliştirilmiştir. Son zamanlarda Rucinski ve arkadaşları [6] tarafından salt parametreleri son derece duyarlı bir şekilde hesaplanan sistemlere yeni evrim modelleri (VandenBerg [5], Padova [7], Yonsei-Yale [8]) kullanılarak uygulanmış ve elde edilen değerler Rucinski ve arkadaşları [6] tarafından bulunan değerler ile karşılaştırılmıştır.

2. Yöntem

Çıkarım (Inference) Yöntemi en basit tanımı ile; farklı kütle oranlarına sahip W UMa sistemleri için hesaplanan "Kepler" yolları ile bu sistemlerin kütle oranlarına göre yıldız evrim modellerinden hesaplanan "Yaş Çizgileri" nin yapılan bazı varsayımlar altında, toplam kütle- toplam ışınım gücü grafiği üzerindeki kesim noktası kullanılarak sistemlerin salt parametrelerini hesaplayan ikincil bir yöntemdir.

Yöntemi kullanabilmek için öncelikle bazı varsayımlarda bulunmak gerekmektedir:

- Bileşen yıldızlar arasındaki etkileşim (kütle ve enerji transferi) sistemin toplam kütlesini ve toplam ışınım gücünü etkilemez.
- Sistemin toplam ışınım gücü, aynı kütleye sahip ve aynı yaştaki iki ayrık bileşenin toplam ışınım gücü ile aynıdır.
- Sistemler genç yıldızlar olarak kabul edilir.

Bu varsayımlar altında Çıkarım (Inference) Yöntemi kullanılarak salt parametrelerin nasıl hesap edileceğini, bu hesaplamalarda kullanılacak denklemleri ve bu denklemlerin nasıl elde edileceğini kısaca açıklamaya çalışalım.

2.1. Kepler Yolu

Sistemlere ilişkin Kepler Yolu; toplam ışınım gücü bağıntısı ve Kepler'in III. yasasının ortak çözümü sonucu elde edilir ve bize kütle-ışınım gücü için bir ilişki verir.

$$L_{(Toplam)} = 4\pi\sigma a^2 (r_1^2 T_1^4 + r_2^2 T_2^4) \quad (1)$$

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_1 + M_2) \quad (2)$$

$$L_{(Toplam)} = c M_1^{\frac{2}{3}} P^{\frac{4}{3}} (1+q)^{\frac{2}{3}} (r_1^2 T_1^4 + r_2^2 T_2^4) \quad (3)$$

$$c = (4\pi)^{\frac{1}{3}} (G)^{\frac{2}{3}} \sigma$$

Burada; (1) denklemi, Toplam Işınım Gücü Bağıntısı, (2) denklemi, Kepler'in III. Yasası olmak üzere bu iki denklemin ortak çözümü sonucu elde edilen (3) denklemi, sistemlere ilişkin Kepler Yolu'nu hesap etmekte kullanılan bağıntıdır.

Sistemlerin Kepler Yollarını hesap etmek için kullanılan (1) ve (2) denklemlerinin nasıl elde edildiğine ve burada kullanılan parametrelere bakacak olursak;

Toplam Işınım Gücü denklemi için:

$$L_1 = 4\pi\sigma R_1^{\,2} T_1^{\,4} \quad (4)$$

$$L_2 = 4\pi\sigma R_2^{\,2} T_2^{\,4} \quad (5)$$

$$L_1 + L_2 = 4\pi\sigma (R_1^{\,2} T_1^{\,4} + R_2^{\,2} T_2^{\,4}) \quad (6)$$

Burada sistemlere ilişkin yarıçap değerlerini (R_1,R_2) bilmediğimiz için yarıçapları kesirsel yarıçap cinsinden yazıyoruz:

$$R_1 = a r_1 \quad (7)$$

$$R_2 = a r_2 \quad (8)$$

olmak üzere Toplam Işınım Gücü için;

$$L_{(Toplam)} = 4\pi\sigma a^2 (r_1^{\,2} T_1^{\,4} + r_2^{\,2} T_2^{\,4}) \quad (9)$$

denklemini elde etmiş oluyoruz. Burada sistemlerin yarı-büyük eksen uzunluğu olan 'a' değeri de elimizde olmadığı için onun yerine bildiğimiz parametreleri içeren bir bağıntı kullanmalıyız.

Kepler'in III. Yasası için:

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_1 + M_2) \quad (10)$$

Sistemin bileşenlerine ait kütle değerleri zaten elde etmeye çalıştığımız salt parametrelerin başında gelmektedir. Bu nedenle bileşen yıldızların kütleleri yerine sistemin kütle oranı olan q $(q=M_2/M_1)$ kullanılarak;

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G}{4\pi^2} (1+q) M_1 \quad (11)$$

$$a = \left(\frac{G}{4\pi^2}\right)^{\frac{1}{3}} P^{\frac{2}{3}} (1+q)^{\frac{1}{3}} M_1^{\,\frac{1}{3}} \quad (12)$$

denklemi elde edilir. Artık Kepler Yolunu hesaplamak için gerekli denklemleri elde edildiğine göre , (9) denkleminde yarı-büyük eksen uzunluğu (a) yerine (12) denklemini yazarak;

$$L_{(Toplam)} = 4\pi\sigma \left(\frac{G}{4\pi^2}\right)^{\frac{2}{3}} M_1^{\,\frac{2}{3}} P^{\frac{4}{3}} (1+q)^{\frac{2}{3}} (r_1^{\,2} T_1^{\,4} + r_2^{\,2} T_2^{\,4}) \quad (13)$$

$$c = 4\pi\sigma \left(\frac{G}{4\pi^2}\right)^{\frac{2}{3}} \quad (14)$$

olmak üzere sistemlere ait Kepler Yolunu hesaplamakta kullanılacak denklemi elde etmiş olduk.

$$L_{(Toplam)} = c\, M_1^{\frac{2}{3}} P^{\frac{4}{3}} (1+q)^{\frac{2}{3}} (r_1^{\,2} T_1^{\,4} + r_2^{\,2} T_2^{\,4}) \qquad (15)$$

Burada kullanılan parametreler:

Tablo 1. Denklemlerde kullanılan parametreler

Parametreler	Açıklama
$L_{(Toplam)}$	sistemin toplam ışınım gücü ($L_\odot$)
a	sistemin yarı-büyük eksen uzunluğu ($R_\odot$)
r_1, r_2	birinci ve ikinci bileşene ait kesirsel yarıçaplar
T_1, T_2	birinci ve ikinci bileşene ait etkin sıcaklıklar ($T_\odot$)
M_1, M_2	birinci ve ikinci bileşene ait kütleler ($M_\odot$)
P	sistemin dönemi (gün)
q	sistemin kütle oranı ($q=M_2/M_1$)
G	çekim sabiti ($6{,}672*10^{-8}\ cm^3\ gr^{-1}\ sn^{-2}$)
σ	stefan-boltzman sabiti ($5{,}67*10^{-5}\ erg\ cm^{-2}\ K^{-4}\ sn^{-1}$)

olarak ifade edilebilir.

(15) denkleminde, sisteme ait dönem değerini (P), kesirsel yarıçapları (r_1, r_2), sistemin kütla oranını (q) ve etkin sıcaklıkları (T_1, T_2) ışık eğrisi analizi sonucunda elde edebiliyoruz. Burada, sistemin birinci bileşeni için alınacak kütle değeri ile sistemin toplam ışınım gücü olan $L_{(Toplam)}$ ($L_\odot$) hesaplanır. Birinci bileşen için alınan kütle değeri ve sistemin kütle oranı (q) kullanılarak toplam kütle hesaplanır. Bu değerler bize toplam ışınım gücü- toplam kütle grafiği üzerinde bir nokta verir. Bu işlem birinci bileşen için alınacak farklı kütle değerleri için tekrarlanır. Sonuç olarak sisteme ait Kepler Yolu elde edilir.

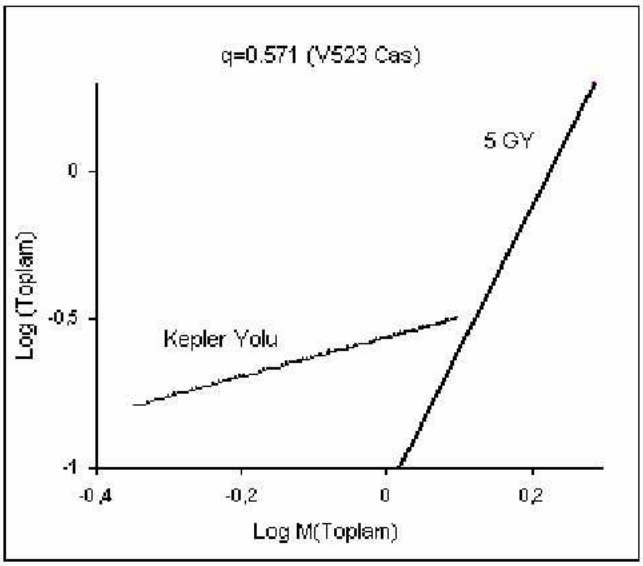
2.2 Yaş Çizgileri

Yaş çizgileri hesaplanırken; seçilen evrim modelli içinden (Vandenberg [5], Padova [7], Yonsei-Yale [8] vb.) salt parametrelerini hesaplamak istediğimiz sistemin 'q' kütle oranına sahip iki model yıldız alınır. Bu model yıldızlar için hesaplanmış kütle, ışınım gücü gibi pek çok değere evrim modelleri tablolarından ulaşılabilmektedir (şekil 1). Bu tablolardan yararlanılarak, model yıldızlar kullanılarak hesaplanan ışınım gücü ve kütle değerleri ile salt parametrelerini belirlemek istediğimiz 'q' kütle oranlı sistemin toplam kütle ve toplam ışınım gücü hesaplanır. Hesaplanan bu değer bize toplam ışınım gücü- toplam kütle grafiği üzerinde bir nokta verir. Aynı işlem, aynı kütle oranı (q) değerine sahip birçok model yıldıza uygulanarak sonuçta "Yaş Çizgisi" elde edilir

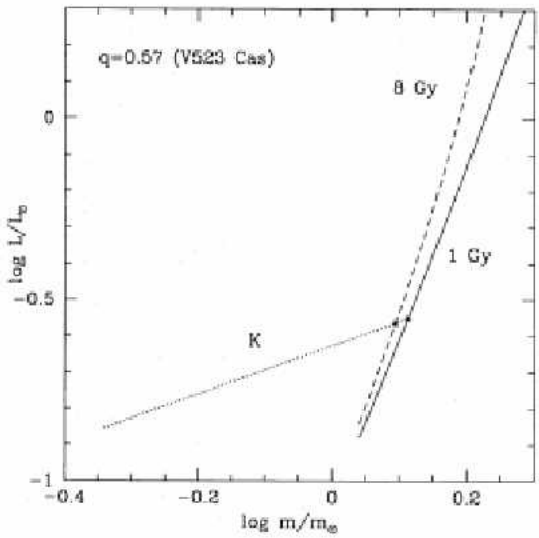
Sistemin kütle oranı (q) dikkate alınarak hesaplanan yaş çizgisi ile sisteme ait kepler yolunun toplam ışınım gücü- toplam kütle grafiği üzerindeki kesim noktası belirlenerek sistemin toplam ışınım gücü ($L_\odot$ biriminde) ve toplam kütlesi ($M_\odot$ biriminde) elde edilir. Bu değerlerden yola çıkarak bileşen yıldızlara ait salt parametreler hesaplanır.

log(age/yr)	$M_{\rm ini}$	$M_{\rm act}$	$\log(L/L_\odot)$	$\log T_{\rm eff}$	$\log G$	M_V	$U-B$	$B-V$	$V-I$	stage
9.00	1.7933	1.791	1.160	3.871	3.96	1.826	0.025	0.270	0.308	TO
9.00	2.0510	2.047	1.443	3.825	3.55	1.148	0.004	0.414	0.495	Te-m
9.00	2.0663	2.062	1.609	3.890	3.65	0.693	0.107	0.181	0.205	Te-M
9.00	2.0671	2.063	1.560	3.827	3.45	0.851	0.014	0.406	0.486	L-M
9.00	2.0728	2.068	1.292	3.713	3.26	1.747	0.494	0.883	0.906	RGBb
9.00	2.0866	2.080	2.353	3.635	1.89	−0.454	1.293	1.283	1.280	RGBt
9.00	2.0913	2.084	1.528	3.691	2.94	1.253	0.683	0.991	0.996	BHeb
9.00	2.1686	2.159	1.620	3.692	2.87	1.016	0.677	0.987	0.989	Te-M
9.00	2.2986	2.283	2.113	3.664	2.28	−0.056	0.978	1.135	1.124	EHeb
9.00	2.3080	2.279	3.326	3.564	0.67	−2.051	1.818	1.570	2.000	ITP
9.00	2.3096	0.672	4.069	3.473	−0.97	−1.287	1.377	1.617	3.764	AGBt
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.

Şekil 1. Padova [7] Grubuna ait yıldız evrim modeli tablolarından bir bölüm



Şekil 2. q=0.571 (V523 Cas) sistemi için VandenBerg [5] modelinden ortalama olarak 5 GY için hesaplanan Log (toplam kütle-toplam ışınım gücü) grafiği

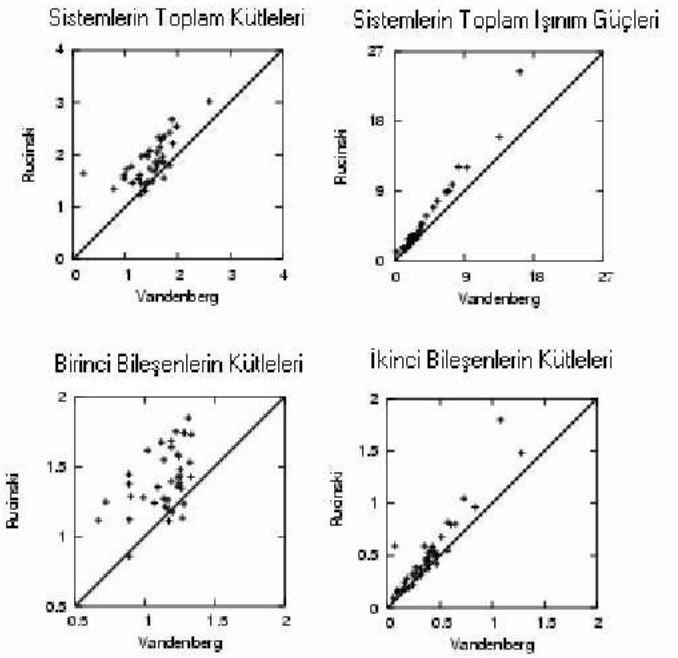


Şekil 3. Aynı sistem için (V523 Cas) Maceroni ve Van't veer'in [4] VandenBerg [5] modelinden 1 GY ve 8 GY için hesapladıkları Log (toplam kütle-toplam ışınım gücü) grafiği

Yaş çizgilerini hesaplayabilmek için literatürde çok sayıda evrim modeli bulunmaktadır. Maceroni ve F. Van't Veer [4] yaptıkları çalışmada 78 W UMa türü sistem için salt parametreleri "Çıkarım (Inference) Yöntemi" ile hesaplarken Vandenberg'in [5] evrim modelini kullandılar. Vandenberg'in yıldız evrim modelinin dayandığı fiziksel parametreler; tüm hesaplamalar için sabit olacak şekilde helyum bolluğu için Y=0.25 ve mixing-length parametresi için α=1.6. Ağır element bolluğu için; [Fe/H]= -1.0, -0.76, -0.46, -0.23 ve -0.0 kullanılmış. Hesaplamalar 0.7 $M_\odot$ ile 3.0 $M_\odot$ aralığındaki model yıldızlar ve $3*10^9$ 'dan $15*10^9$ 'a kadar olan yaşlar için yapılmış.

Yöntemi denetlemek için bu çalışmada Rucinski ve arkadaşlarının [6] salt parametrelerini hem tayfsal hem de fotometrik gözlemleri kullanılarak hesapladığı ve doğru olarak kabul edilen yıldızlar kullanılmıştır. Bu yıldızlar için salt parametreler "Çıkarım (Inference) Yöntemi" ile ilk olarak VandenBerg' in [5] yıldız evrim modelleri kullanılarak hesaplanmıştır. Yapmış oldukları çalışmada [4] salt parametreleri hesaplarken Vandenberg'in [5] yıldız evrim modeli tablolarından, ağır element bolluğu yaklaşık olarak güneşin ağır

element bolluğuna yakın olduğu için Z=0.169 olan ve ortalama olarak 5 GY için hesaplanan değerleri kullanmışlardır. Buradan yola çıkarak salt parametreler hesaplanırken aynı ağır element bolluğu (Z=0.0169) ve aynı yaş (5 GY) kullanıldı. Elde edilen değerler Rucinski ve arkadaşları [6] tarafından hesaplanmış olan değerlerle karşılaştırıldı (şekil 4)



Z=0.0169 ve 5 GY için VandenBerg'in Yıldız Evrim Modeli Kullanılarak Hesaplanan Salt parametrelerin Rucinski ile Karşılaştırılması.

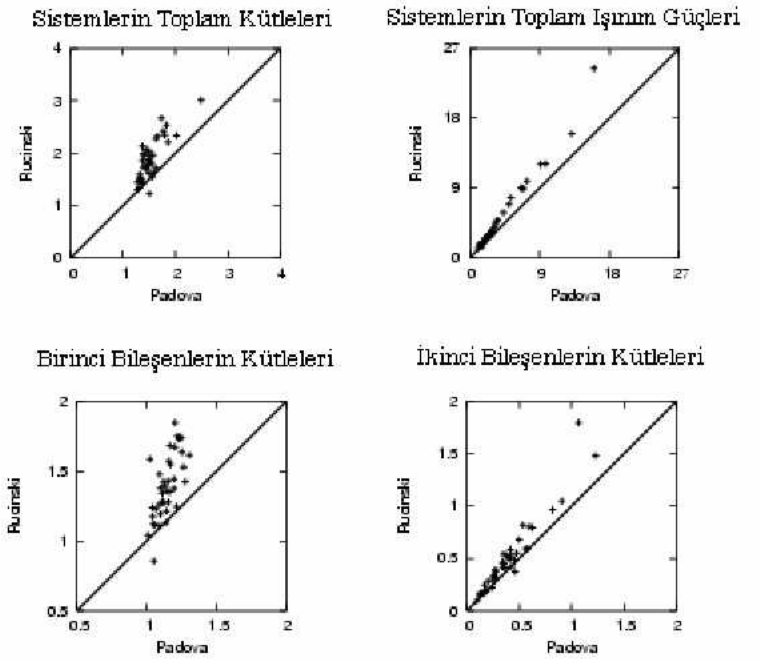
Şekil 4

2.3. Yöntemin Geliştirilmesi

Rucinski et al. [6] tarafından hesaplanan salt parametreler ile "Çıkarım Yöntemi" nin Vandenberg [5] evrim modelinin 5 GY hesaplamaları kullanılarak elde edilen salt parametreler arasındaki fark grafiklerden; bu sistemler için Rucinski et al. [6] tarafından hesaplanmış olan salt parametrelerin bizim hesapladıklarımızdan daha büyük değerlere sahip olduğu şeklinde görülebilmektedir. Bu farklılık ve saçılma en fazla sistemlerin toplam kütlesi, sistemlerin toplam ışınım gücü ve birinci bileşenlerin kütlelerine ait grafiklerde kendini göstermektedir. Bu durumun kullandığımız evrim modelinden kaynaklanabileceğini düşünerek yıldızların evrimleri üzerine yapılan yeni çalışmaları göz önünde bulunduran daha güncel bir evrim modeli ile salt parametreleri yeniden hesapladık.

Yöntem için kullandığımız yıldız evrim modelini Padova [7] Grubu'na ait evrim modeli ile değiştirdik. Bu modelde Vandenberg'den [5] farklı olarak hesaplamalar daha geniş bir kütle aralığı için 0.15 $M_\odot$- 7 $M_\odot$ yapılmış. Yine bu evrim modelinde hesaplamalar yıldızların başlangıç kimyasal kompozisyonları için farklı [Z,Y] değerleri kullanılarak yapılmış ([Z=0.0004,Y=0.23], [Z=0.001,Y=0.23], [Z=0.004,Y=0.24], [Z=0.008,Y=0.25], [Z=0.019,Y=0.273] ve [Z=0.03,Y=0.03]). Hesaplamalarda mixing-length parametresi için α=1.68 kullanılmasının yanı sıra çekirdekteki overshooting için; $M \leq 1.0 M_\odot$ olan durumlarda Λ_c= 0 ve $M \geq 1.5 M_\odot$ olan durumlarda ise Λ_c= 0.5, zarftaki overshooting için ise $0.6 M_\odot \leq M \leq 2.0 M_\odot$ durumunda Λ_e=0.25 ve $M \geq 2.5\ M_\odot$ durumunda Λ_e=0.7 olarak kullanılmış.

Biz Padova Grubu'nun yıldız evrim modellerinin içinden; [Z=0.019,Y=0.273] ,Λ_e=0.25 alınarak 5 GY için hesaplanan değerleri kullandık. Ve Rucinski et al. [6] sistemleri için yeniden salt parametreleri "Çıkarım (Inference) Yöntemi" ile hesapladık. Bulduğumuz değerlerin Rucinski et al.[6] ile karşılaştırdık (şekil 5)



Z=0.019 ve 5 GY İçin Padova'nın Yıldız Evrim Modeli Kullanılarak Hesaplanan Salt Parametrelerin Rucinski İle Karşılaştırılması

Şekil5.

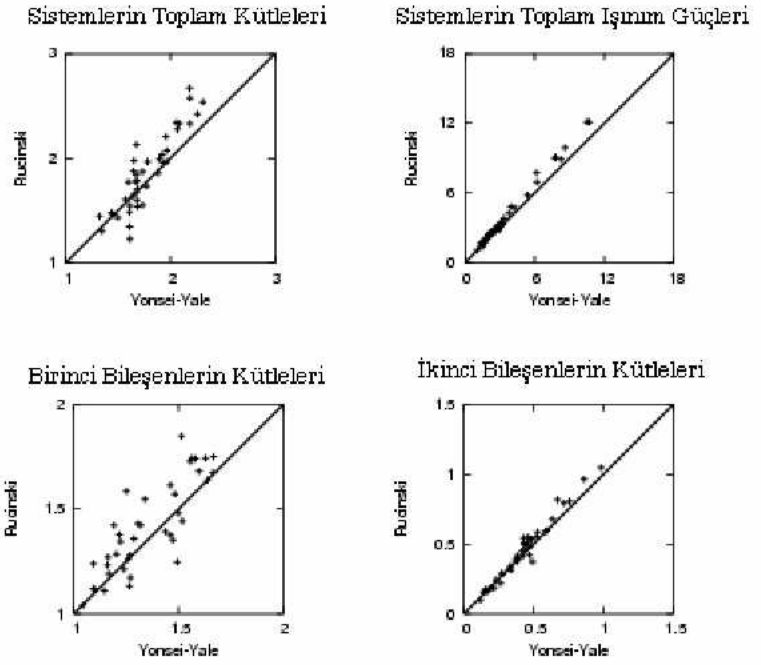
Grafikler incelendiğinde Padova Grubu[7] evrim modeli ile hesaplanan salt parametrelerin Vandenberg[5] evrim modeli ile hesapladığımız değerlerde olduğu gibi Rucinski et al.[6] 'un hesapladığı değerlerden hala düşük olduğunu gördük. Bununla birlikte birinci bileşenlerin kütleleri için Vandenberg [5] modelinde karşımıza çıkan saçılmanın ortadan kalktığını ve diğer salt parametrelerinde Rucinski et al. [6] değerlerine biraz daha yaklaştığını gördük. Fakat iki modelde de $1M_{\odot}$ kütlesinden büyük kütleye sahip olan yıldızların kütlelerinin ve ışınım güçlerinin bizim hesapladığımız değerlerden daha büyük değerlere sahip olması gerektiği görüldü.

Yıldız evrim model hesaplamaları ile ilgili temel farklılıkların donukluk ve konveksiyon için seçilen değerlerden kaynaklandığı [9] ve 1 $M_{\odot}$ kütlesinden büyük kütleye sahip olan yıldızlarda da konvektif çekirdeğin varlığı nedeni ile overshooting'in yıldız evrim modeli hesaplamalarında dikkate alınması gerektiği [10] söylenmektedir.

Bunun üzerine kullandığımız Padova [7] yıldız evrim modelini son güncellemesi 2004 yılında yapılmış olan ve hesaplamalarında overshooting için söylenen değişiklikleri göz önüne alan Yonsei-Yale modeli ile değiştirdik. Bu modelde hesaplamalar $0.4M_{\odot}$ ile 5.0 $M_{\odot}$ kütle aralığındaki yıldızlar için bu yıldızların farklı kimyasal kompozisyonları [Z= 0.00001,Y=0.23002], [Z=0.0001,Y=0.23020], [Z=0.0004,Y=0.23080], [Z=0.001,Y=0.23200], [Z=0.004,Y=0.23800], [Z=0.07,Y=0.24400], [Z=0.01,Y=0.25000], [Z=0.02,Y=0.27000], [Z=0.04,Y=0.03100], [Z=0.60,Y=0.35000], [Z=0.08,Y=0.39000] dikkate alınarak detaylı bir şekilde yapılmıştır.

Model mixing-length parametresi için yapılan yeni evrim çalışmaları sonunda daha makul olarak kabul edilen α=1.7431 değerini kullanmış. Ve yıldızların farklı [α/Fe]=0.60,0.30,0.00 oranlarını da hesaplamalara dahil etmiştir. Bu modelin en önemli özelliği overshooting etkisini $M \geq 1M_{\odot}$ den itibaren O.S.=0.2 H_p değeri ile evrim hesaplamalarını yapmış olmasıdır. Evrim ve overshooting üzerine yapılan çalışmalar sonucunda [11] bu modelde O.S=0.2 $\leq$ 2 GY ve O.S=0.0 $\geq$3 GY olacak şekilde hesaplamalar yapılmıştır.

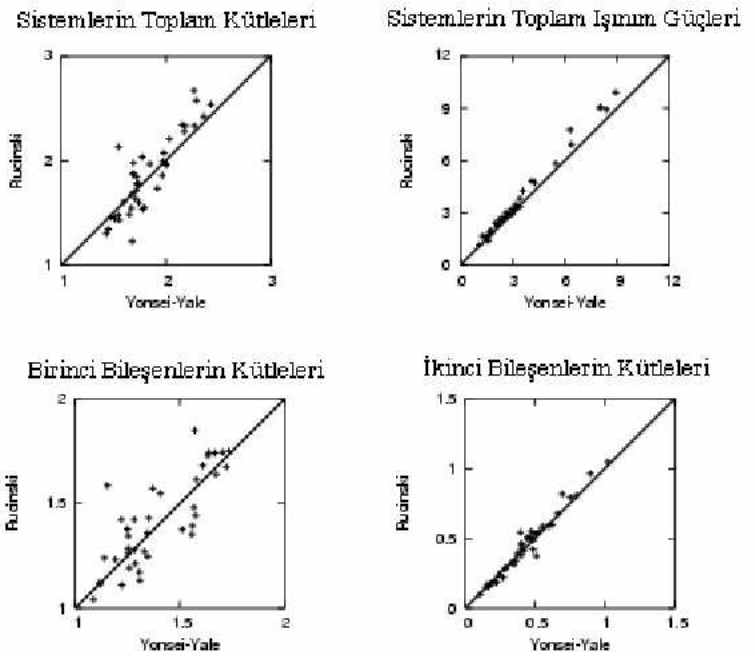
Bu modelde de modelin güneş bolluğuna yakın kabul ettiği değerler için [Z=0.020,Y=0.23] yapılan hesaplamaları kullandık. Hem overshooting etkisini anlayabilmek için daha önce hesaplamalar için kullandığımız 5 GY yaşını, Yonsei-Yale Modeli O.S=0.2 $\leq$2 GY, O.S=0.0 $\geq$3 GY [11] olduğu için sistemlerin salt parametre hesaplamalarını 2 GY için yaparak bu sistemler için bulduğumuz değerleri Rucinski et al. [6] değerleri ile karşılaştırdık (şekil 6)



Z=0.020 ve 2 GY İçin Yonsei-Yale'in Yıldız Evrim Modelleri Kullanılarak Hesaplanan Salt Parametrelerin Rucinski İle Karşılaştırılması

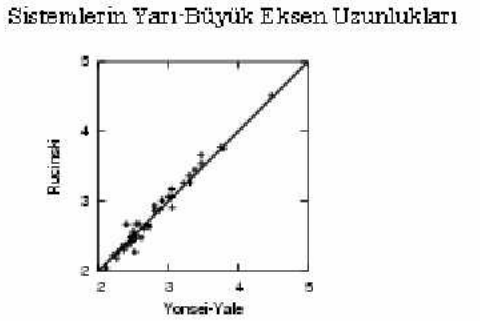
Şekil 6.

Değerlerin Rucinski et al.[6] değerleri ile daha iyi bir uyum içinde olduğu grafiklerden hemen kendini göstermektedir. Fakat hala aynı salt parametre değerlerine ulaşılabilmiş değil. Buradan da acaba ağır element bolluğu ile oynasak bizi daha yakın sonuçlara götürür mü diye düşünerek z= 0.040 için yine overshooting parametresini $M \geq 1M_{\odot}$ olduğu durumlarda yıldız evrim modeli hesaplamalarına dahil eden 2 GY değerlerini kullanarak salt parametreleri aynı sistemler için belirledik. Bu değerleri Rucinski et al. [6] 'un hesapladığı salt parametre değerleri ile karşılaştırdık (şekil 7, şekil 8, şekil 9).



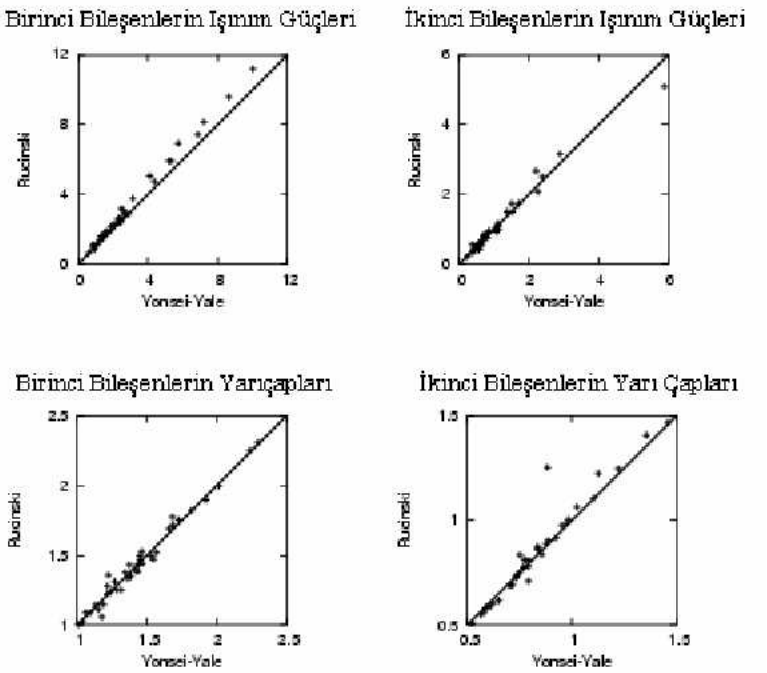
Z=0.040 ve 2 GY İçin Yonsei-Yale'in Yıldız Evrim Modelleri Kullanılarak Hesaplanan Salt Parametrelerin Rucinski İle Karşılaştırılması

Şekil 7.



Z=0.040 ve 2 GY İçin Yonsei-Yale'in Yıldız Evrim Modeli Kullanılarak Hesaplanan Salt Parametrelerin Rucinski İle Karşılaştırılması

Şekil 8.



Z=0.040 ve 2 GY İçin Yonsei-Yale'in Yıldız Evrim Modelleri Kullanılarak Hesaplanan Salt Parametrelerin Rucinski İle Karşılaştırılması

Şekil 9.

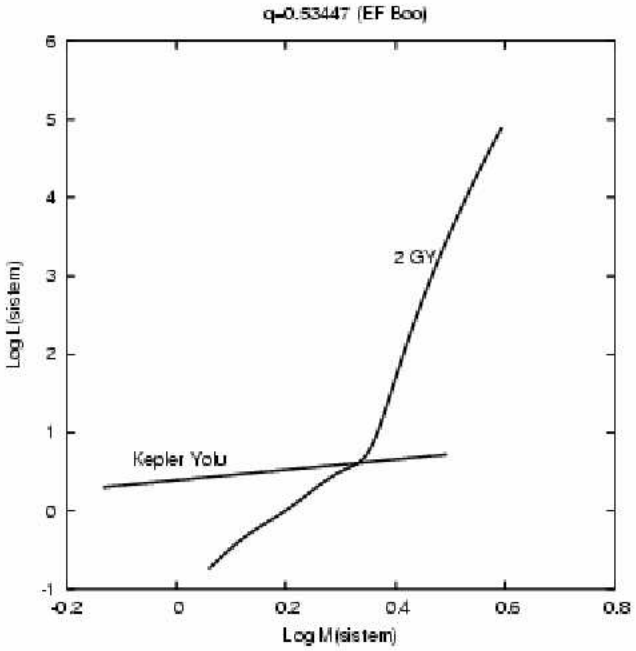
Bu üç farklı evrim modelinin beş farklı fiziksel girdi parametreleri ile hesaplanmış model yıldızları kullanarak "Çıkarım (Inference) Yöntemi" ile bulduğumuz salt parametrelerin Rucinski et al. [6] değerleri ile olan farkların kareleri toplamlarına bakıldığında (tablo 2.) gerçektende sistemler için en yakın değerlere Yonsei-Yale yıldız evrim modeli [Z=0.040,Y=0.031], 2GY hesaplamalarını kullanarak ulaşıldığı görülmektedir.

Tablo 2. Sistemler için Rucinski et al [6] değerleri ile "Çıkarım (Inference) Yöntemi" kullanılarak hesaplanan salt parametre değerleri arasındaki fark kare toplamları için bulunan değerler.

	Vandenberg (5GY)	Padova (5GY)	Yonsei-Yale (5GY)	Yonsei-Yale (z=0.02,2GY)	Yonsei-Yale (z=0.04,2GY)
$M_{(sistem)}$	12.25424	9.838368	8.886243	1.574334	1.443558
$M_{(1)}$	6.021288	4.653433	3.936262	0.876953	0.817640
$M_{(2)}$	1.298704	1.049317	1.077815	0.115097	0.098521
$L_{(sistem)}$	139.4781	136.1508	140.5701	39.229636	27.00017
$L_{(1)}$	77.22674	70.69504	70.66219	42.69640	32.45158
$L_{(2)}$	14.82738	15.51933	16.55376	1.099797	1.212481
a	4.570896	2.78741	2.480751	0.499077	0.392303
$R_{(1)}$	1.133058	0.716599	0.625431	0.113695	0.09888
$R_{(2)}$	0.579931	0.447335	0.408296	0.190514	0.176343

3. Salt Parametrelerin Hesaplanması

Bu çalışmada kepler yolu ve yaş çizgisinin kesim noktasından elde edilen, sisteme ait toplam ışınım gücü ($L_\odot$ biriminde) ve toplam kütle ($M_\odot$ biriminde) değerlerinden salt parametrelere geçebilmek için; ışık eğrisi çözümünden bulunan kütle oranını (q) ve ışınım güçleri oranını (l_1 / l_2) kullanılabilir. Bu şekilde tüm salt parametrelere ulaşılabilir.



Şekil 10.

4. Sonuç

Yıldızların yapıları ve evrimleri konusunda bize önemli bilgiler veren yıldızların salt parametrelerini, dikine hız eğrisine ihtiyaç duyulmadan, nispeten daha zahmetsiz bir yolla hesaplamaya yarayan bu yöntem literatürde birçok kişi tarafından kullanılmıştır. Yapılmış olan bu çalışmada daha çağdaş yıldız modelleri kullanılarak yöntem geliştirilmeye çalışılmış ve yöntemi otomatiğe bağlayabilmek için bir macro yazılmıştır. Bu sayede yöntemin çok sayıda sisteme uygulanabilmesi ve farklı yıldız evrim modellerinin denenebilmesi sağlanmıştır.

Rucinski ve arkadaşları [6] tarafından son zamanlarda hem tayfsal hem de fotometrik gözlemler kullanılarak salt parametreleri oldukça duyarlı bir şekilde hesaplanmış olan sistemler için denenen "Çıkarım (Inference) Yöntemi" geliştirilmiş son hali ile bu yıldızlar için kütleler ≈0.1 'lik bir hata payı ile, ışınım güçleri ≈0.2'lik bir hata payı ile, yarı-büyük eksen uzunlukları ≈0.07'lik bir hata payı ile ve yarıçaplar ≈0.03'lük bir hata payı ile hesap edebilmektedir. Bu, yıldızların metalce zengin olduğu anlamına gelmemektedir. Bu çalışmada sadece Rucinski et al. [6]'un hesaplamış olduğu salt parametreler doğru kabul edilerek bu değerlere en yakın salt parametre değerleri hesap edilmeye çalışılmıştır.

Z=0.040 alındığı zaman hesaplamalarda sistemlerin toplam ışınım gücünün azalmakta olduğu görülmüştür. Bu da W Uma yıldızlarının evrimleri esnasında sistemden de enerji kaybetmekte olduğu anlamına gelir. Eğer bu ağır element bolluğunu kullanarak bu değerlere

ulaşabiliyorsak bu yıldızların ışınım güçleri olması gereken (beklenen) değerden küçüktür. Yani sistemden bir enerji kaybı söz konusudur.

Eğer bu yöntem ile salt parametreler doğru bir şekilde hesaplanabiliyor ise, dikine hız eğrisi bulunmayan çok sayıda sistemin salt parametrelerine ulaşılabilir.

Kaynaklar

[1] Mochnacki S. 1981. Contact Binary Stars, *Apj* 245, 650

[2] Van Hamme W. 1982. Estimated Absolute Dimensions and the Inferred Lifetime and Angular Momentum of W Ursae Majoris Contact Binaries, *A&A* 116, 27

[3] Maceroni, C., Milano, L. and Russo, G. 1985. General Properties of W Ursae Majoris Systems, *MNRAS* 217, 843-866.

[4] Maceroni, C. and Van't Veer, F. 1996. The Properties of W Ursae Majoris Contact Binaries: new results and old problems, *A&AS* 311, 523-531..

[5] Vandenberg, D.A. 1985. Evolution of 0.7-3.0 Solar Masses Stars Having Fe/H Between 1.0 and 0.0". Stepien, K., 2005, *Astro.ph.* 10464S, Evolutionary Status of Late-Type Contact Binaries, *ApJS* 58, 711V.

[6] Kreiner, J.M, Rucinski, S.M, Zola, S., Niarchos, P., Ogloza, W., Stachowski, G., Baran, A., Gazeas, K., Drozdz, M., Zakrzewski, B., Pokrzywka, B., Kjurkchieva, D. and Marchev, D. 2003. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. I, *A&A* 412, 465-471.

[6] Baran, A., Zola, S., Rucinski, S. M., Kreiner, J. M., Siwak, M. and Drozdz, M. 2004. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. II, *AcA* 54, 195B.

[6] Zola, S., Rucinski, S. M., Baran, A., Ogloza, W., Pych, W., Kreiner, J. M., Stachowski, G., Gazeas, K., Niarchos, P. and Siwak, M. 2004. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. III, *AcA* 54, 299Z.

[6] Gazeas, K. D., Baran, A., Niarchos, P., Zola, S., Kreiner, J. M., Ogloza, W., Rucinski, S. M., Zakrzewski, B., Siwak, M., Pigulski, A. and Drozdz, M. 2005. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. IV, *AcA* 55, 123G.

[6] Zola, S., Kreiner, J. M., Zakrzewski, B., Kjurkchieva, D. P., Marchev, D. V., Baran, A., Rucinski, S. M., Ogloza, W., Siwak, M. and Koziel, D. 2005. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. V, *AcA* 55, 389Z.

[6] Gazeas, K. D., Niarchos, P. G., Zola, S., Kreiner, J. M. and Rucinski, S. M. 2006. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems. VI, *AcA* 56, 127G.

[7] Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G. and Chiosi, C. 2000. Evolutionary Tracks and Isochrones for Low and Intermediate Mass Stars: From 0.15 to 7 Mo, and Z=0.0004 to 0.03, *A&AS* 141, 371-383.

[8] Demarque, Woo, Kim, & Yi. 2004, The Y^2 Stellar Evolutionary Tracs, *ApJS*

[9] Andersen, J., Nordström, B., Clausen, J. V., 1990. New Strong Evidence for the Importance of Convective Overshooting in Intermediate-Mass Stars, *ApJ.*363, L33-L36.

[10] Pols. Onno R., Schröder K.P., Eggleton P., Hurley J., Tout C., 1999. Critical Tests of Stellar Evolution by means of Eclipsing Binaries and Open Clusters, *ASP Conference Series*, Vol:000

[11] Kozhurina-Platains, V., Demarque, P., Platais, I., Orosz, J. A., Barnes, S., 1997. *AJ* 113, 1045.

EKSEN DÖNMESİ GÖSTEREN SİSTEMLER ÜZERİNE İSTATİSTİKSEL İNCELEME

Uğurcan SAĞIR[1], Birol GÜROL[2]

Özet

Bu çalışma, Kreiner ve ark. [1] tarafından O-C değişimi yayınlanmış ve literatürden fiziksel ve yörüngesel parametreleri elde edilmiş toplam 84 adet sistem kullanılarak gerçekleştirilmiştir. O-C değişimine göre eksen dönmesi gösteren sistemlerin *eDa* ve *eDb* şeklinde iki farklı yapıda sınıflandırılmıştır. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin büyük bir çoğunluğunun bileşenleri anakolda bulunan Algol türü çift sistemler oldukları ortaya çıkmıştır. Bileşen yıldızların neredeyse tamamının *B* veya *A* tayf türünden oldukları ve galaktik düzleme çok yakın konumlarda bulundukları görülmüştür. Çoğu sistem için kütle oranının 1'e yakın değerler aldığı ve yüzey potansiyel değerlerinin birbirlerine göre doğrusal bir bağıntı gösterdikleri ortaya çıkmıştır. Doğrusal değişim üzerinde bulunan fakat henüz eksen dönmesi görülmeyen sistemlerde eksen dönmesi görülme olasılığının fazla olduğu görülmüştür.

Anahtar Kelimeler: *Örten çift yıldızlar, Dönem değişimi, Eksen dönmesi gösteren sistemler, İstatistiksel dağılım.*

Abstract

This work is a part of a study made using the O-C variations published by Kreiner et al. [1] for 84 systems which physical and orbital parameters obtained from literature. The systems classified as apsidal motion systems shows two type of variation which classified as *eDa* and *eDb* systems. We derived that most of the systems that showing apsidal motion are Algol type binaries which most of the components located on the main sequence. Nearly all of the components are *B* or *A* spectral type and located nearly on the galactic plane. The masses of the components are nearly identical which the resulting mass ratio of the systems is near to 1. We found that the potentials of the components vary linearly with each other and any systems located on this line has a high probality of being apsidal motion systems.

Key words: *Eclipsing binary stars, Period variation, Systems showing apsidal motion, Statistical distribution.*

1. Giriş

Örten değişen yıldızların gözlemi sonucunda elde edilen minimum zamanları, onların dönem değişimlerinin incelenmesinde kullanılan en önemli gözlemsel veriyi oluşturur. Çift yıldız sistemlerinde karşılaştığımız dönem değişimlerinin nedenleri konusunda çok sayıda inceleme literatürde bulunmaktadır. Dönem değişiminin nedenleri arasında; bileşen yıldızlar arasında kütle alış-verişi veya uzaya kütle aktarımı, görülmeyen üçüncü bileşenin varlığı

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bil. Böl. Ankara, ugurcansagir@hotmail.com*
[2] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bil. Böl. Ankara, gurol@science.ankara.edu.tr*

(birden fazla bileşen bulunabilir), bileşen yıldızların manyetik etkinlikleri ve yörüngenin uzayda dönmesi (eksen dönmesi) gibi nedenler sayılabilir. Bu nedenlerden bazıları dönemli bazıları ise zaman zaman gerçekleşen olaylardır ve etkileri sistem için çizilen O-C grafiklerinde görülür. Çoğu çift yıldız sisteminde bu mekanizmalardan biri veya birkaçının aynı anda dönem değişimine etkide bulunduğu bilinmektedir.

Dönem değişimine ilişkin bilgi, sisteme ait gözlenmiş minimum zamanlarından yararlanarak oluşturulan O-C eğrisi incelenerek elde edilebilmektedir. Bu türden çalışmaların doğru bir şekilde gerçekleştirilmesi, gözlem kalitesi yüksek (fotometrik ve ccd gözlemleri) verilerin uzun bir zaman aralığına dağılmış olması durumunda mümkündür. Bu kritere uyan sistem sayısı literatürde çok fazla değildir, en iyi durumda 100 yılı aşkın bir zamana yayılmış gözlemsel veri ile karşılaşmak mümkündür.

Eksen dönmesi gösteren sistemler, yukarıda bahsedilen dönem değişim türlerinden sadece birini oluşturmaktadır ve çizilen O-C grafiklerindeki değişim nedeniyle kolaylıkla diğer dönem değişimi gösteren sistemlerden ayrılabilmektedir. Büyük dışmerkezliğe sahip çift yıldız sistemlerinde, eğer yörünge doğrultusu uzayda yer değiştiriyorsa, bileşen yıldızların birbirlerini örtme ve örtülme zamanlarında değişiklikler ortaya çıkar. Bu tür sistemlerin O-C değişimleri incelendiğinde, birinci ve ikinci minimumların birbirlerine zıt fazda ve dönemli olarak yer değiştirdikleri görülür. Ayrıca bu tür sistemlerde, diğer dönem değişimin nedenlerinden biri veya birkaçı aynı zamanda bulunabilir (örn. Eksen dönmesi gösteren sistemlerde üçüncü cismin varlığı: Wolf ve ark. [2]) ve bu etki O-C değişimi üzerinde çeşitli şekillerde kendini gösterir.

Dışmerkezliğe sahip sistemlerde bileşen yıldızların birbirlerine uyguladıkları çekimsel kuvvetler, yörünge üzerindeki her noktada sabit kalmaz. Genel davranış, dönme-dolanma kitlenmesini ve yörüngenin dairesel hale gelmesi şeklindedir. Bir çift yıldız sisteminde işleyen bu kuvvetler, sistemin yörüngesinin uzayda konum değiştirmesine neden olur. Bu nedenle bakış doğrultumuza göre bileşen yıldızların birbirlerini örtmeleri veya örtülmeleri arasında zaman farklılıklarının ortaya çıkmasına neden olur. Yörüngenin uzaydaki dönme hızına bağlı olarak, örtme ve örtülme zamanları değişeceğinden bu tür sistemler için çizilen O-C grafiklerinden yörüngenin uzayda dönme süresinin belirlenmesi mümkündür. Yörüngenin uzayda tam bir tur atması için geçmesi gereken süreye "*eksen dönme dönemi*" adı verilir ve *U* sembolüyle gösterilir. *U* değeri yakın çift sistemler için birkaç yıl olabileceği gibi, ayrık çift sistemlerde birkaç yüzyıl gibi değerler alabilmektedir. Bu tür sistemlerin en önemli özellikleri bileşen yıldızların iç yapılarına ait bilgilere ulaşılabilmesi ve yörünge dışmerkezliğinin belirlenebilmesidir (Cowling [3], Sterne [4]).

Eksen dönmesine ilişkin parametrelerin gözlenen minimum zamanlarından hesaplanması, bilinen O-C analizi yöntemleri ile gerçekleştirilir. Bu tür çalışmalar için yararlanılabilecek bazı kaynaklar Gimenez & Garciia-Pelayo [5], Lacy [6], Wolf ve ark.[7] olarak verilebilir.

Bu çalışmanın temel düşüncesi; O-C değişimleri üzerinde yapılacak şekilsel bir sınıflandırma ile yıldızların fiziksel ve/veya geometrik parametreleri arasında bir ilişkinin bulunup bulunmadığının ortaya konmasıdır. Çalışma aslında her türden dönem değişimi gösteren sistemleri kapsamaktadır, fakat burada bu çalışmanın sadece eksen dönmesi ile ilgili kısmı sunulacaktır.

2. Materyal

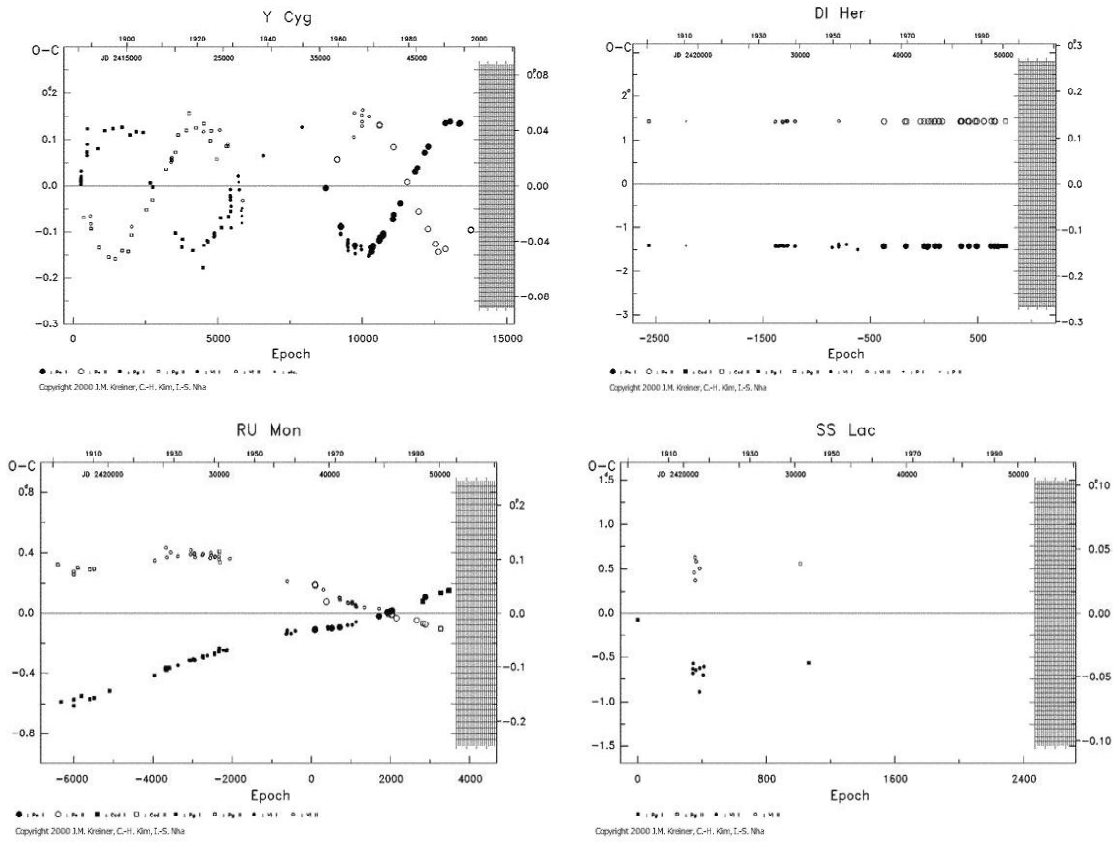
Bu çalışmada kullanılan materyal, Kreiner ve ark. [1]'nın örten değişen sistemler için yayınladıkları O-C grafikleri ve bu sistemler için literatür taraması sonucu elde edilen fiziksel ve geometrik parametrelerdir. O-C değişimi yayınlanmış toplam 1115 sistemin dönem değişim karakteristiğinin sınıflandırılması gerçekleştirilmiş ve yoğun bir emek harcanarak gerçekleştirilen literatür taraması sonucunda toplam 654 sistem için yeterli sayıda parametre

toplanabilmiştir. Yapılan O-C sınıflandırması sonucunda toplam 84 adet sistemin eksen dönmesi gösteren sistem olduğu belirlenmiş ve istatistiksel inceleme bu sistemler kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Şekilsel olarak incelendiğinde, eksen dönmesi (*eD*) gösteren sistemlerin iki ana sınıfta toplanabileceği görülmüştür. Bu iki ana sınıf sistem *eDa* ve *eDb* olarak sembolize edilmiştir. Şekil 1'de sol üst *eDa* türü sistemleri ve sağ üst *eDb* türü sistemleri temsil etmek için kullanılan örnek O-C değişimlerini göstermektedir. Bu iki tür sistem arasındaki temel farklılık *eDa* türü sistemlerde birbirine zıt fazda minimumların dönemli olarak yer değiştirmesi, *eDb* türü sistemlerde ise birinci ve ikinci minimumların birbirlerine paralel şekilde değişim göstermesidir.

eDb olarak sınıflandırılan sistemlerde görülen bu tür değişim için yapılabilecek iki açıklama olabilir. Bunlardan ilki, sistemin *U* değerinin çok büyük olmasıdır ve diğeri ise bu sistemlerin eksen dönmesi göstermiyor olmasıdır. Şayet bu açıklamalardan ikincisi doğru ise bu durumda dönme-dolanma kitlenmesine ilişkin teorinin bu tür sistemlerde neden işlemediğinin açıklanması gerekmektedir.

Şekil 1'de sol alt kısımda gösterilen ve *eDa*'ların bir alt sınıfı olarak sınıflandırılan sistemlerde, birinci ve ikinci minimumların eksen dönmesine ilişkin değişimin yanında ayrıca periyodik değişimlerin görüldüğü sistemler olarak dikkate alınmış ve *eDa+s* gösteriminin bu tür sistemler için uygun olduğu kabul edilmiştir. Bu tür sistemlerin sayısı çok fazla değildir ve bileşen yıldızlar açısından *eDa* türü sistemler olarak bakılabilir. *s* sembolü sinüsel değişimi temsil etmek amacıyla kullanılmıştır ve muhtemelen üçüncü bir bileşenin varlığı bu türlü bir değişime neden olmaktadır. Şekil 1'de alt sağ'da gösterilen ve *eD?* ile sembolize edilen sistemler; yeterince gözlemsel verisi bulunmayan fakat birinci ve ikinci minimumların



Şekil 1. Eksen dönmesi gösteren sistemlerde dikkate alınan sınıflandırmaya örnek O-C değişimleri. Sol üst şekil *eDa* türü, sol alt şekil *eDa+s*, sağ üst şekil *eDb* ve sağ alt şekil *eD?* türüne örnek olarak verilmiştir (şekiller Kreiner [1] den alınmıştır).

birbirlerine zıt fazda bulunduğu sistemlerdir. Bu tür sistemlere ilişkin gözlemsel verisinin artması ile *eDa* veya *eDb* türü sistemlerden biri olarak sınıflandırılacak sistemler olarak dikkate alınacaktır.

Eksen dönmesinin temel nedeni, büyük dışmerkezliğe sahip sistemlerde yörüngenin dairesel hale gelmesini ve dönme/dolanma kitlenmesini sağlayacak çekimsel kuvvetlerin işlemesi olduğuna göre, *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemler aslında *eDa* türü değişim gösterecek sistemler olarak bakılabilir.

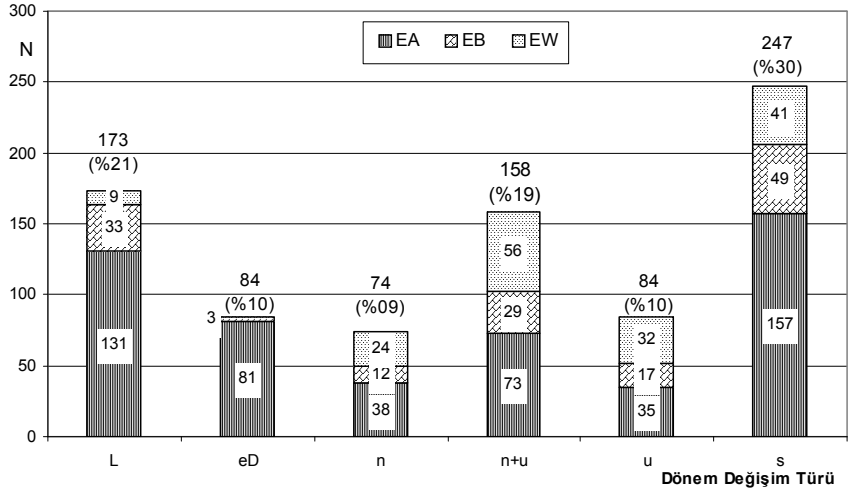
Dikkate alınan sistemlerin ışık eğrilerinin biçimlerine göre dağılımları Tablo 1'de verilmiştir. Işık eğrisi biçimleri dikkate alındığında, eksen dönmesinin neredeyse tamamının *Algol* türü sistemlerde görüldüğü ortaya çıkmıştır. Dikkate alınan sistemler arasında üç adet *β Lyrae* ve bir adet eliptik değişen sistem bulunmaktadır. Algol türü sistemler, genel olarak uzun dönemli ve bileşenleri küresel yapıya sahip ayrık sistemlerdir. Nisbeten kısa yörünge dönemine sahip olan *β Lyrae* ve *W UMa* türü sistemlerde eksen dönmesinin görülmemesi, bu tür sistemlerde dönme ve dolanma kitlenmesinin gerçekleştiği ve yörüngenin dairesel hale geldiğini gösterir. Tablo 1'den çıkarılabilecek bir başka sonuç ise *eDa* türü dönem değişimi gösteren sistemlerin, *eDb* türü sistemlere göre yaklaşık iki kat daha fazla olmasıdır. Bu ise *eDb* türü sistemlerin zamanla *eDa* türü değişim göstereceklerini desteklemektedir.

Şekil 2'de dönem değişimi gösteren bütün sistemler dikkate alındığında, eksen dönmesi gösteren sistemlerin diğer incelenen sistemler arasında %10'luk bir orana sahip olduğu ve yaklaşık %96'lik bir oranda *Algol* türü sistemlerden oluştukları ortaya çıkmaktadır. Ayrıca Şekil 2'den çıkarılan bir başka sonuç, dönem değişiminin çift yıldız sistemlerinde olağan bir olay olduğudur. Dikkate alınan sistemlerin sadece %21'inde dönem değişimi görülmemektedir (veya henüz görülmemektedir).

Tablo 1. Işık eğrisi biçimlerine göre *eDa, eDb, eDa+s* ve *eD?* sınıfı dönem değişimi gösteren sistemlerin dağılımları. EA (Algol), EB (β Lyrae) ve EW (W UMa) türü ışık eğrisi gösteren sistemleri temsil etmektedir.

Dönem Değişim Türü	EA(N)	EB(N)	EW(N)	Toplam
eDa	43	2	-	45
eDb	21	1	-	22
eDa+s	5	-	-	5
eD?	10	-	-	12*

* Sistemlerden biri ELL/KE türü değişen olarak sınıflandırılmıştır (GCSV).



Şekil 2. Işık eğrisi biçimi ve dönem değişim türlerine göre sistemlerin dağılımı. *N* sembolü sistemlerin sayısını, *L*, dönem değişimi görülmeyen veya henüz görülmeyen sistemleri, *eD* eksen dönmesi gösteren sistemleri, *n* ve *u* kütle aktarımı veya atımı nedeniyle dönem değişimi gösteren sistemleri ve *s* ise sinüs benzeri dönemli değişim gösteren sistemleri temsil etmektedir.

Tablo 2'de eksen dönmesi gösteren sistemlerin GCVS'de verilmiş olan değişen yıldız kodlamasına göre dağılımı verilmiştir. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin yaklaşık %90'ının *EA*, *EA/DM* ve *EA/D* türü ayrık sistemlerden oluştukları görülmektedir. Ayrıca dikkate alınan sistemlerin yaklaşık %73'ünün anakol bileşenlerine sahip oldukları anlaşılmaktadır.

Tablo 2. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin GCVS'de verilen ışık değişim türüne göre dağılımları

Tür	Adet	Yüzde
E	1	
EA	6	7.14%
EA/D	9	10.71%
EA/DM	61	72.62%
EA/KE:	1	
EA/SD:	1	
EA+DSCTC	1	
EB	1	
EB/DM	1	
EB/GS+ACYG	1	
ELL/KE	1	
Toplam:	84	90.48%

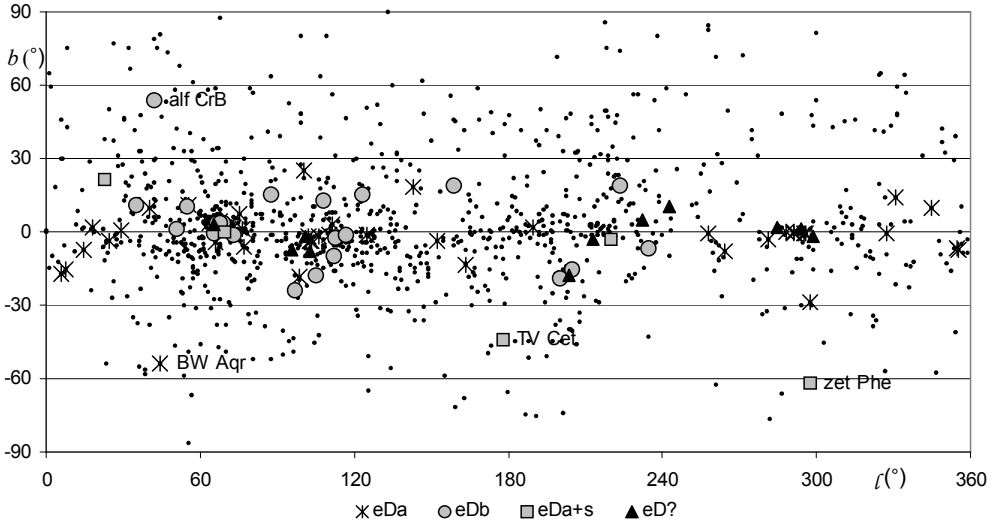
3. Eksen Dönmesi Gösteren Sistemlerde İncelenen Dağılımlar

3.1. Galaktik Dağılım

Şekil 3'de dikkate alınan 84 adet sistem ile birlikte dönem değişimi gösteren diğer sistemlerin galaktik dağılımları gösterilmiştir. Grafik üzerinde belirtilen dört adet sistem hariç, eksen dönmesi gösteren sistemlerin neredeyse tamamı galaktik düzleme çok yakın konumlarda bulunmaktadırlar. Bu ise onların genç sistemler olduğunun bir göstergesidir. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin galaktik dağılımlarına bakarak, kendi aralarında bir ayrım yapmak mümkün görülmemektedir. Bu türden sistemlerin büyük bir kısmı $-15<b(°)<+15$ (%75) aralığında bulunmaktadır.

Zet Phe (P=1^{g}.67, B6V+B9V, e=0.0113) ve *TV Cet* (P=9^{g}.1, F2+F5, e=0.055) sistemleri *eDa+s* türü dönem değişimi gösteren sistemler olarak sınıflandırılan sistemler arasındadır ve muhtemelen üçüncü bileşene sahip sistemlerdir. *Zet Phe* sistemi aynı zamanda dönemi P=210 yıl olan WDS 01084-5515 olarak adlandırılan görsel çift yıldızın bileşenlerinden biridir (Ling [8], Chambliss [9]).

TV Cet sistemi, Wolf ve ark.[10] tarafından üçüncü bileşene sahip olduğu yaptıkları O-C analizi sonucunda belirtilen bir sistemdir. Sistemin eksen dönmesi dönemi *U*=30000 yıl'dır. Mevcut O-C eğrisine bakılarak sınıflandırma gerçekleştirildiğinde, sistem *eDb* benzeri bir yapıya sahiptir. Ayrıca her iki bileşeni *F* tayf türünden olan ender sistemlerden biridir (bkz. Kesim 3.11).



Şekil 3. *eDa, eDa+s, eDb* ve *eD?* sınıfı dönem değişimi gösteren sistemlerin galaktik dağılımları.

eDa sınıfı olan *BW Aqr* (P=6^{g}.7, e=0.17, F8IV+F7IV) her iki bileşeni *F* tayf türünden olan başka bir sistemdir ve *eDa* türü dönem değişimi gösteren sistemler içerisinde en geç tayf türüne sahip tek sistemdir (bkz. Kesim 3.11). Sistem Clausen [11] tarafından incelenmiş ve her iki bileşenin anakolun üst kısmına doğru evrimleşme aşamasında bulunan ender sistemlerden biri olduğunu belirtilmiştir, sistemin eksen dönme dönemi, *U*=7400±900 yıl olarak hesaplanmıştır.

α CrB (P=17^{g}.36, e=0.37, A0V+G5V) sistemi *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistem olarak sınıflandırılmıştır ve aynı türdeki diğer sistemler ile karşılaştırıldığında düşük kütle oranı (q=0.356) dikkati çekmektedir (bkz. Kesim 3.5). Ayrıca dönem değişim genliği en büyük olan dördüncü sistemdir ve en geç tayf türünden yoldaş bileşene sahip sistemlerden birini oluşturmaktadır. Dönem değişim türünün belirlenmesinde kullanılan O-C grafiğindeki gözlemsel verisi sayısı son derece az olduğu için dönem değişim türünde belirsizlik olabilir.

Zet Phe sistemi hariç diğer sistemlerin geç tayf türünden bileşenlere sahip sistemler oldukları dikkati çekmektedir.

3.2. Yörünge Yarı-Büyük Eksen Uzunluğu ve Dönem Dağılımı

Kepler yasaları gereği birbirlerine bağımlı olan bu iki parametrenin karşılaştırılmasının temel nedeni, bu türden dönem değişimi gösteren sistemler için dönem ve yörünge yarı-büyük eksen büyüklüğü olarak alt ve üst sınırların bulunup bulunmadığının incelenmesidir.

Tablo 3 incelendiğinde, *eDa* türü sistemler için dönemi 1 günden küçük, *eDb* türü sistemler için ise dönemi 3 günden küçük herhangi bir sistemin bulunmadığı görülür. En küçük döneme sahip *eDb* türü sistemlerden IT Cas (P=3^{g}.897, e=0.085, F5+F5), MY Cyg (P=4^{g}.005, e=0.01, A7:m+A5:m (F0m+F0m)), CO Cep (P=4^{g}.138, e=0.094, G0V) ve EK Cep (P=4^{g}.428, e=0.109, A0V+F9 (A1,5V+G5)) sistemleridir.

eDb türü olan bu dört sistemin ortak özelliği küçük dışmerkezliğe sahip yörüngeleri ve geç tayf türünden bileşenlere sahip olmalarıdır. Geç tayf türünden bileşene sahip *eDb* türü diğer sistemlerde ise yörünge dışmerkezliklerinin daha büyük değerlere sahip olduğu görülmüştür.

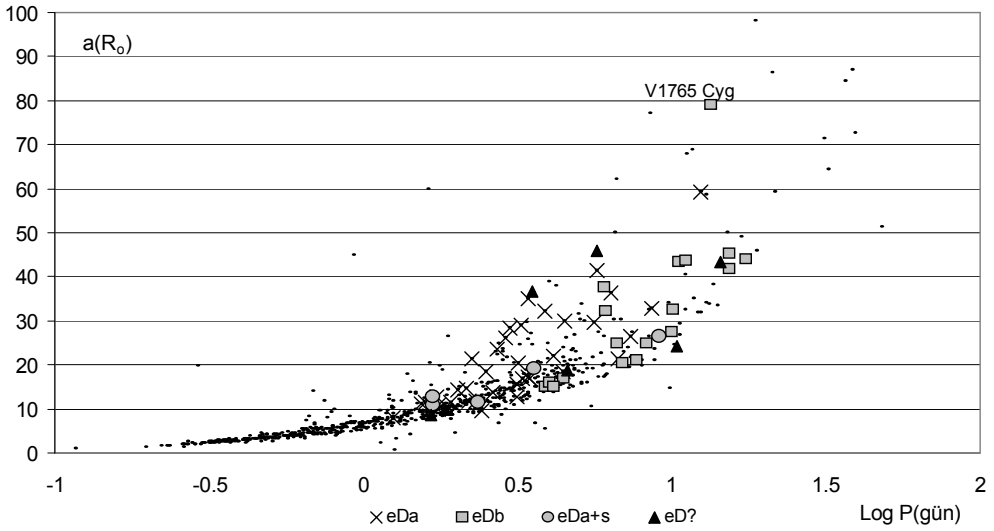
eDa türü sistemler için yığılmanın 1<P(gün)≤4 (%74) aralığında bulunması ve bu aralığa karşılık *eDb* türü sistemlerin sayısının son derece az olması (%0.05), *eDa* türü sistemler ile *eDb* türü sistemlerin birbirlerinden farklı olduklarının bir göstergesi olabilir. P>5 gün için hem *eDa* hemde *eDb* türü sistemlerin bulunması, eksen dönme mekanizmasında sadece dönem parametresinin etkin olmadığını, aynı zamanda yörünge dışmerkezliklerinin de dikkate alınması gerektiğini göstermektedir. P>5 gün sınırı için *eDb* türü sistemlerden sadece iki adet sistemin yörünge dışmerkezliği 0.1 den küçük olduğu belirlenmiştir ve bu sistemlerden birinde yoldaş bileşen geç tayf türüne sahiptir.

Tablo 3 dikkate alındığında yakın çift sistemlerde eksen dönmesinin görülmediği ortaya çıkmaktadır. Yakın çift yıldız sistemleri oluşurken dairesel yörüngeye sahip bir şekilde oluşmuyorsa bu durumda yakınlık etkisinin yörüngeyi hızla dairesel hale getirdiği söylenebilir. Tablo 3 dikkate alındığında eksen dönmesi görülen sistemlerde

Tablo 3. Dönem değişim türlerine göre dönem ve yörünge yarı-büyük eksen uzunlukları dağılımı.

P(gün)	eDa	eDb
0<P≤1	-	-
1<P≤2	11	-
2<P≤3	13	-
3<P≤4	13	1
4<P≤5	4	3
5<P≤6	2	-
6<P≤7	2	5
7<P ≤8	2	1
8<P≤9	1	1
9<P≤10	1	2
P >10	1	9
Toplam:	50	22

a($R_{\odot}$)	eDa	eDb
0<a≤3	-	-
3<a≤6	-	-
6<a≤9	1	-
9<a≤12	11	-
12<a≤15	6	1
15<a≤18	4	3
18<a≤21	4	1
21<a≤24	4	1
24<a≤27	3	2
27<a≤30	4	1
a>30	6	9
Toplam:	43	18



Şekil 4. Eksen dönmesi gösteren sistemlerde dönem-yörünge yarı büyük eksen uzunlukları arasındaki değişim. Küçük siyah semboller O-C değişimi bilinen diğer sistemleri göstermektedir.

yörünge yarı-büyük eksen uzunlukları için sınır değerler verilebilir, bu sınır değerler e*Da* türü sistemler için a>9 $R_{\odot}$ ve *eDb* türü sistemler için a>12 $R_{\odot}$ dir.

Şekil 4'de eksen dönmesi gösteren sistemlerde en aykırı konumda bulunan fakat genel dağılımın bir uzantısı olduğunu düşündüğümüz V1765 Cyg (P=13^{g}.37, e=0.335, B0.5Ib+B2V (B0IV), EB/GS+ACYG) sistemi bulunmaktadır. Bu sistemde bileşen yıldızlardan biri süperdev'dir ve yoldaş bileşen ise nonradyal zonklama yapan bir yıldızdır. Bu konfigürasyonu dikkate alındığında eksen dönmesi gösteren sistemler içerisinde rastlanan ender sistemlerden birini oluşturmaktadır. Ayrıca sistemin q=0.488 kütle oranı ile en düşük kütle oranına sahip sistemlerden biri olma özelliğini taşıdığı görülmüştür (bkz. Kesim 3.5).

3.3. Sıcaklık Dağılımı

Tablo 4'de eksen dönmesi gösteren sistemlerde bileşen yıldızların sıcaklık dağılımları verilmiştir. *eDa* türü sistemlerde baş bileşenlerin çoğunlukla 7500<T≤15000 K (%59) aralığında bulunmasına rağmen belirli bir sıcaklıkta yığılmadan bahsetmek mümkün değildir. *eDb* türü sistemlerde ise yığılma genel olarak 5000<T≤10000K (%71) aralığında bulunmaktadır.

Yoldaş bileşenler dikkate alındığında *eDa* türü sistemler için 5000<T≤12500K (%59) aralığı ve *eDb* türü sistemler için 5000<T≤10000K (%77) aralığı yığılmanın en fazla olduğu sıcaklık aralığı olarak verilebilir.

Tablo 4. Dönem değişim türlerine göre baş ve yoldaş bileşenlerin sıcaklık dağılımı.

	Baş Bileşen		Yoldaş Bileşen	
T(K)	**eDa**	**eDb**	**eDa**	**eDb**
2500<T≤5000	-	1	-	1
5000<T≤7500	3	7	4	9
7500<T≤10000	9	6	13	5
10000<T≤12500	8	-	6	-
12500<T≤15000	5	-	3	-
15000<T≤17500	3	2	4	2
17500<T≤20000	2	1	-	-
20000<T≤22500	1	-	1	1
22500<T≤25000	2	-	3	-
25000<T≤27500	2	1	2	-
27500<T≤30000	3	-	2	-
T>30000	6	1	6	-
Toplam:	44	18	44	18

Bileşen yıldızların sıcaklıkları dikkate alındığında *eDb* türü sistemlerin *eDa* türü sistemlere göre daha düşük sıcaklığa sahip bileşenlere sahip sistemler oldukları söylenebilir. Ayrıca *eDb* türü sistemlerde 10000 K'den büyük baş ve yoldaş bileşenlerin sayısının çok az olduğu (~%20) dikkati çekmektedir.

3.4. Kütle Dağılımı

Tablo 5'de bileşen yıldızların kütlelerinin dağılımı verilmiştir. Her iki tür dönem değişimi gösteren sistemler için baş ve yoldaş bileşenlerin kütlelerinin 1 $M_{\odot}$'den büyük olduğu (küçük olan tek örnek var) görülmektedir. Bileşen yıldızların kütleleri anlamında verilen bu alt sınırın dışında *eDa* türü sistemler için dağılımda dikkat çeken bir yığılmanın bulunmadığı, fakat *eDb* türü sistemlerde baş ve yoldaş bileşenler için $1.0<M_{1,2}(M_{\odot})\leq 2.5$ aralığında bir yığılmanın bulunduğu söylenebilir.

Tablo5. *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemlerde bileşen yıldızların kütleleri dağılımı.

	Baş Bileşen		Yoldaş Bileşen	
M($M_{\odot}$)	**eDa**	**eDb**	**eDa**	**eDb**
0.0<M≤0.5	-	-	-	-
0.5<M≤1.0	-	-	-	1
1.0<M≤1.5	5	4	7	5
1.5<M≤2.0	1	3	6	3
2.0<M≤2.5	7	6	4	6
2.5<M≤3.0	2	1	5	-
3.0<M≤3.5	2	-	2	-
3.5<M≤4.0	5	-	1	-
4.0<M≤4.5	1	-	-	-
4.5<M≤5.0	4	-	4	1
5.0<M≤5.5	2	1	1	-
5.5<M≤6.0	-	1	-	-
M>6.0	14	2	13	2
Toplam:	43	18	41	18

3.5. Kütle Oranı Dağılımı

Tablo 6'de verilen ve *eDa* ile *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemler için kütle oranı dağılımları incelendiğinde, genel olarak eksen dönmesinin büyük kütle oranına sahip sistemlerde görüldüğü ortaya çıkmaktadır. $q<0.5$ (%4.5) kütle oranına sahip çok az sistem bulunmaktadır. *eDb* türü için sistemlerin yaklaşık %72'sinin kütle oranının $q>0.8$ olduğu, *eDa* türü sistemler için ise yaklaşık %91'inin kütle oranının $q>0.6$ olduğu görülmektedir. Kütle oranı $q<0.3$ olan herhangi bir sistemde eksen dönmesi mevcut değildir.

Küçük kütle oranına sahip sistemlerde eksen dönmesi görülmemesi ve yığılmanın genel olarak büyük kütle oranlarında bulunmasından, eksen dönmesi nedeniyle dönem değişiminin birbirlerine yakın kütlelere sahip bileşenli sistemlerde gerçekleştiğini göstermektedir.

Tablo 6. *eDa* ve *eDb* türü sistemlerde kütle oranı ($q=m_2/m_1$) dağılımı.

$q(m_2/m_1)$	**eDa**	**eDb**
0.0<q≤0.1	-	-
0.1<q≤0.2	-	-
0.2<q≤0.3	-	-
0.3<q≤0.4	1	2
0.4<q≤0.5	1	1
0.5<q≤0.6	2	1
0.6<q≤0.7	5	-
0.7<q≤0.8	6	1
0.8<q≤0.9	6	3
0.9<q≤1.0	23	10
Toplam:	44	18

3.6. Yarıçap Dağılımı

Tablo 7 incelendiğinde $R\leq 1\ R_{\odot}$ olan ve eksen dönmesi görülen sistem sayısının yok denecek kadar az (tek örnek var: α CrB, $R_2=0.9\ R_{\odot}$) olduğu görülmektedir. *eDa* türü sistemlerde baş ve yoldaş bileşenler için yığılma $1.5<R_{1,2}(R_{\odot})<3.0$ (%56) aralığında bulunmaktadır.

eDb türü sistemler için baş bileşenlerin büyük bir çoğunluğu $1.0<R_1(R_{\odot})<3.0$ (%83) aralığında yığılma gösterirken, yoldaş bileşenler için bu yığılma $1.0<R_2(R_{\odot})<2.5$ (%72) aralığında bulunmaktadır.

Tablo 7. *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sitemlerde bileşen yıldızların yarıçapları dağılımı.

	Baş Bileşen		Yoldaş Bileşen	
R($R_\odot$)	**eDa**	**eDb**	**eDa**	**eDb**
0.0<R≤0.5	-	-	-	-
0.5<R≤1.0	-	-	-	1
1.0<R≤1.5	1	2	6	3
1.5<R≤2.0	7	6	11	8
2.0<R≤2.5	8	4	7	2
2.5<R≤3.0	9	3	3	1
3.0<R≤3.5	3	-	2	-
3.5<R≤4.0	1	-	2	1
4.0<R≤4.5	2	1	4	-
4.5<R≤5.0	3	-	1	-
5.0<R≤5.5	1	1	1	1
5.5<R≤6.0	1	-	2	1
R>6.0	7	1	4	-
Toplam:	43	18	43	18

Tablo 8. *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemlerde kesirsel yarıçapları dağılımı.

	Baş Bileşen		Yoldaş Bileşen	
r (R/a)	**eDa**	**eDb**	**eDa**	**eDb**
0.0<r≤0.1	4	11	6	13
0.1<r≤0.2	15	6	26	5
0.2<r≤0.3	24	1	10	-
0.3<r≤0.4	1	-	2	-
r>0.4	-	-	-	-
Toplam:	44	18	44	18

3.7. Kesirsel Yarıçaplar Dağılımı

Tablo 8'de *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemler için kesirsel yarıçaplara ilişkin dağılım verilmiştir. Baş bileşenler için *eDa* türü sistemlerde $0.1<r_1\leq0.3$ aralığında %88, *eDb* türü sistemlerde ise $0.0<r_1\leq0.2$ aralığında %94 oranında bir yığılma bulunmaktadır.

Yoldaş bileşenler dikkate alındığında *eDa* türü sistemlerde $0.1<r_2\leq0.3$ aralığında %88 ve *eDb* türü sistemlerde ise yıldızların tamamının 0.2'den küçük kesirsel yarıçapa sahip olduğu ve $0.0<r_2\leq0.1$ aralığında %72 oranında yığıldıkları görülmektedir.

3.8. *log g* Dağılımı

Tablo 9'da eksen dönmesi gösteren sistemlere ilişkin bileşen yıldızların *log g* dağılımı verilmiştir. Her iki tür dönem değişimi gösteren sistemler için bileşen yıldızların çekim ivmelerine ilişkin değerlerin çok sınırlı bir aralıkta bulundukları görülmektedir.

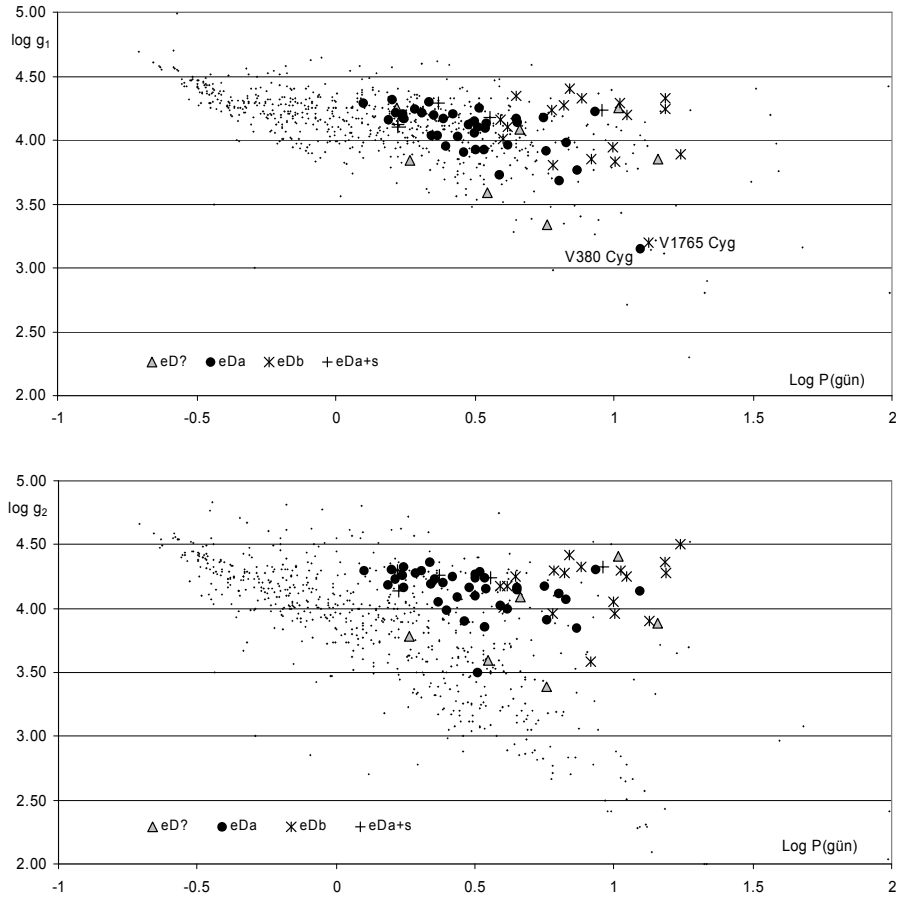
Baş ve yoldaş bileşenlerin yaklaşık %98'i $3.5<logg\leq4.5$ aralığında bulunmaktadır. Bu aralığın dışında çok az sayıda yıldız mevcuttur. Bu tür dönem değişimi gösteren sistemlerde bileşen yıldızların sıkışık cisimler olduklarının bir göstergesidir. Aynı aralıkta *eDb* türü sistemlerin %94'ü ve yoldaş bileşenlerin ise tamamı bulunmaktadır.

Tablo 9. *eDa* ve *eDb* türü sistemlerde Log g dağılımı.

	Baş Bileşen		Yoldaş Bileşen	
log g	**eDa**	**eDb**	**eDa**	**eDb**
3.0<Log g≤3.5	1	1	1	-
3.5<Log g≤4.0	10	5	6	5
4.0<Log g≤4.5	32	12	36	13
Log g>4.5	-	-	-	-
Toplam:	43	18	43	18

Şekil 5'de bileşen yıldızların diğer dönem değişimi gösteren sistemlere göre *log g* dağılımı verilmiştir. Genel olarak büyük dönemlere gidildiğinde diğer türden dönem değişimi gösteren sistemler için *log g* değerlerinin küçüldüğü dikkati çekerken, eksen dönmesi gösteren sistemlerde, özellikle yoldaş bileşenler için değişimin olmadığı ve baş bileşenler için ise hafif bir eğimle değişim gösterdikleri söylenebilir.

eD türü sistemlerin tamamı dikkate alındığında ortalama olarak $[\log g_1]=4.06\pm0.25$ ve $[\log g_2]=4.13\pm0.22$ olduğu hesaplanmıştır. Sistemler ayrı ayrı dikkate alındıklarında *eDa* türü baş ve yoldaş bileşenler için $[\log g_1]=4.07\pm0.22$ ve $[\log g_2]=4.14\pm0.17$, *eDb* türü sistemler



Şekil 5. *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemlerde *log* g_1 (üst) ve *log* g_2 (alt) değerinin döneme ve diğer dönem değişimi gösteren sistemlere göre dağılımı.

için ise [log g_1]=4.08±0.29 ve [log g_2]=4.17±0.22 değerleri hesaplanmıştır. Hata sınırları içerisinde log g değerlerine bakıldığında, *eDa*'lar ile *eDb*'ler arasında önemli bir farklılığın bulunmadığı görülmektedir.

Şekil 5'de aykırı konumda bulunan V1765 Cyg sistemi ışınım sınıfı *Ib* olan bir süperdev baş bileşene ve zonklama yapan bir B2V tayf türünden bir bileşene sahiptir. V380 Cyg ise B1III+B3V: tayf türünden bileşene sahip bir sistemdir ve yine süperdev bir baş bileşenin bulunduğu görülmektedir.

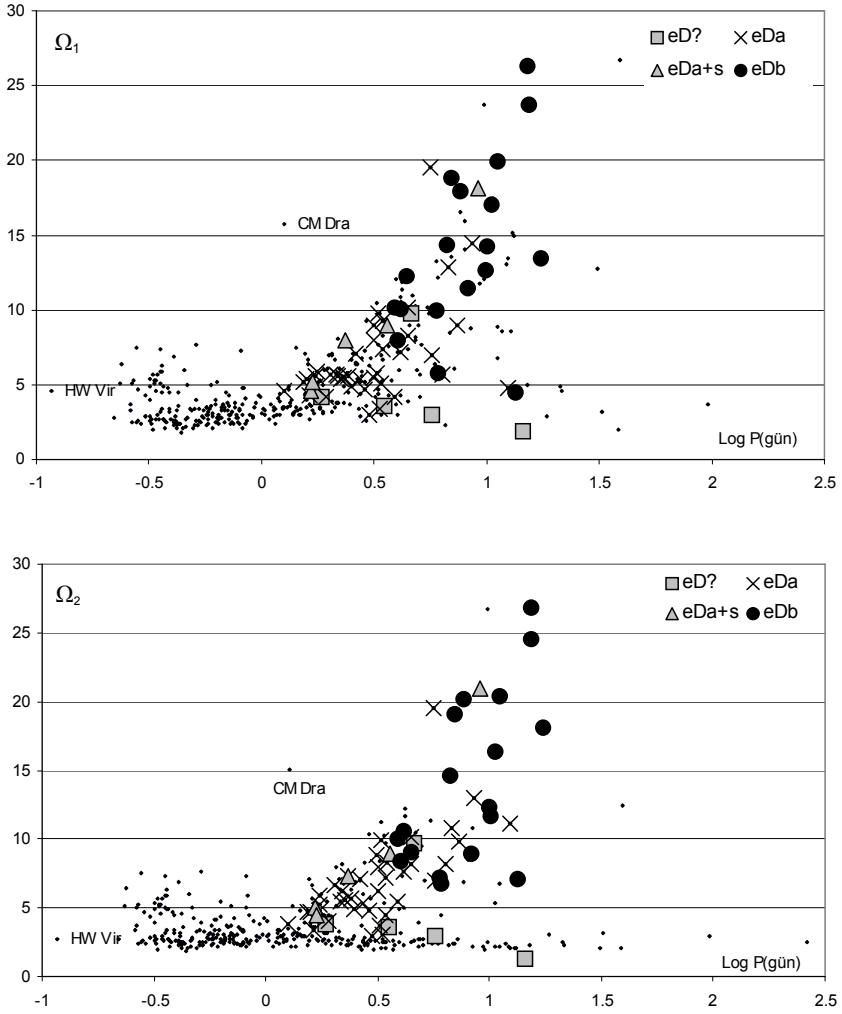
Tablo 10. *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemlerde bileşen yıldızların yüzey potansiyelleri dağılımı.

	Baş Bileşen		Yoldaş Bileşen	
Ω	**eDa**	**eDb**	**eDa**	**eDb**
0<Ω≤2	-	-	-	-
2<Ω≤4	2	-	5	-
4<Ω≤6	25	2	16	-
6<Ω≤8	6	1	10	3
8<Ω≤10	6	1	7	3
10<Ω≤12	1	3	3	3
12<Ω≤14	1	3	1	1
14<Ω≤16	1	2	-	1
16<Ω≤18	-	2	-	1
18<Ω≤20	2	2	1	2
Ω>20	-	2	1	4
Toplam:	44	18	44	18

3.9. Yüzey Potansiyeli Dağılımı

Tablo 10'da *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemler için bileşenlere ait yüzey potansiyeli dağılımları verilmiştir. Literatürde verisi bulunmayan toplam 28 adet sistem için yüzey potansiyeli değerleri *Binary Maker 3.0* programı kullanılarak hesaplanmış ve incelemelerde kullanılmıştır.

eDa türü sistemlerde baş bileşenlerin %57'si $4<\Omega_1\leq6$ aralığında, %84'ü ise $4<\Omega_1\leq10$ aralığında bulunmaktadır. *eDb* türü sistemler için belirgin bir



Şekil 6. *eDa* ve *eDb* türü sistemlerde yüzey potansiyellerinin döneme göre değişimi. Üst şekil baş bileşenler için, alt şekil yoldaş bileşenler içindir.

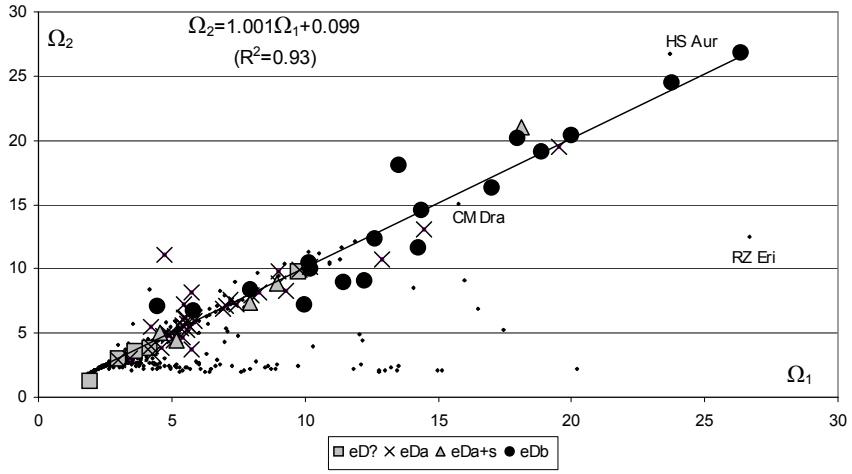
yığılma görülmemektedir, fakat alt sınır olarak $\Omega_1>4$ değeri verilebilir.

Yoldaş bileşenler dikkate alındığında dağılım baş bileşenlerdekine çok benzer olduğu (%86'sının $2<\Omega_2\leq 6$) görülmektedir. *eDb* türü sistemlerde ise alt sınır $\Omega_2>6$ değeri verilebilir.

Şekil 6'da *eDa* ve *eDb* sistemlerine ilişkin yüzey potansiyeli değerlerinin döneme göre dağılımı verilmiştir. Şekil 6 dikkate alındığında dönem değişimi gösteren diğer sistemler için büyük dönemlere gidildiğinde iki farklı kolun ortaya çıktığı (özellikle yoldaş bileşenler için) görülmektedir. Genel olarak eksen dönmesi gösteren sistemler için büyük dönemlere gidildiğinde yüzey potensiyellerinin arttığı söylenebilir. *eD?* olarak gösterilen ve eksen dönme türü belirlenemeyen çok az sayıdaki sistemin bu genellemeye uymadığı dikkati çekmektedir.

Şekil 7'de bileşen yıldızların yüzey potansiyellerinin karşılaştırması verilmiştir. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin tamamı için yüzey potansiyel değerlerinin doğrusal bir yapıda değiştiği görülmektedir. Bu doğrusal değişim üzerine düşen diğer sistemlerin eksen dönmesi gösterme olasılıklarının bulunduğunu söyleyebiliriz.

Bu amaçla grafik üzerinde dikkati çeken bir konumda bulunan HS Aur ($P=9^g.815$, G8+K0, q=0.976) sistemi incelenmiştir. Popper ve ark.[12] tarafından sistem, bileşenleri anakolda bulunan G tayf türünden ayrık ender sistemlerden biri olduğu belirtilmiştir. O-C grafiği incelendiğinde çok az sayıda verisinin bulunduğu ve varolan veriler dikkate



Şekil 7. Eksen dönmesi gösteren sistemler (yuvarlak renkli semboller) ile dönem değişimi gösteren diğer sistemler (siyah küçük semboller)'in yüzey potansiyeli değişimi.

alındığında ise sistemde dönem değişimi olduğunu söylemenin mümkün olmadığı görülmüştür. Sistemin günümüze kadar iki adet fotoelektrik minimumu ve bir adet 2006 yılında olmak üzere CCD ile alınmış ikinci minimum bulunmaktadır. İki adet birinci minimum birbirini takip ederken en son alınmış olan ikinci minimum ayrı bir konumda bulunmaktadır. O-C farkı yaklaşık olarak 0.021 gün kadardır. Bu farklılık dikkate alındığında sistemin eksen dönmesi gösteren sistemler arasında bulunma olasılığının yüksek olduğu ortaya çıkmıştır. Fakat desteklenmesi amacıyla bu sistemin acilen ikinci minimum gözlemlerine ihtiyaç duyulmaktadır.

3.10. Tayf Türü Dağılımı

Tablo 11'de *eDa* ve *eDb* türü dönem değişimi gösteren sistemlerde baş ve yoldaş bileşenlerin tayf türleri dağılımı verilmiştir. *eDa* türü dönem değişimi gösteren sistemler için baş bileşenin genel olarak *B* ve *A* (%91) tayf türünden yıldızlar olduğu görülmektedir. Bu sınıfın dışında çok az sayıda örnek bulunmaktadır. *eDb* türü sistemler dikkate alındığında *F* tayf türünden de örneklerin bulunduğu görülmektedir.

eDa türü sistemlerde yoldaş bileşenler, baş bileşenlere göre benzer bir dağılım göstermektedir ve *B* ve *A* (%82) tayf türünden ve az sayıda *F* tayf türünden yıldızlar oldukları görülmektedir. *eDb* türü sistemler için dikkati çeken bir yığılma görülmemektedir.

eDa türü sistemler için *G* tayf türünden daha geç bileşeni bulunan bir sistem bulunamamıştır. *eDb* türü sistemlerde *K* tayf türünden yoldaş bileşene sahip tek örnek VW Peg sistemidir ve sistemin tayf türü F2+[K1IV], Budding et. al. [13]'dan alınmıştır. Bunun dışında başka bir kaynaktan sistemin tayf türü hakkında bir bilgi bulunamamıştır. Sistem için GCVS'de verilen 2.341295 döneminin hatalı ve gerçek dönemin 21.0717511 gün olduğu Ahtenberg ve ark.[14] tarafından gösterilmiştir.

Yukarıdaki çıkarımlar dikkate alındığında, eksen

Tablo 11. Bileşen yıldızların tayf türü dağılımı.

Tayf Türü	Bileşen	eDa	eDb
O	1	4	-
	2	3	-
B	1	30	7
	2	25	4
A	1	11	5
	2	12	3
F	1	5	4
	2	5	5
G	1	-	2
	2	-	2
K	1	-	-
	2	-	1
M	1	-	-
	2	-	-
Toplam:	1	50	18
	2	45	15

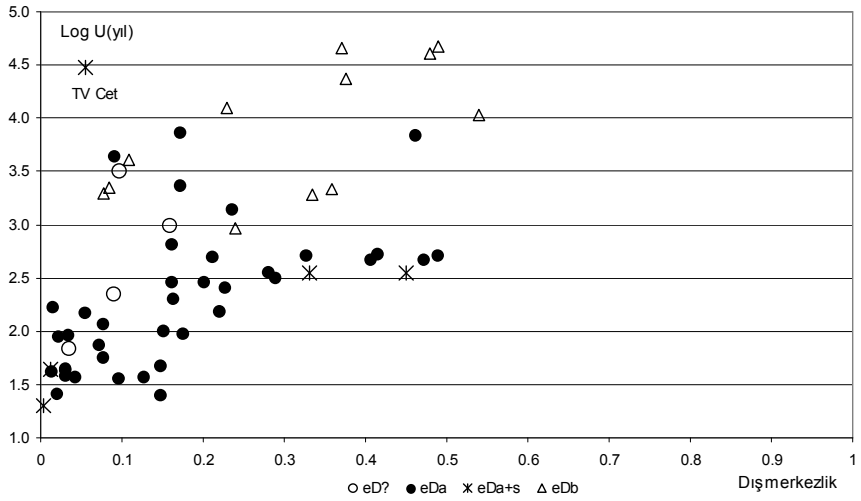
dönmesi nedeniyle dönem değişiminin çoğunlukla erken tayf türünden bileşene sahip sistemlerde görüldüğü, geç tayf türünden sistemlerde ise görülmediği söylenebilir.

Ayrıca bileşen yıldızların ışınım sınıfları incelendiğinde baş bileşenlerin %86'sının ve yoldaş bileşenlerin %89'unun anakolda bulundukları belirlenmiştir. Bir başka ilginç bir dağılım ise eksen dönmesi gösteren sistemlerde benzer tayf türünden bileşene sahip sistemlerin yaklaşık %60 oranına sahip olmasıdır.

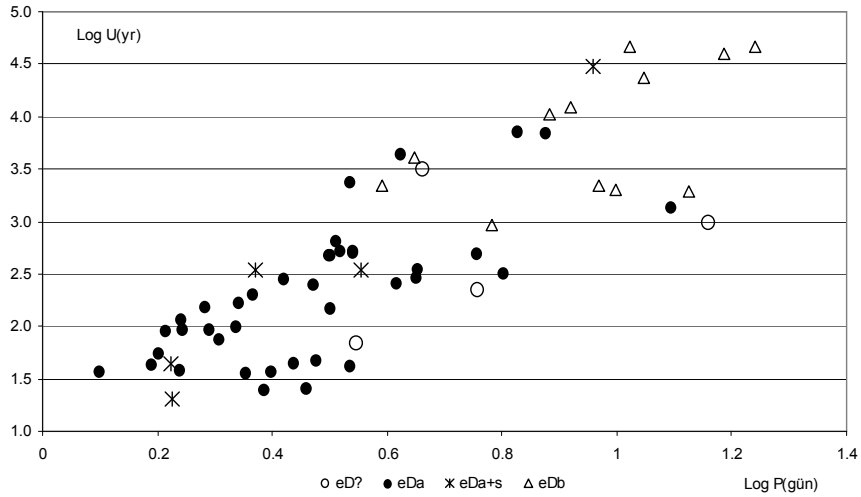
3.11. Dışmerkezlik ve Eksen Dönme Dönemi Dağılımı

Şekil 8'de dikkate alınan sistemler için dışmerkezlik değerlerine göre eksen dönme dönemleri arasındaki ilişki gösterilmiştir. Artan dışmerkezlik değerlerine göre eksen dönme dönemlerinin, *U(yıl)*, artma gösterdiği söylenebilir. *eDb* türü sistemler sınıflandırılırken, henüz eksen dönmesi görülmeyen ve gelecekte görülecek sistemler olarak sınıflandırılmasına rağmen literatürde bu sistemlerden bazıları için yapılmış çalışmalarda *U(yıl)* dönemi hesaplanmış olduğu için Şekil 8'de bu verilerin kullanılması uygun görülmüştür. TV Cet sistemi bu diagramda küçük döneme sahip olmasına rağmen büyük eksen dönme dönemine sahip sistem olması ile dikkat çekmektedir. Bu sistem galaktik düzlemden biraz uzakta bulunan bir sistemdir ve O-C değişim türü *eDa+s* olarak sınıflandırılmıştır.

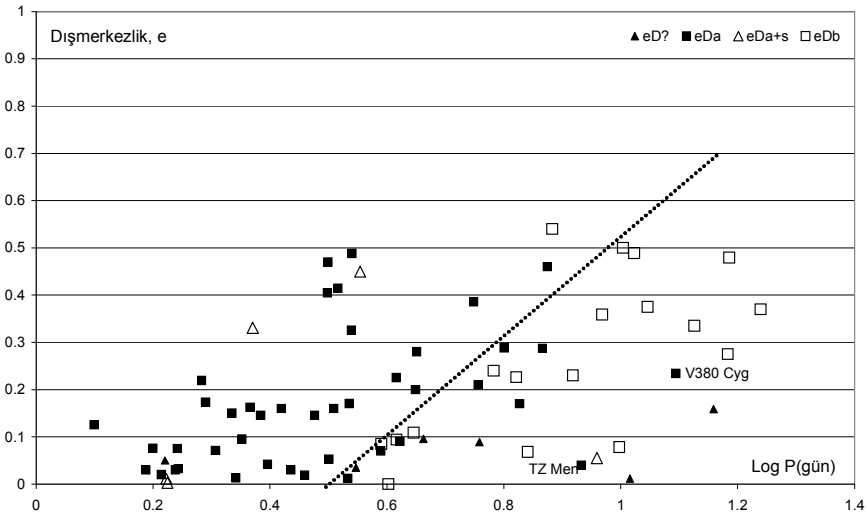
Şekil 9'da eksen dönmesi gösteren sistemler için yörünge dolanma dönemlerine



Şekil 8. Eksen dönmesi dönemine göre dışmerkezlik değerlerinin değişimi.



Şekil 9. Sistemin dönemine göre eksen dönmesi dönemi arasındaki ilişki.



Şekil 10. Yörünge dolanma dönemine göre sistemlerin dışmerkezliklerinin değişimi.

karşılık eksen dönme dönemlerinin değişimi verilmiştir. Şekilden de görülebileceği gibi büyük yörünge dönemlerine sahip sistemler için eksen dönme dönemlerinin de arttığı görülmektedir. Buradan büyük yörünge dönemlerine sahip sistemlerde eksen dönme süresinin de büyük olacağı söylemek mümkündür.

Şekil 8 ve 9 birlikte dikkate alındığında, eksen dönme dönemine göre yörünge dışmerkezliği ile yörünge dönemi arasında bir ilişkinin bulunması muhtemeldir. Bu amaçla Şekil 10'da yörünge dönemine karşılık sistemlerin dışmerkezlikleri grafike edilmiştir. Benzer yörünge dönemi ve dışmerkezliğe sahip sistemlerin aynı konumlarda bulunmaları (örn. *eDb* türü EK Cep (A1.5V+G5), CO Cep (G0+?) ve IT Cas (F5+F5) ve *eDa* türü V453 Cyg (B0.5IV+B0.5IV) ile CR Sct (A3+?)) neden *eDb* türü sistemlerde eksen dönmesinin hala başlamadığı sorusunu gündeme getirmektedir. Çok az sayıda bir örnek dikkate alındığında bu sistemlerin geç tayf türünden veya evrimleşmiş bileşenleri bulundukları görülmektedir. Ayrıca Şekil 10'da aykırı konumlarda olduğu düşünülen iki sistem den biri olan V380 Cyg ($P=12^g.426$, e=0.234, B1III+B3V:) ve TZ Men ($P=3^g.414$, e=0.04, A1III+B9V:) sistemlerinin farklı konumlarda bulunmalarının temel nedeni baş bileşenlerinin dev (evrimleşmiş) yıldız olmaları olabilir. Yukarıda bahsedilen sistemler dikkate alındığında bileşen yıldızların evrimsel durumlarının, eksen dönmesi gösteren sistemlerde önemli bir parametre olduğu söylenebilir.

4. Sonuçlar

Eksen dönmesi gösteren toplam 84 adet sistemin incelenmesi sonucunda aşağıdaki sonuçlara varılmıştır;

1. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin yaklaşık %75'inin $-15<b(°)<+15$ (%75) aralığında bulunmaları nedeniyle galaktik düzlemde oluşmuş genç sistemler olduklarını,
2. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin %98'i Algol türü ayrık sistemlerden oluştuklarını,
3. Bileşen yıldızların %89'unun anakolda bulunduğu ve yaklaşık %60'ının aynı veya birbirine çok yakın tayf türlerine sahip oldukları,
4. O-C değişimleri incelenen sistemler içerisinde yaklaşık %10'unun eksen dönmesi gösterdiği,
5. Yörünge dönemi 1 günden küçük eksen dönmesi gösteren sistemin bulunmadığı ve dönem için herhangi bir üst sınır değerin belirlenemediğini,
6. Yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu için alt sınır olarak 9 $R_\odot$ verilebileceği bu sınırın altında eksen dönmesi gösteren sadece bir sistemin bulunduğu, bileşen yıldızların yarıçaplarının 1 $R_\odot$'den büyük olduğu,

7. Eksen dönmesi gösteren sistemlerde kesirsel yarıçap değerinin r≤0.3 olduğu ve r>0.4 olan herhangi bir sistemin bulunmadığı,
8. Eksen dönmesi gösteren sistemlerde bileşen yıldızların kütle olarak 1 $M_{\odot}$'den büyük olduğu,
9. Bileşen yıldızların %98'inin 3.5<*logg*≤4.5 aralığında değerler aldıkları ve bu nedenle evrimleşmemiş sıkışık cisimler oldukları, *log g* değeri 4.5'dan büyük herhangi bir bileşene rastlanmadığı,
10. Bileşen yıldızların yüzey potansiyellerine bakarak sıkışık cisimler oldukları ve yüzey potansiyeli 4<Ω olan bileşenlerin sayısının son derece az olduğu,
11. Kütle oranları için yaklaşık %91'inin q>0.6 olduğu ve q<0.3 olan herhangi bir eksen dönmesi gösteren sistemin bulunmadığı,
12. Eksen dönmesi birbirine yakın kütlelere sahip sistemlerde görüldüğü,
13. Bileşen yıldızların yüzey potansiyellerinin birbirlerine göre değişiminin doğrusal bir bağıntı oluşturduğu, bu doğrusal kol üzerinde bulunan sistemlerin eksen dönmesi gösteren sistemler arasına girme olasılıklarının bulunduğu,
14. Bileşen yıldızların tayf türlerinin %91'inin B ve A olduğu ve geç tayf türünden bileşene sahip sistemlerin sayısının son derece az olduğu,
15. Eksen dönme dönemleri ile yörünge dışmerkezliği ve yörünge dönemi arasında kaba bir ilişkinin bulunduğu,
16. Bileşen yıldızların tayf türlerinin ve ışınım sınıflarının eksen dönme süresinde önemli derecede etkide bulunduğu görülmüştür.

Kaynaklar

[1] Kreiner, J.M., Kim,C.-H. ve Nha, I.-S., (2001), "*An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars*". 2001aocd.book.....K

[2] Wolf, M., Harmanec, P., Diethelm, R., Hornoch, K. and Eenens, P., (2002), "Apsidal motion and light-time effect in eclipsing binaries HS Herculis and U Ophiuchi", *A&A,* 383, 533. 1938*MNRAS*..98..528C

[3] Cowling, T.G., (1938), "The stability of convective stars", *MNRAS*, 98, 734.

[4] Sterne, T.E., (1939), "Apsidal motion in binary stars", MNRAS, 99, 662. 1939*MNRAS*..99..451S

[5] Gimenez, A. & Garcia-Pelayo, J.M., (1983), "A new method for the analysis of apsidal motions in eclipsing binaries", *Ap&SS,* 92, 203. 1983*Ap&SS*..92..203G

[6] Lacy, C.H.S., (1992), "An exact solution of the ephemeris-curve problem", *AJ,* 104, 2213.

[7] Wolf, M.; Harmanec, P.; Sarounová, L.; Zejda, M.; Bozic, H.; Hornoch, K.; Kozyreva, V. S.; Hynek, T.; Král, L, (2004), "Apsidal motion in eccentric eclipsing binaries: V871 Aql, V345 Lac, V401 Lac and CR Sct", 2004*A&A*...420..619W

[8] Ling, J.F., (2004), "Preliminary Orbits for Eight Visual Binaries", 2004*ApJS*..153..545L

[9] Chambliss, Carlson R., (1992), "Eclipsing binaries in multiple-star systems", 1992*PASP*..104..663C

[10] Wolf, M., Diethelm, R. and Hornoch, K., (2001), "Apsidal motion in eccentric eclipsing binaries: TV Ceti and V451 Ophiuchi", *A&A*, 374, 243. 2001*A&A*...374..243W

[11] Clausen, J.V., (1991), "Absolute dimensions of eclipsing binaries: XIX. BW Aquarii: a late F-type indicator of overshooting", Astron. Astrophys. 246, 397. 1991*A&A*...246..397C

[12] Popper, D. M.; Lacy, C. H.; Frueh, M. L.; Turner, A. E., (1986), "Properties of main-sequence eclipsing binaries - Into the G stars with HS Aurigae, FL Lyrae, and EW Orionis",1986*AJ*.....91..383P

[13] Budding, E.; Erdem, A.; Çiçek, C.; Bulut, I.; Soydugan, F.; Soydugan, E.; Bakis, V.; Demircan, O., (2004), "Catalogue of Algol type binary stars", 2004*A&A*...417..263B

[14] Achterberg, H.; Frank, P.; Husar, D., (2000), "VW Peg: First Photoelectric Observations and Revised Elements" 2000*IBVS*.4916....1A

W UMA TÜRÜ ÇİFT SİSTEMLERDE O'CONNELL ETKİSİ

Gonca SALMAN[1], Zekeriya MÜYESSEROĞLU[1]

Özet

W UMa türü örten çiftlerin bileşenleri, genel olarak Güneş benzeri yıldızlardır. Değen çiftlerin bazılarının ışık eğrilerinde tutulmalar dışındaki maksimumlar seviyelerinde farklılık görülmektedir. Bu asimetri, O'Connell etkisi olarak bilinir ve zamanla değişmektedir. Bu etkinin nedeni tam olarak bilinmemekle birlikte, yaygın olarak, çiftin bileşenleri üzerindeki sıcak ya da soğuk lekenin sonucu olduğuna inanılır. Burada, O'Connell etkisine sahip beş tane değen çift sistemi incelendi. Gözlenmiş ışık eğrisinden, her iki maksimuma ayrı ayrı normalize edilmiş iki tane ışık eğrisi elde edildi ve bunların fotometrik analizleri yapıldı. Bu analizlerden hangisinin çözüm parametrelerinin, değen çiftlerin deneysel genel özelliklerine (dönem-yoğunluk ve yarıçap oranı-kütle oranı bağıntıları) daha iyi uyduğu araştırıldı. Böylece, O'Connell etkisi lekeden kaynaklanıyorsa, lekenin türü (parlak/sönük) tahmin edilmeye çalışıldı.

Anahtar Kelimeler: değen *çiftler, W UMa türü sistemler, O'Connell etkisi, ışık eğrisi çözümü; özel: V781 Tau, UY UMa, MW Pav, RW Com, YZ Phe*

Abstract

The components of the eclipsing binaries of W UMa type are commonly Sun-like stars. Differences are observed at the maximum levels out of the eclipses of the light curves eclipsing of some of the binaries. This asymmetry is known as O'Connell effect and changes in course of time. The reason of this effect is not known exactly yet; however, it is widely believed that it is the result of the hot or cold spots on the surface of the binary components. Five contact binary systems have been studied here. Two light curves normalized separately to each maxima have been derived from the observed light curve, and their photometric analysis have been made. Solution parameters of which of these analysis corresponds better to the empirical common properties (period-density and radius ratio-mass ratio correlations) have been questioned. By this way, the type of the spot (bright/dark) have been seeked to guess if the spot is responsible for O'Connell effect.

Key Words: *contact binaries, W UMa type systems, O'Connell effect, light curve analyse; individual: V781 Tau, UY UMa, MW Pav, RW Com, YZ Phe*

1.Giriş

W UMa türü örten çift yıldızlar, ışık eğrilerinin tutulmalar dışında kalan kısımlarının değişir olması ve minimum derinliklerinin neredeyse birbirine eşit olması ile karakterize edilirler. İki yıldızın birbirine fiziksel olarak değmesi nedeniyle birinden diğerine kütle ve enerji akışı mümkün olmaktadır. Binnendijk ([1],[2]) W UMa türü sistemleri, ışık eğrilerindeki derin minimumun bir örtülme (transit) veya bir örtme (occultation) sonucuna

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837 Ahlatıbel-Ankara (312) 212 67 20*
salman@science.ankara.edu.tr, muyes@astro1.science.ankara.edu.tr

göre A ve W türü olmak üzere iki alt sınıfa ayırmıştır. Bu iki türün ayrımı dikine hız eğrilerinde daha açık görülmektedir, kütleli yıldız ana minimumda A türünde arkada iken; W türünde gözlemciye daha yakın konumdadır. Ardından bu sınıflamanın, sistemin ve bileşenlerin fiziksel özelliklerine göre bir ayrım olduğu görülmüştür [3]. W UMa türü sistemlerde A ve W türünü birbirinden ayıran önemli bir nokta, A türlerinin daha yakın değen olmalarına rağmen, W türlerinin birbirlerine daha az değmeleridir [4]. Daha sığ bir konvektif zarfa sahip olan W türlerindeki yıldızların her biri kendi özelliklerini A türündeki yıldızlara göre daha iyi koruyabilmektedir. Diğer taraftan A türü sistemlerde iki yıldız çok yakın olacak şekilde değdikleri için bileşenlerin manyetik alan kuvveti özdeş sayılır. Buna göre A türlerinde, eğer bileşenlerden birinin üzerinde leke olabilirse, her ikisinde de olabilir.

Son yıllarda A ve W alt sınıflarının yanına yeni alt türler eklenmiştir; B, E ve H. Işık eğrileri β Lyrae türü olan, fiziksel (geometrik) değil ama *ısısal değen* bileşenli sistemler B; OB erken tayf sınıfından sıcak bileşenli sistemler E alt sınıfı üyelerini oluşturmaktadır. Pribulla'ın katalogundaki [5] değen çift yıldızların %43'ü W, %39'u A, %11'i B ve %7'si E alt sınıfındadır. B alt sınıfından olanlar, kütle oranları bakımından W, dönemleri açısından da A alt sınıfına benzemektedirler. Ayrıca Csizmadia [6], kütle oranları 0.7'den büyük olan değen çiftleri H alt sınıfı olarak gruplanmaktadır.

Ağırlıklı olarak A ve W türü W UMa'lar için yapılan çalışmalar göz önüne alındığında dönem-yoğunluk ve yarıçap oranı-kütle oranı arasında bazı ilişkiler bulundu.

1.1. Değen Çiftlerde Dönem - Yoğunluk ve Yarıçap Oranı - Kütle Oranı İlişkileri

Bu çalışmada, değen çift yıldızların büyük kütleli bileşeni (daha soğuk bile olsa) ana bileşen olarak alındı (kütle ve yarıçap sembollerinde 1 indisli).

Bu nedenle $q = m_2/m_1$ kütle oranı her alt sınıf için birim veya ondan daha küçüktür ($q \leq 1$). Bileşenlerin kütleleri Güneş kütlesi, yarıçapları ile bileşenler arası uzaklık Güneş yarıçapı ve yörünge dönemi gün biriminde olmak üzere, Kepler'in üçüncü yasası; $a^3 = 74.5P^2(M_1 + M_2)$ dir. Aynı birimlerle bileşenlerin gr/cm^3 olarak ortalama yoğunlukları; $\rho_i = \frac{M_i}{R_i^3} 1.4091$ ile (i=1, 2) verilir. Bu iki bağıntı birleştirilerek, her iki bileşenin ayrı ayrı ortalama yoğunlukları için;

$$\rho_1 = \frac{0.01891}{r_1^3 P^2 (1+q)} \quad , \quad \rho_2 = \frac{0.01891\ q}{r_2^3 P^2 (1+q)} \qquad (1.1)$$

elde edilir. Yoğunluk ifadelerinin sağ tarafındaki parametreler, ışık eğrisi analizinden bulunabilir.

$$\rho_1 = 0.10(\pm 0.01) P^{-2.19(\pm 0.07)} (r = 0.97; \sigma = 0.13) \qquad (1.2)$$

$$\rho_2 = 0.17(\pm 0.01) P^{-2.03(\pm 0.05)} (r = 0.99; \sigma = 0.09) \qquad (1.3)$$

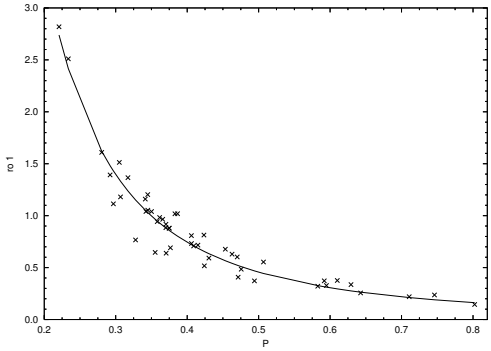
$$(\rho_1 + \rho_2) = 0.27(\pm 0.02) P^{-2.10(\pm 0.06)} (r = 0.98; \sigma = 0.21) \qquad (1.4)$$

Burada parantez içindeki *r*; korelasyon katsayısı, σ; birim ağırlığın standart hatasıdır.

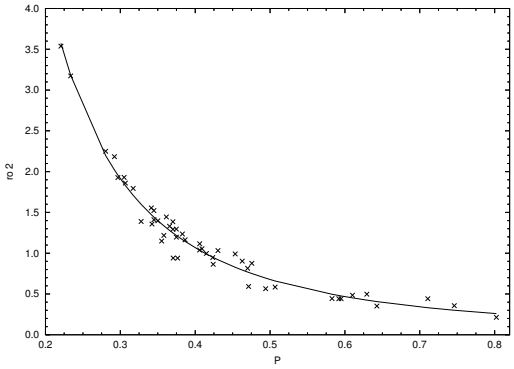
Yine aynı çizelgeden $k = r_2/r_1$ yarıçap oranı ile $q = m_2/m_1$ kütle oranı arasında

$$k = q^{0.44(\pm 0.003)} (r = 0.99; \sigma = 0.01) \qquad (1.5)$$

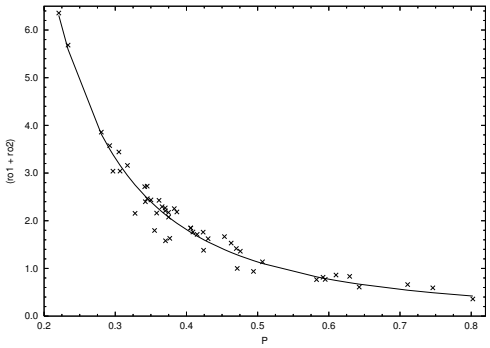
biçiminde bir bağıntı bulundu. Bu bağıntılar ve gözlemsel değerler sırasıyla Şekil 1.1'de gösterilmektedir.



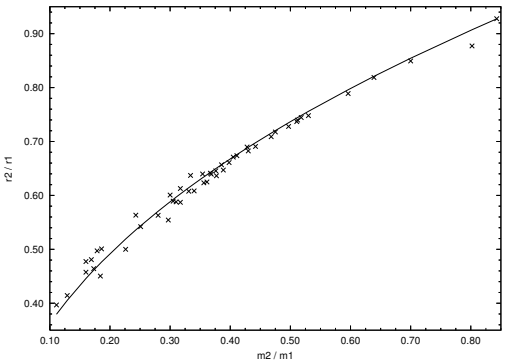
a) ρ_1 - P grafiği



b) ρ_2 - P grafiği



c) ρ_{top} - P grafiği



d) k - q grafiği

Şekil 1.1 W UMa'larda dönem-yoğunluk ve kütle oranı-yarıçap oranı ilişkileri

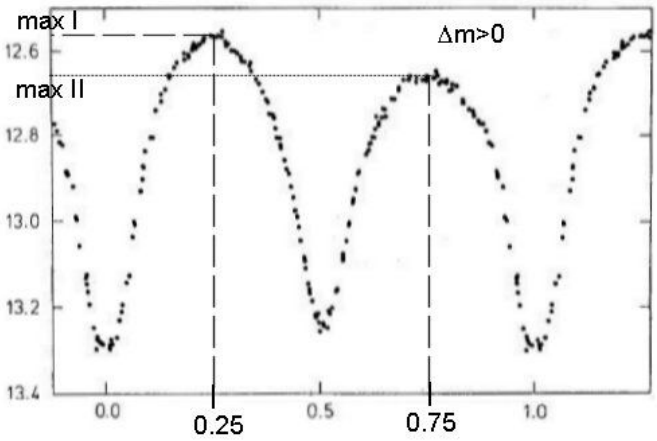
1.2. O'Connell Etkisi

W UMa'ların ışık eğrilerinde maksimumlar dışındaki değişimlerden başka, zamanla değişen düzensizlikler de gözlenebilmektedir. Bunlar farklı biçimde kendini gösterebilir;

i. maksimum seviyeleri arasındaki farklılıklar
ii. minimumlar seviyesindeki farklılıklar
iii. maksimum ya da minimum evrelerindeki kaymalar

Bu etkiler ya uzun zaman aralığında "ışık eğrisi değişimi" ya da kısa sürede (bir sezonluk) tek bir ışık eğrisinde "düzensizlikler" olarak karşımıza çıkabilir.

Bu çalışmada göz önüne alınan farklılık, ışık eğrilerinin maksimumları arasındaki seviye farklarıdır. Bu farklılık O'Connell etkisi olarak isimlendirilir. O'Connell etkisi değen sistemlerin en meşhur ve zor problemi olarak nitelenmektedir. O'Connell [7]'ın alışkanlığı kullanılarak, ikinci minimumdan sonraki maksimum parlaklığı ile birinci minimumdan sonraki maksimum parlaklığı arasındaki farktır (Δm= maxII-maxI). Eğer birinci minimumu izleyen maksimum, ikinci minimumu izleyen maksimumdan daha parlak ise $\Delta m>0$'dır (Şekil 1.2). O'Connell, küçük boyutlu yoğun yıldızlarda Δm'nin daha büyük olduğunu, bileşenlerin boyutları ve yoğunlukları farkı arttıkça Δm'nin arttığını söyledi. Δm ile örten sistemin yörüngesine ve bileşenlerine ait parametreler arasında korelasyonlar buldu.

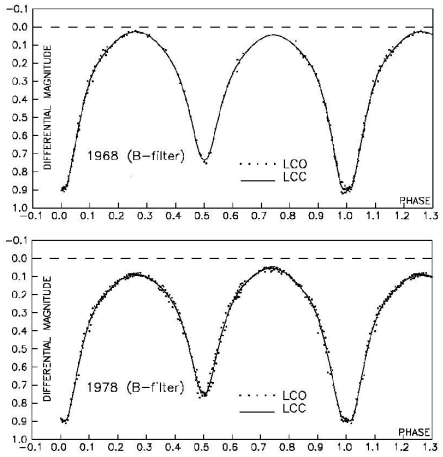


Şekil 1.2 O'Connell etkisi, II. ve I. maksimumlar arasındaki fark

Maceroni and van't Veer [8] leke etkinlik modelinin O'Connell etkisini açıklamada oldukça uygun olduğunu ve kuramsal modellerle açıklanabileceğini söylediler. Shaw [9] değmeye yakın çiftteki O'Connell etkisinin bir bileşenden kütle aktarımıyla sıcak bir lekenin oluşmasıyla açıkladı. Davidge and Milone [10], O'Connell'ın önceki çalışmasına benzer biçimde, ayrık ve yarı-ayrık sistemlerde maksimumlar farkının, çift sistemin parametreleriyle ilişkisini, duyarlı fotometrik veriler kullanarak yeniden araştırdılar. [9]'a göre yörünge döneminin veya bileşenler arası uzaklığın artması ile Δm negatif olmakta ve ayrıca asimetrinin rengi ile (Δm_b- Δm_v) asimetri (Δm_v) arasında kuvvetli bir ilişki bulunmaktadır. Şöyle ki; (Δm_b- Δm_v) farkı negatif iken Δm_v pozitif, (Δm_b- Δm_v) farkı pozitif iken Δm_v negatif olmaktadır.

Liu and Yang [11], yakın çift yıldızlarda, bileşenlerin çevrel maddeden yakaladıkları düşük yoğunluklu (10^{-12} ile 10^{-11} gr cm^{-3} kadar) kütlenin O'Connell etkisini açıklayabileceğini önerdiler. W alt türlerinde her iki bileşen tarafından yakalanan madde yoğunluğu aynı iken A türlerinde bileşenler farklı yoğunluktaki maddeleri toplamaktadır. Bu modelde tayf türü ve dönem büyük rol oynamaktadır; geç tayf türlü ve/veya kısa dönemli çiftlerde O'Connell etkisi görülmektedir. Sistemi çevreleyen maddenin bileşenler tarafından yakalanmasıyla kinetik enerjiden ısısal enerjiye dönüşüm sonucu, maddenin yakalandığı (ön/arka) yüzeyin diğer yüzeyden (arka/ön) farklı sıcaklığa sahip olacağını ve bunun da ışık eğrisinde 0.25 ve 0.75 evrelerinde yükseklik farkı olarak görüleceğini söylediler.

O'Connell etkisi gözlenen çoğu sistemde Δm büyüklüğünün ve işaretinin zamanla değiştiği görülmüştür. Bunun bir örneği Şekil 1.3'de görülmektedir.



Şekil 1.3 AB And'ın 1968 ve 1978 yılı B bandı ışık eğrileri [12]

2. O'Connell Etkisi Görülen Sistemlerin İncelenmesi

Çalışmada W UMa'ların ışık eğrisinde gözlenen maksimumlardaki parlaklık farkı, bileşenlerin birinde homojen olmayan sıcaklık dağılımı (leke) nedeni ile olduğu kabul edildi ve bu maksimum evrelerin herhangi birinin normal seviye olduğu varsayılarak araştırıldı. İncelenecek değen çift yıldızların seçiminde aşağıda belirtilen noktalar dikkate alındı;

i. Örnekler içinde pozitif ve negatif Δm değeri olan yıldız sistemleri olsun,
ii. Işık eğrileri gözlemsel olarak fazla saçılma göstermesin,
iii. Işık eğrileri, mutlak değerce büyük O'Connell etkisine sahip olsun,
iv. Seçilen örten çift sistemlerin, ışık eğrilerinin yanında, tayfsal olarak dikine hız eğrisi gözlemleri olsun (tercih).

Bu kriterlere göre 5 yıldız seçildi. Bunlardan bir tanesi A alt türü (MW Pav) ve dört tanesi de W alt türüdür (RW Com, UY UMa, YZ Phe ve V781 Tau).

2.1. MW Pavonis

MW Pav örten değişen çift yıldızındaki değişimler ilk olarak Eggen [13] tarafından gözlendi. Strohmeier [14] ve Williamon [15] sistemin ışık elemanlarını ayrı ayrı yayınladılar. Yörünge dönemi ise Strohmeier gözlemleri kullanılarak, [15] tarafından 0.7949 gün olarak hesaplandı. Işık eğrisini ise ilk kez Lapasset [16] gözledi. Sistemin ışık eğrisi analizi sonunda [17], MW Pav çift sisteminin A alt türünden bir W UMa olduğu anlaşıldı ve sistemin fotometrik kütle oranı $q = 0.1826$ olarak hesaplandı. [17] yaptığı analizlerde sistemin ışık eğrisindeki maksimum düzeylerinin eşit olmadığını ($\Delta m_B = 0.^m03$) gözledi ve bu parlaklık farkının da muhtemel bir sıcak lekeden kaynaklanabileceğini belirtilmektedir.

2.2.YZ Phoenics

YZ Phe çift sistemi, ilk kez Hoffmeister [18] tarafından gözlendi. Jones [19], UBVRI bantlarında fotometrik gözlemini gerçekleştirdi ve sistemin yörünge döneminin 0.234 gün olduğunu söyledi. Kilkenny and Marang [20] tarafından yapılan fotometrik gözlemlerde sistemde oldukça büyük bir O'Connell etkisi ($\Delta m \approx 0.^m1$) gözlendi. Daha sonra Samec and Terrel [21] yaptıkları çok renk (BVRI) fotometrik çalışmada, sistemin dönemini 0.235 gün; kütle oranını 0.408 olarak hesapladılar. Gözlenen ışık eğrilerini, kuramsal olarak büyük bileşene ayrı ayrı konumlandırılan sıcak ve soğuk leke ile modellediler. Bunlardan, ana bileşen yüzeyinin % 21'ini kaplayan sıcak lekenin daha gerçekçi olduğu sonucuna vardılar.

2.3. UY Ursae Majoris

UY UMa çift yıldızının değişen olduğu ilk kez Beljawsky [22] tarafından gözlendi. UY UMa $12^m.7$ parlaklığında, W alt türü W UMa ve 0.3760 günlük bir yörünge dönemine sahip olan sistemin fotometrik kütle oranı $q = 0.134$ olarak hesaplandı [23]. Sistemin ışık eğrisinde maksimumlardaki parlaklık farkı $\Delta m_V = 0.^m034$ dir. Bu parlaklık farkının nedeni ise; birinci (büyük kütleli) bileşende muhtemel bir soğuk (karanlık) leke ile açıklandı.

2.4. RW Comae Berenices

Kısa dönemli örten değişen sistem olan RW Com ilk kez Jordan [24] tarafından gözlendi ve daha sonra fotometrik ve tayfsal [25] gözlemleri yapıldı. Soğuk (büyük) bileşen üzerinde bulunan soğuk leke kabulu ile yapılan ışık eğrisi çözümlerinin, gözlemlerle daha iyi uyuştuğu görülmüştür [26].

2.5. V781 Tauri

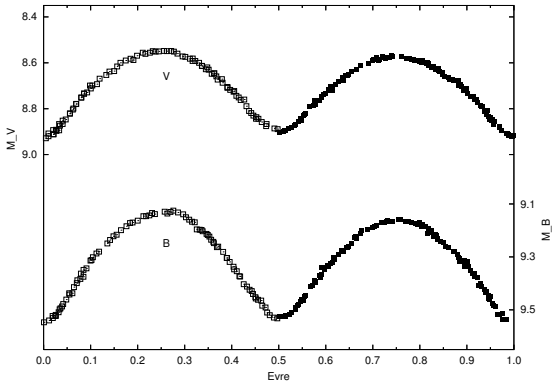
V781 Tau örten değişen çift yıldız sistemi ilk kez Haris [27] tarafından gözlendi ve W UMa türü olarak sınıflandırıldı. Sistemin B ve V bantlarında ışık eğrisi analizi ilk kez [28] 1988 yılında yapıldı, bu analiz sonunda sistemin W türü bir W UMa olduğu anlaşıldı. Sistemin ışık eğrisinde maksimum parlaklıklarının yükseklik farklarından kaynaklanan O'Connell etkisi $\Delta m=0.^{m}03$ olarak gözlendi ve uygun olarak sıcak ve soğuk leke için ayrı ayrı yapılan çözümlerden soğuk leke olasılığının daha fazla olduğuna dikkat çekildi [29]. Sistemin son fotometrik analizini ise Yakut [30] yaptı. Onlar, sistemde görülen O'Connell etkisinin küçük kütleli bileşendeki muhtemel bir soğuk lekeden kaynaklanabileceğini açıkladı.

İncelenen sistemlerin genel özellikleri Çizelge 2.1.'de verilmektedir.

Çizelge 2.1. Seçilen yıldızların genel özellikleri

		UY UMa	MW Pav	V781 Tau	RW Com	YZ Phe
Alt tür		W	A	W	W	W
Tayf türü		-	A7 V / F2	G0 V	K0 V	K3 V
Dönem (gün)		0.3760	0.7949	0.3449	0.2373	0.2347
Kütle oranı (m_2/m_1)		0.134	0.183	0.396	0.343	0.408
Yörünge eğikliği (º)		72.7	85.1	65.4	75.2	84.4
Sıcaklık (ºK)	1	5486	7620	5861	5078	4800
	2	5900	7520	5950	5400	5055
Kütle ($M_\odot$)	1	1.19	2.13	1.24	0.92	0.87
	2	0.16	0.39	0.50	0.31	0.52
Yarıçap ($R_\odot$)	1	1.40	2.70	1.18	0.84	0.79
	2	0.63	1.31	0.80	0.52	0.35
Işınım Gücü ($L_\odot$)	1	1.58	22.10	1.39	0.50	0.65
	2	0.42	5.05	0.70	0.31	0.34

Analiz yapılırken, seçilen değen sistemin her birinin gözlenen ışık eğrisinin, yüksek ve alçak maksimumlarına göre simetrileri alınarak iki ışık eğrisi oluşturuldu. Bu iki yeni ışık eğrisi Wilson-Devinney yöntemi ile ayrı ayrı çözüldü. Aynı sistem için elde edilen her iki çözüm sonuçlarından hangisinin dönem-yoğunluk bağıntısına ve W UMa türü sistemlerin genel özelliklerine daha uygun olduğu araştırıldı. Böylece bakışımsızlığa neden olan lekenin türü (sıcak/soğuk) ortaya çıkarılmaya çalışıldı. Şekil 2.1'de ikiye ayrılacak ışık eğrisinin temsili gösterimi görülmektedir.



Şekil 2.1 V781 Tau'nun, B ve V bantlarında gözlenmiş ışık eğrisi (içi boş semboller 0.25 evre için, içi dolu semboller 0.75 evre için seçildi)

Göz önüne alınan yakın çiftlerin ikişer tane ışık eğrilerinin çözümlerinden bileşenlerin ortalama yarıçaplar oranı ve (1.4) bağıntısı yardımıyla bileşenlerin ortalama yoğunlukları hesaplandı. Bunlar Çizelge 2.2'de ilgili parametreleri ile birlikte listelenmiştir. Çizelgenin 9. sütununda, çözümden elde edilen kütle oranına göre (1.8) yardımıyla hesaplanan (k_q) yarıçap oranları, 12. ve 13. sütunlarda sistemin yörünge dönemine göre (1.5) ve (1.6) yardımıyla hesaplanan bileşen ortalama yoğunlukları (ρ_{1p}, ρ_{2p}) bulunmaktadır.

Çizelge 2.2 Çözümden ve genel bağıntıdan bulunan parametrelerin karşılaştırılması

Sistem	Dönem	Δm	Simetri evresi	q	Kesirsel ortalama		k	k_q	ρ_{1f}	ρ_{2f}	ρ_{1P}	ρ_{2P}
					r_1	r_2						
V781 Tau	0.3449	0.03	0.25	0.4033	0.4736	0.3164	0.6682	0.6726	1.0658	1.4411	1.0185	1.4329
			0.75	0.4043	0.4695	0.3124	0.6654	0.6734	1.0930	1.5000		
UY UMa	0.3760	0.034	0.25	0.1816	0.5673	0.2927	0.5160	0.4747	0.6196	0.8189	0.8518	1.2038
			0.75	0.1656	0.5590	0.2613	0.4674	0.4560	0.6567	1.0650		
RW Com	0.2373	-0.08	0.25	0.3424	0.4753	0.2896	0.6093	0.6262	2.3275	3.5241	2.2079	3.0463
			0.75	0.3429	0.4911	0.3072	0.6255	0.6266	2.1093	2.9555		
MW Pav	0.7950	0.03	0.25	0.1836	0.5384	0.2532	0.4703	0.4770	0.1619	0.2857	0.1808	0.2657
			0.75	0.1766	0.5445	0.2551	0.4685	0.4690	0.1575	0.2704		
YZ Phe	0.2347	0.09	0.25	0.3793	0.4752	0.3074	0.6468	0.6548	2.3171	3.2487	2.2592	3.1152
			0.75	0.4093	0.4674	0.3122	0.6681	0.6769	2.3845	3.2732		

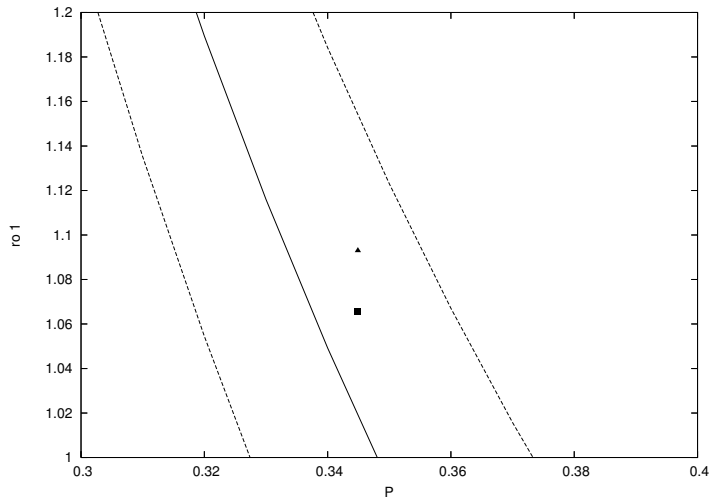
Çizelge 2.3'de, analiz sonuçları ve deneysel bağıntılar sonucu elde edilen yarıçap oranları ile yoğunlukların kendi aralarındaki mutlak farkları verilmiştir. Yedinci sütunda, farkların değerine göre olabilecek muhtemel leke özelliği ve son sütunda ise sistemlerin daha önceki analizlerinde elde edilmiş leke önerileri verilmektedir. Herhangi bir sistem için en küçük mutlak farkı veren eğri, W UMa'ların Bölüm 1.1'de söz edilen genel özelliklerine daha yakındır. Bu yüzden o evreye göre normalize edilmiş eğrinin çözüm sonuçları sistemin lekeden bağımsız geometrik ve ışımasal değerlerini daha iyi temsil edebilir.

Çizelge 2.3 Çözümden ve genel bağıntıdan elde edilen parametrelerin mutlak farkları

Sistem	Δm	Simetri Bölgesi	k	ρ_1	ρ_2	Leke Özelliği	Önceki Çalışmalar
V781 Tau	0.030	0.25	**0.0045**	**0.0473**	**0.0081**	Soğuk	Soğuk (II)
		0.75	0.0080	0.0745	0.0671		
UY UMa	0.034	0.25	0.0413	0.2322	0.3849	Sıcak	Soğuk (I)
		0.75	**0.0114**	**0.1951**	**0.1388**		
RW Com	-0.080	0.25	0.0170	0.1196	0.4779	Soğuk	Soğuk (I)
		0.75	**0.0011**	**0.0986**	**0.0907**		
MW Pav	0.030	0.25	0.0067	**0.0190**	0.0199	Sıcak	Sıcak
		0.75	**0.0004**	0.0233	**0.0047**		
YZ Phe	0.090	0.25	**0.0081**	**0.0579**	**0.1334**	Soğuk	Sıcak (I)
		0.75	0.0089	0.1253	0.1579		

Gözlenmiş ışık eğrilerinin maksimum seviyeleri arasındaki fark çok küçük olduğundan, simetri alınarak analiz edilen her iki ışık eğrisinin çözüm sonuçları da, Bölüm

1.1'de verilen bağıntıların hata sınırları içinde kalacaktır (Şekil 2.1). O zaman, simetrik eğrilerden hangisinin lekesiz çözüm olduğunu söylemek güçtür. Biz burada farkların sistematik davranışını göz önüne aldık. Örneğin, Çizelge 2.3'de V781 Tauri'nin 0.25 evresine göre dikkate alınan eğrisinin farklarının her üçü de diğerinden daha küçüktür. O halde bu sistem için 0.25'e göre simetrilendirilmiş eğri lekesiz olmalı. V781 Tau'nun gözlenen ışık eğrisinde parlak olan maksimum genel davranışına benzediğinden bu sistemde soğuk bir lekenin baskın olduğu söylenebilir. Benzer yargılamalar sonucu diğer sistemler için sıcak ya da soğuk lekelerin durumu çıkarılabilir (Çizelge 2.3, yedinci sütun)



Şekil 2.1. V781 Tau için analiz sonucu bulunan ve deneysel olarak belirlenen ana bileşen ortalama yoğunluklarının karşılaştırılması. (Sürekli çizgi deneysel P-ρ_1 bağıntısı, kesikli çizgiler bu bağıntının hata sınırları, kare 0.25 ışık eğrisinden, üçgen ise 0.75 eğrisinden bulunan ilgili yoğunluklar)

3. Tartışma ve Sonuç

Bir çift yıldız sisteminin bileşenlerinden biri yada her ikisi üzerindeki homojen (tekdüze) olmayan enerji dağılımı, fotometrik olarak elde edilen ışık eğrilerinde kendi imzalarını taşıyacaktır. Bu çeşit yüzey anormalliklerinin sonucu, karanlık (yıldız fotosferine göre daha soğuk) veya parlak (fotosfere göre daha sıcak) lekeler karşımıza çıkmaktadır. Bunlar yıldız üzerindeki konumları, boyutları ve fotosfere göre olan sıcaklıkları ile modellenebilir. Bu leke parametreleri, ışık eğrisinin hangi evreleri aralığında ve parlaklıkta hangi seviyelerde bozulmalara neden olacağını belirler.

V781 Tau'da yörünge döneminin zamanla azalması, daha kütleli bileşenden diğerine kütle aktarımı olduğunu göstermektedir ([30], [31]). Bu şekildeki kütle aktarımı evrimin, açısal momentum kaybı (AML) kontrolünde yürütüldüğü evreyi işaret eder. Büyük bileşenden küçük bileşene kütle aktarımı yörünge döneminin ve bileşenler arası uzaklığın azalmasını sağlarken sistemde taşma parametresinin (değme derecesi) artmasına yol açacaktır. Yakınlaşan bileşenlerin kuvvetli yüzey manyetik alanları karışarak (manyetik frenleme) açısal momentumu azaltacak ve dönem artarak değme azalacaktır. Ardından bileşenleri saran zarfta manyetik alan karışımı azalacak ve bileşenleri tekrar kuvvetli manyetik alana sahip olacaktır. Bunun sonucu AML büyümesini, ardından dönem azalmasını getirecektir. Senaryonun başındaki evre tekrar ederek süregelecektir. Çiftin elemanlarından birisinin G0 V tayf türünde olması, bu bileşende soğuk leke beklentisini desteklemektedir. Bu bizim bulgumuzla uyuşmaktadır.

RW Com'un minimum zamanı gözlemleri de, V781 Tau'da olduğu gibi azalan dönem değişimi göstermektedir. Buna ek olarak, dönemde çevrimsel değişim de bulunmaktadır. $0.^{d}0035$ genlikli ve 13.3 yıl dönemli çevrimsel değişimin kaynağının (bir üçüncü cismin ışık-zaman etkisine göre) manyetik etkinlik olması daha olasıdır [32]. Bu sonuç bizim bulgumuzla desteklenmektedir.

YZ Phe'nin yaklaşık 30 yıldır yapılan minimum zamanı gözlemlerine dayanarak, önemli bir dönem değişimi görülmediği söylenebilir [21]. Ancak maksimum seviyeleri farkı nedeniyle ana bileşene soğuk, ikinci bileşene sıcak leke konarak ayrı ayrı çözümü yapılmış, fark kare toplamına bakılarak ikinci çözümün uygun olduğu önerilmiştir. Bizim önerimiz ise soğuk lekenin olduğudur. Bileşenin K3 tayf türünde olması ve kütle aktarımının gözlenememiş olması, sonucumuzu destekler görünmektedir.

Burada **MW Pav** ve **UY UMa** için sıcak leke modeli önerilmektedir. Bunlardan ilk sistem için dönem değişimi hakkında bilgi verecek kadar veri bulunmamaktadır [33]. MW Pav için önerilen sıcak leke kabulü [17] burada verilen sonuçla uyuşmaktadır. UY UMa'nın tayf türü hakkında bilgi yoktur, O-C değişiminin çizgisel artması ([34], [23]), dönem değişiminden değil, ışık elemanlarının saptanmasından kaynaklanmaktadır. [23] soğuk leke modeli bizim önerimizle uyuşmaktadır.

Sonuç olarak, ışık eğrilerinin iki simetrik yapıya dönüştürülerek analiz edilmesi, leke tipi için kesin bir bilgi vermese de, bir öneri olarak göz önüne alınabilir. Burada, küçük kütle oranlı sistemlerde sıcak leke modelinin, etkileşen yakın çift yıldızların genel davranışına daha iyi uyduğu söylenebilir.

Kaynaklar

[1] Binnendijk, L. 1960. "*Properties of double stars: A survey of parallaxes and orbits*" (Philadelphia: Univ. Pennsylvania Press). p.258

[2] Binnendijk, L. 1977. "Synthetic light curves for contact binaries". *Vistas in Astr*. 21, 359-391

[3] Rucinski, S.M. 1974. "Binaries. II. A- and W-type systems. The W UMa-type systems as contact". *AcA,* 24, 119-151

[4] Mullan, D.J. 1975. "On the possibility of magnetic starspots on the primary components of W Ursae Majoris type binaries". *ApJ*, 198, 563-573

[5] Pribulla, T., Kreiner, J.M. and Tremko, J. 2003. "Catalogue of the field binary stars*". CoSka*, 33, 38-70

[6] Csizmadia, Sz., Patkos, L., Moor, A. and Konyves,V. 2004. "Photometric study of the contact binary star V861 Herculis*". A&A*, 417, 745–750

[7] O'Connel, D.J.K. 1951. "The so-called periastron effect in close eclipsing binaries, New variable stars (fifth list)". *Pub. Riverwier College Obs*., 2, 85-100

[8] Maceroni, C. and van't Veer, F. 1996. "The properties of W Ursae Majoris contact binaries: new results and old problems". *A&A*, 311, 523-531

[9] Shaw, J.S. 1994. "Near-contact binaries". *Memorie della Societa Astronomia Italiana*, 65, 95-103

[10] Davidge, T.J. and Milone, E.F. 1984. "A study of the O'Connell effect in the light curves of eclipsing binaries". *ApJSS*., 55, 571-584

[11] Liu, Q. and Yang, Y. 2003. "A possible explanation of the O'Connell effect in close binary stars". Chin. J. *A&A*, 3, 142-150

[12] Djurasevic, G., Rovithis-Livaniou, H. And Rovithis, P. 2000. "Long-term activity of the eclipsing binary AB Andromedae". *A&A*, 364, 543-551

[13] Eggen, O. J. 1968. "Eclipsing binary BV 894 - part a: Photoelectric observations". *IBVS*, No:308

[14] Strohmeier, W. 1968. "Eclipsing Binary BV 894 - Part b: Photographic Observations". *IBVS*, NO:308

[15] Williamon, R. M. 1971. "The period of MW Pavonis". *IBVS*, No:574

[16] Lapasset, E. 1977. "UBV light variation and orbital elements of MW Pavonis". *Ap&SS*, 46, 155-164

[17] Lapasset, E. 1980. “Fundamental photometric data for two contact binaries: MW Pavonis and TY Mensae”. *AJ,* 85, 1098-1102
[18] Hoffmeister, C. 1963. “Neue veränderliche Sterne”. *AN*, 287, 169-182
[19] Jones, J. H. 1989. “A note on the period of the W UMa star YZ Phoenicis”. *IBVS*, No:3296
[20] Kilkenny, D., Marang, F. 1990. “On the period of the W UMa star YZ Phoenicis”. *IBVS*, No:3438
[21] Samec, R.G., Terrel, D. 1995. “YZ Phoenicis: photometric ptudy of a W UMa binary near the short-period limit”. *PASP*, 107, 427-442
[22] Beljawsky, S. 1933. *Pi*34, 196
[23] Yang, Y., Liu Q., Leung, K.C. 2001. “UY Ursae Majoris: a W-subtype W UMa system with a small mass ratio”. *A&A*, 370, 507-512
[24] Jordan, F.C. 1923. “An eclipsing variable with an unusually short period”. *AJ*, 35, 44-44
[25] Milone, E.F., Hrivnak, B.J., Hill, G., Fisher, W.A. 1985. “RW Comae Berenices. II. Spectroscopy”. *AJ*, 90, 109-114
[26] Milone, E. F., Wilson, R. E., Hrivnak, B. J. 1987. “RW Comae Berenices. III - Light curve solution and absolute parameters”. *ApJ*, 319, 325-333
[27] Harris, A. W. 1979. “A Bright, Short Period Eclipsing Variable in Taurus*”. IBVS*, No:1556
[28] Cereda, L. 1988. “BV Photometry of the eclipsing W Ursa Majoris systems V781 Tauri and GR Virginis”. *A&AS*, 76, 255-261
[29] Lu, W. 1993. “Radial velocity observations and absolute dimensions of eclipsing binaries: V781 Tau”. *AJ*, 105, 646-651
[30] Yakut, K., Ulas, B., Kalomeni, B., Gülmen, Ö. 2005. “Basic physical properties of the low-temperature contact binary system V781 Tau and the near-contact binary system V836 Cyg”. *MNRAS*, 363, 1272-1278
[31] Kaltrath, J., Milone, E.F., Breinhorst, R.A., Wilson, R.E., Schnell, A. and Purgathofer, A. 2006. “V781 Tauri:a W Ursae Majoris system ewith decreasing period”. *A&A*, 452, 959–967
[32] Qian, S. 2002. “On the orbital period changes of two W-type overcontact binaries: RW Comae Berenices and CE Leonis”. *A&A*, 384, 908-911
[33] Qian, S. 2003. “Are overcontact binaries undergoing thermal relaxation oscillation with variable angular momentum loss?” *MNRAS*, 342, 1260-1270
[34] Nelson,B.2006.EclipsingbinaryO-Cfiles, http://www.aavso.org/observing/programs/eclipser/omc/nelson_omc.shtml.

VW HYDRI: EN İYİ ÇALIŞILMIŞ CÜCE NOVAYA GENEL BİR BAKIŞ

A.Talât SAYGAÇ[1]

Özet

VW Hydri, Kataklismik Değişen Yıldızlar Grubu'nun, cüce novalar sınıfı SU UMa alt tipinin en önemli üyelerinden biridir. Önemi en yakın cüce novalardan biri olması (65 pc), bileşen yıldız, beyaz cüce başyıldız, yığılma diski, patlama periyotları, ışık ve dikine hız eğrileri, periyodiğe benzer titreşim periyotları (QPO's), X-ışın özellikleri vb. açılardan oldukça fazla sayıdaki makale ile incelenmiş bir sistemdir. Bu çalışmamızın amacı ise, bilinenler ışığında VW Hydri sisteminin ayrıntılı bir fotoğrafını elde edebilmektir. Bu amaçla hemen hemen yapılan tüm çalışmaların verileri özetlenmektedir.

Anahtar kelimeler: *Kataklismik Değişen Yıldızlar, Cüce Novalar, SU UMa Alt Grubu, VW Hydri.*

Abstract

VW Hydri is one of the most important member of Cataclysmic Variable Stars of dwarf novae class, SU UMa sub-group. The importance of VW Hydri are rising from well searched secondary star, white dwarf primary star, accretion disc, outburst periods, light and radial velocity curves, DNO's and QPO's, X-ray, EUV, UV, Optical light specialities as nearest dwarf nova (65 pc). The aim of this work is detailed overwiev of VW Hydri, with searching about all papers and archival data.

Key words: *Cataclysmic Variables, Dwarf Novae, SU UMa Sub-Group, VW Hydri.*

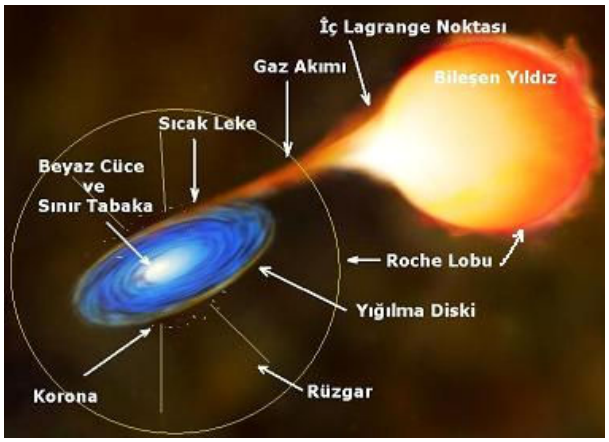
1. Giriş

Kataklismik Değişen Yıldızlar, yaklaşık 100 yıllık bir astrofizik konusudur. Değişen Yıldızlar'ın evrimine oldukça fazla ışık tutan ilginç bir gruptur. Bu tür yıldızların klasik tanımlaması; Roche Lobu'nu doldurarak madde aktarmaya başlamış G, K, M türü bir anakol yıldızı ya da son zamanlarda tartışıldığı gibi bir kahverengi cüce bileşen yıldız, genellikle bir beyaz cüce baş yıldız ve bileşen yıldızdan aktarılan madde sonucu beyaz cüce etrafında oluşan bir yığılma diskinden meydana gelmiş sistemlerdir. Baş ve bileşen yıldızlar arasındaki uzaklıklar doğal olarak yakın çift sistemlerin özelliğine uygun bir biçimde oldukça yakındır. Bu tür sistemlerin beyaz cücelerinin sahip oldukları manyetik alan şiddetlerine göre yığılma diskinin özellikleri ve yapısı değişip sistemler farklı alt gruplarda adlandırılırken, başka alt gruplar da patlama özelliklerine göre çeşitlenirler. Böylece ortaya şöyle bir sıralama çıkar: Kataklismik Değişen Yıldızlar: 1. Novalar, 1a. Hızlı Novalar , 1b. Yavaş Novalar, 1c. Çok Yavaş Novalar, 1d. Tekrarlayan Novalar, 2. Cüce Novalar, 2a. U Geminorum Yıldızları, 2b. Z Cameleopardalis Yıldızları, 2c. SU Ursa Majoris Yıldızları, 3. Nova Benzeri Yıldızlar, 3a. UX Ursa Majoris Yıldızları, 3b. VY Sculptoris Yıldızları, 3c.DQ Herculis Yıldızları (ya da İntermediate Polars) (Manyetik Sistem, 10^7 Gauss), 3d. AM Herculis Yıldızları (ya da Polars)

[1] *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119-Üniversite-İstanbul, Tel: 0212-440 00 00 / 10282, Faks: 0212-440 30 70, saygac@istanbul.edu.tr*

(Manyetik Sistem 10^8 Gauss) ve 3d. AM Canes Venatici Yıldızları. VW Hydri, bu gruplar içerisinde, SU UMa grubunun en önemli üyesidir. Önemlidir çünkü, yüzlerce makalede doğrudan incelenmiş ya da önemli bir referans olarak anılmış, X-ışınlarından, optik bölgeye kadar, yer tabanlı ve uydu teleskoplarla gözlemlenerek incelenmiştir. Sistemin dinamik modeli; yığılma diski, beyaz cüce özellikleri modeller ve gözlemlerle detaylı irdelenmiştir. Bu denli çok araştırmacının ilgi gösterdiği ve her çalışmada başka bir özelliğinin ortaya konulduğu ya da daha önce ortaya konulmuş özelliklerinin, modellerinin iyileştirildiği böyle bir yıldızın tüm çalışmalarını ve verilen referanslarını dikkate alarak, bugün için nasıl bir VW Hydri sistemine ulaşıldığını görmek, bu çalışmanın amacını oluşturmuştur.

1.Standart Bir Kataklismik Değişen Yıldız



Şekil 1'de şematik olarak gösterilen standart bir Kataklismik değişen yıldızı (10^6 Gauss) dikkate alarak üzerinde yer alan en önemli bölgelerinin, önce genel daha sonra VW Hydri örneğinde hangi özelliklere sahip olduğuna bakalım.

Şekil 1. Standart kataklismik değişen yıldız şematik gösterimi.

2.VW Hydri

İki ***normal patlama*** ve iki ***süper patlama*** arasındaki ortalama süreler ile patlama devam süreleri sırasıyla 27.3, 179 ve 1.4, 12.6 gün. ***Sakin evre*** parlaklığı 14.4 gün. Patlama parlaklıkları süper patlamalar için yaklaşık olarak $8^m.4$ ve normal patlamalar için $9^m.0$. Normal patlamanın genlik ve sürme süresi, önceki çevrimin uzunluğu ile ilişkili, sonraki çevrim ile değil. Arka arkaya gelen iki ***süper çevrim*** arasında 3 ile 8 normal patlama gerçekleşir. Süper Çevrim, birbirini takip eden iki süper patlama arasındaki zaman için kullanılmaktadır. İki tip süper çevrim vardır; *uzun olanda* kuvvetli son iki çevrim 60 günden fazla sürer, *kısa olanda* patlamalar zayıftır, son iki çevrim 45 günden daha az sürer. Sistem daha sonra yükselerek süper patlamaya ulaşır ve maksimum ışıkta ***süper hörgüç*** görünür. Beş renk fotometrisinde, süper hörgüç'ün görünümü tüm renk süzgeçlerinde göreli olarak aynı olmasına rağmen, süper hörgüç'ün genliği kısa dalga boyları ile azalmaktadır. Çalışmalar, tüm renklerdeki genliklerin süper patlama ilerledikçe zamana bağlı olarak azaldığını göstermektedir. Diğer tarafta ise, sakin evre önemli bir bölümü teşkil eder. VW Hydri, periyodik olarak tekrarlayan bir hörgüç gösterir ki; buradan sistemin yörünge periyodu 0.07427111 gün ya da 107 dakika olarak elde edilmiştir. VW Hydri'nin oluşumunun minimum yaşı ~50 milyon yıl, etkin fotosferik sıcaklığı 22.000 ± 2000 K ve dönme hızı $V \sin i$ ≈ 400-600 km/s olarak elde edilmiştir.

2.1 Bileşen Yıldız

Tayf Sınıfı GV'den MV'e kadar olabildiği gibi kahverengi cüce olabilme senaryoları da tartışılmaktadır. Soğuk absorpsiyon tayfı ve kızılötesinde süreklilik gösteren bir tayf verebilir. Lekeler ve erüpsiyonlar gibi manyetik aktivitenin neden olduğu özelliklere, diskin ve bileşenlerinin ışınımını yansıtma ve yeniden ışıma gibi özelliklere sahiptir. VW Hydri, göreli olarak yüksek kütle transfer hızına sahiptir: $M_{dot} = 4–5*10^{-11}$ $M_\odot$/yıl. Kahverengi-cüce

benzeri bir yıldız, Tayf Sınıfı L0 ± 2 (J bant tayfı), ya da M5–M6. Parlaklıkları; $m_J = 14^m.15$, $M_J = 11^m.14$, yaşı $<0.5*10^9$ Yıl, Kütle tahminleri; $M = 0.11 \pm 0.02$ $M_\odot$, 0.06 $M_\odot$ ve sıcaklık tahminleri; $T_2 = 2200$ K, 3000 K±150'dir.

2.2 Gaz Akımı

10^{-7} ile 10^{-14} $M_\odot$/yıl civarında bir madde aktarımı özelliğine sahip olabilir. Etkileri, soğuk emisyon çizgileri şeklinde ortaya çıkabilir. VW Hydri'de; gaz akımının kütlesi için $M_{dot} = 3.5*10^{13}$gr/s tahmin edilmektedir.

2.3 Sıcak Leke

Özelliği, gaz akımının disk ile çarpışması sırasında yükselen ve 10000 K civarında ortaya çıkan sıcaklıklardır. Bunun sonucunda, optik ışık eğrisinde hörgüçler oluşturan bir sürekli ışınım kaynağı haline gelir. Bu akımın ortaya çıkardığı problemler; geometrik görüntüsü, diske çarpma sırasındaki dikine pozisyonu ve çarpma açıları ile yayınlanan ışınımın enerji dağılımıdır. VW Hydri'de; $T_{eff} = 12000$ K, $R_{sl} = 2.4*10^9$ cm (ya da yığılma diskinin çapının %10-20'sı kadar). Yıldızların merkezlerini birleştiren çizgi ile baş yıldız ve sıcak lekeyi birleştiren çizgi arasındaki açı; $A\ (SPH) = 90^0 \pm 20^0$ (Secondary, Primary, Hot Spot – Bileşen Yıldız, Baş Yıldız ve Sıcak leke arasındaki açı).

2.4 Yığılma Diski

En önemli özelliği, beyaz cüce üzerine düzenli ve sürekli madde düşmesini yönetmesidir. X-ışınlarından kızılötesine tüm enerji aralığında sürekli ve çizgi (emisyon) ışınımından sorumludur. Dağılan sıcaklık dış kısımlarda 1000 K'den iç kısımlarda (beyaz cüceye çok yakın) 50.000 K'lere kadar değişebilir. Klasik yoğunluk 10^{-13}g/cm^3 olabilir. Kuvvetli değişen ve yine kuvvetli absorbsiyon ve emisyon çizgileri üretir. Diskin yaklaşan ve uzaklaşan her iki kenarı, çizgi yapılarını çift pikli hale getirir. Cüce nova ve Nova patlamaları farklı mekanizmalarla bu disk içerisinde iç ya da kenar bölgelerde tetiklenir. Parıldamalar ve küçük salınımlar (osilasyonlar) da bu disk ve beyaz cücenin ortak üretimidir. Yatay ve dikine sıcaklık dağılım yapısı, optik kalınlığın dağılımı, geçici evrimi ise, diskin problemleri arasında yer alır. VW Hydri'de; $R_{\rm disk} = 2.26*10^{10}$cm, $3*10^{10}$cm, $V\ Sin\ i = 300$ Km/s, İç Disk Kepler Hızı = 3200 Km/s, $L_{disk} = 4*10^{31}$erg/s'dir.

2.5 Sınır Tabaka

Diskin iç kısmından beyaz cüceye geçişi yönetmek, disk maddesinin artık hızını beyaz cüce yüzeyi ile sürtündürerek yavaşlatmak, beyaz cüce dönme hızını ve artık dönme enerjilerini kontrol etmek de diskin özellikleri arasında yer alır. X-ışınımının çıkış kaynağı, titreşimlerin kaynağı olmasıyla da kendini belli eder. Problemi, uzun süre varlığının tartışmalı olmasından ileri gelir. VW Hydri'de; $L_{bl} = 8 * 10^{30}$ erg/s (X-ışınlarından), Disk ışınımının %20'si, $V_{bl} = 540$ Km/s (çizgi genişlemesinden hesaplanan), $V_{bl}\ Sin\ i = 750$ Km/s'dir. Buradan Beyaz Cüceye aktarılan Madde = $5 * 10^{-12}$ $M_\odot$/yıl, disk için $12 * 10^{-12}$ $M_\odot$/yıl'dır.

2.6 Yığılma Kuşağı

Yığılma diski beyaz cücenin ekvatoru civarında yıldız yüzeyine çok yakın bir sıcak kuşak oluşturur. Beyaz cüce ile ya da daha hızlı bir dönüşü söz konusudur. VW Hydri'de; $M_b = 2*10^{-10} M_\odot$, ile $2.2*10^{22}$gr arasındadır. Bu kuşağın periyodu ise, $P_b = 40$ s'dir.

2.7 Beyaz Cüce

Sıcaklıkları normal, farklı alt gruplarda farklı manyetik alan şiddetlerindedir. Bazı sistemlerde kuvvetli L_α ile kendini belli eder. Balmer absorbsiyonunun kaynağıdır. Eğer kuvvetli manyetik alanı varsa, bazı sistemlerde iç yığılma diskini yok eder ya da halka haline

getirir. Yine kuvvetli manyetik alanı ile bileşen yıldızın dönüşünü kontrol ederek kendi dönüşüne bağımlı hale getirir. Problemler genellikle kütlelerinin belirlenmesinde, sıcaklık ve manyetik alan şiddetlerinin belirlenmesinde ortaya çıkar. İç yığılma diskinin yapısını önemli ölçüde değiştirir / etkiler. VW Hydri'de; M_1= 0.23, 0.4, 0.63 (H_α), 0.71, 0.91(H_β), 1.15 (H_α), 1.28 (H_α) $M_\odot$. T_{eff}= 18000, 19000, 22500, 25000 K. R_{wd} = $5*10^8$, $6.2*10^8$, $8.3*10^8$, $8.4*10^8$, 10^9cm. *Log g* = 8. Olası hesaplanan periyotlar, P_{wd} = 80, 120, 140, 157, 165s beyaz cüce dönme peryotları şeklinde verilmektedir. Işınım gücü, L_{wd} = $2*10^{32}$erg/s. Dönme hızı, V_{rot} = 400–500 Km/s,. Manyetik alan şiddeti B_{wd} = 10^4Gauss. Parlaklıkları M_v =10^m.26, m_v = 15^m.03. Yüzey Gravitesi = 10^8cm/s^2. Işınımın polarizasyonu ise, çok zayıf çizgisel ve dairesel polarizasyon şeklindedir.

2.8 Korona

Kuvvetli emisyon çizgileri ve optikçe kalın disklerle kısmen ilişkisi ile kendini gösterir. Küçük Balmer düşmesi ve Balmer sıçramaları da bunun eseridir. Varlığı konusunda genellikle daha az veri bulunmaktadır. VW Hydri'de etkin sıcaklığı, T_{eff} = 10^6–10^7 K'dir.

2.9 Rüzgarlar

P-Cygni profilleri'nin varlığı ile kendini gösterir. Yapısı ve nasıl oluştuğu problemleri ile karşımıza çıkar. IUE tayflarında P-Cygni profillerine rastlanır. VW Hydri'de; Ters P-Cygni Profilleri, diskin beyaz cüce yüzeyinden ayrık olduğunu ve diskten beyaz cüceye doğru bir madde transferinin olduğunu, P-Cygni profilleri ise korona kaynaklı madde yayılımını gösteriyor.

2.10 Işınım Kaynakları

Kızılötesi Işınım; Bileşen Yıldız, gaz aktarımı ve diskin soğuk dış bölgelerinden kaynaklanıyor. **Optik Işınım;** Çok az bileşen yıldız, gaz aktarımı, sıcak leke, disk ve beyaz cüceden kaynaklanıyor. **Morötesi Işınım;** Disk kökenli bu ışınıma ilişkin detaylı çalışmalar yapıldı. Çizgiler ve çizgi özellikleri belirlendi. **Uzak Morötesi Işınım;** Disk kökenli bu ışınıma ilişkin detaylı çalışmalar yapıldı. Çizgiler ve çizgi özellikleri belirlendi. **X-Işınımı;** VW Hydri özellikle yumuşak X-ışınlarında iyi bir kaynak görünümünde. Çeşitli uydu teleskoplarla bu ışınım hem sakin evrede hem de patlama, süper patlama evrelerinde incelenebildi. Akılar ortaya konuldu. L_x= $7*10^{30}$erg/s. Bu ışınım sınır tabakanın özelliklerini anlamada kullanıldı.

2.11 Patlamalar

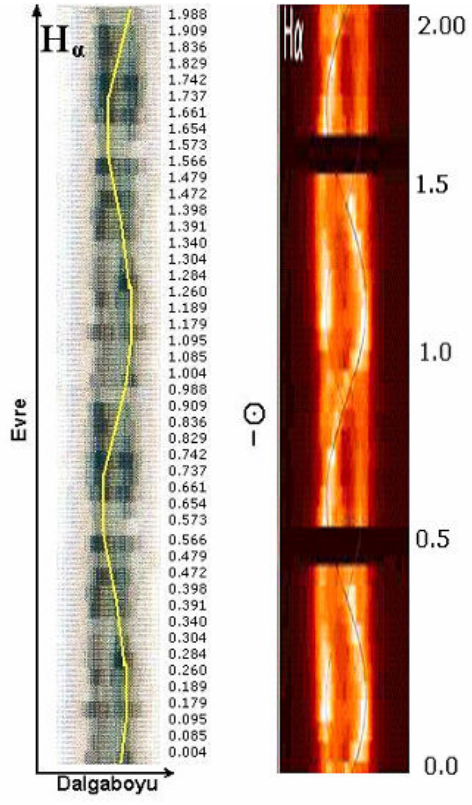
Normal Patlamalar; Madde yığılma diskindeki ısısal karsızlıkların normal patlamanın nedeni olduğuna inanılmaktadır. **Süper Patlamalar;** Diskin çekimsel kararsızlığının süperpatlamalar ve süper hörgüçlerin nedeni olduğuna inanılmaktadır.

2.12 Titreşimler

DNO, lpDNO's (longer Period DNO); Cüce novaların patlaması sırasında görülen kohorent titreşimlerdir. VW Hydri için *DNO (Dwarf Nova Oscillation – Cüce Nova Titreşimleri)* periyotları 14.03–40 s arasındaki titreşimler , *lpDNO (long period Dwarf Nova Oscillation – Uzun Periyotlu Cüce Nova Titreşimleri)* periyotları ~90s ve *QPO (Quasi Periodic Oscillation – Periyodiğe Benzer Titreşimler)* periyotları 400–600s arasındadır. VW Hydri için belirlenen titreşim periyotları; 14, 20–36, >40, 74, 75.6, 75.9, 83, 85, 88, 93.1, 94 s'dir, **QPO;** VW Hydri'de üç ana gruba ayrılıyorlar: P_{QPO_1} = 23.6–35.7 s, P_{QPO_2} = 60–94 s, P_{QPO_3} = 190-430 s ve ayrı ayrı görülen bazı periyotlar ise; 23, 60, 74, 75.6, 75.9, 83, 88, 85, 93.1, 94, 253, 413s'dir.

2.13 Diğer Bazı Parametreler

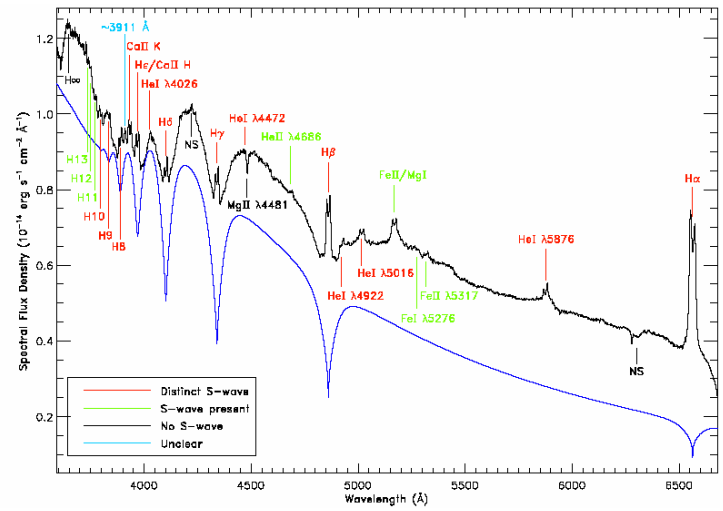
i* Yörünge Eğimi:** $i = 30^0, 48^0, 60^0$. Kütle oranı ***q* (M_1/M_2):** q = 7.14, 6.66, 6.00, 5.20, 4.37. **Uzaklık *d: 40 pc, 65 pc, 150 pc. **Hidrojen Kolon Yoğunluğu:** $N_H = 6*10^{17} cm^2$. **Element Bolluğu** (Güneş'e göre): *C* 0.5-1.5, *N* 5-1.1, *O* 0.95 – 2, *Ne* 0.24, *Na* >10, *Mg* 1.27, *Al* 4.5, *Si* 0.1-1.30, *S* 1.10, *Ar* 0.0, *Ca* 1.8, *Fe* 0.5-1.10, *Ni* 2.0, ***P* 900**. **Dikine Hız** V_r = -82 Km/s (H_α), V_r = +77 Km/s (H_β), V_r = +19 Km/s (H_γ). **Yarı Genlikler;** K_1 =<38±9 Km/s (H_α), K_1 = 39±11 Km/s (H_α), K_1 = 78±14 Km/s (H_α), K_1 = 84 ± 23 Km/s (H_α), K_1 = 85 ± 23 Km/s (H_β), K_1 = 88±16 Km/s (H_α), K_1 = 113±59 Km/s (H_γ), K_1 = 130 Km/s (H_α). **Sistem Hızı;** γ = -75±11 Km/s (H_α), γ = -79±8 Km/s (H_α), γ = +83±17 Km/s (H_β), γ = +63±41 Km/s (H_γ). **Disk Hızları;** $V_d Sini$ = 1554 Km/s (H_α), $V_d Sini$ = 1653 Km/s (H_β), $V_d Sini$ = 1522 Km/s (H_γ). **H_α, H_β ve H_γ Bölgelerinin Diskteki Dağılımı;** Doppler tomografi tekniği ile VW Hydri'nin disk yapısındaki Hidrojenin Balmer çizgilerini veren alanların şimdiye kadar alınabilmiş en ayrıntılı görüntüsü Smith ve ark. 2006 tarafından verilmiştir. **Periyotlar;** $P = 0^g.0742711$; Normal Hörgüçden elde edilen yörünge periyodu, $P = 0^g.07712$; Süper Hörgüçden elde edilen yörünge periyodu, $P_{spec} = 0^g.074257$ Tayfsal yörünge periyodu. **Hörgüçler: Normal Hörgüç:** Genliği $K_h = 0^m.3–0^m.56$, ortalama genliği $0.^m36$. T_r = 11000±2000 K. **Ara Hörgüç:** Sakin evrede kısa patlamalar arasında görülür. Genliği $K_{ih} = 0^m.06$. **Süper Hörgüç:** Süper patlamalarda görülür. Genliği $K_{sh} = 0^m.35$. Normal hörgüç periyoduundan %3 daha uzun periyot verir. Süper patlama süresince genliği %1 azalır. **Geç Süper Hörgüç:** Süper patlama sonrası sakin evrede görülür. ***E(B-V)*** = ±0.014. A_V = 0.0. *MgII* 4481 çizigisinden belirlenen **çekimsel kırmızıya kayma**; v_{grav} = 38±21 Km/s'dir. **En Kuvvetli Çizgi H_α'nın Çift Pikli Yapısının Pik Değerleri;** K_{mavi} = 94 Km/s, γ_{mavi} = -442 Km/s, $K_{kırmızı}$ = 77 Km/s, $\gamma_{kırmızı}$ = 300 Km/s. İki pik arasındaki toplam hız = 742-800 Km/s'dir. Bu *S – Dalgası*nın Genliğidir. **S-Dalgası;** S Dalgası, diskin iki tarafından alınan ışınımın Balmer çizgi teperlerinde çift pikli olarak çıkması ve sıcak lekenin gözlenmesi sırasında sistemin evresine bağlı olarak piklerden birinden diğerine taşınan bir şiddet fazlalığıdır. İyi tayfsal gözlemlerde bu olaydan yararlanılarak sıcak leke varlığı ve evreye bağlı şiddet değişimi izlenebilir (Şekil 2a, b). Bu Şekillerde, VW Hydri sakin evre tayflarında ***H_α*** çizgisine ait S-Dalgası izi görülmektedir. İlk şekilde 46 tayf tekrarlanmış iki yörünge çevrimi boyunca sıralanmıştır. Tayflara çizgi tepelerinden bakılmaktadır. Dalgaboyu sağa doğru artmakta ve çift pikli H_α çizgisinin kuvvetli piki takip edilip bir sinüs eğrisi ile çakıştırılarak S-Dalgası elde edilmiştir. Bu tayflarda Image Dissector Scanner (IDS) yöntemi kullanılmıştır (Saygaç,1989, 1994). İkinci Şekilde ise 40 tayf iki yörünge çevrimi boyunca sıralanmıştır. Diğer özellikler birinci şekildeki gibidir. Doppler tomografi yöntemi uygulanan bu tayfların yüksek çözünürlülüğünden dolayı, H_α çizgisinin çift pikinden zayıf olanı da izlenebilmiş ve eğri fit edilmiştir (Smith, 2006).



Şekil 2a,b. S-Dalgaları.

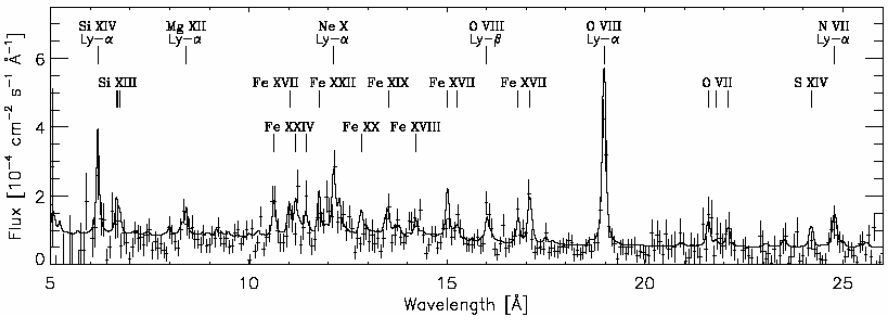
2.14 VW Hydri'nin genel tayf yapısı. VW Hydri sakin evrede Balmer emisyon çizgileri, *He* ve *Fe* çizgilerinin hakim olduğu bir tayfa sahiptir. Patlamaya çıkışta bu tayf

çizgileri yükselen süreklilikle kapatılarak bir süre sonra birer absorbsiyon çizgisine dönüşürler. Şekil 3'de bir patlama sonrası sakin evreye iniş öncesi tam bir tayf yapısı görülmektedir. Tayfın altındaki, bir beyaz cüce tayf modelidir (Smith, 2006).



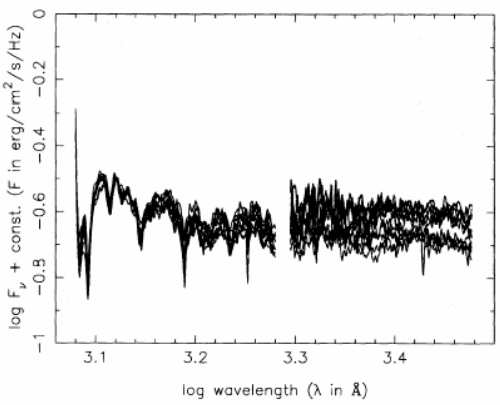
Şekil 3. VW Hydrinin optik tayfı (Smith 2006).

2.15 VW Hydri'nin X-Işın Tayfı. VW Hydri'nin akı Kalibrasyonu yapılmış RGS tayfı Şekil 4'de görülmektedir. (Pandel ve ark 2003).



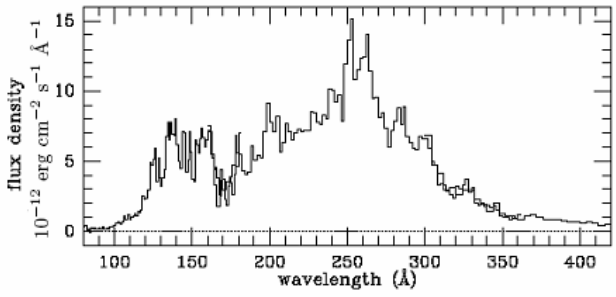
Şekil 4. VW Hydrinin X-Işın tayfı (Pandel ve ark. 2003).

2.15 VW Hydri'nin Morötesi Tayfı. VW Hydri'nin akı Kalibrasyonu yapılmış maksimum evresine ait üst üste bindirilmiş genel tayf yapısı Şekil 5'de verilmektedir (la Dous, 1991).



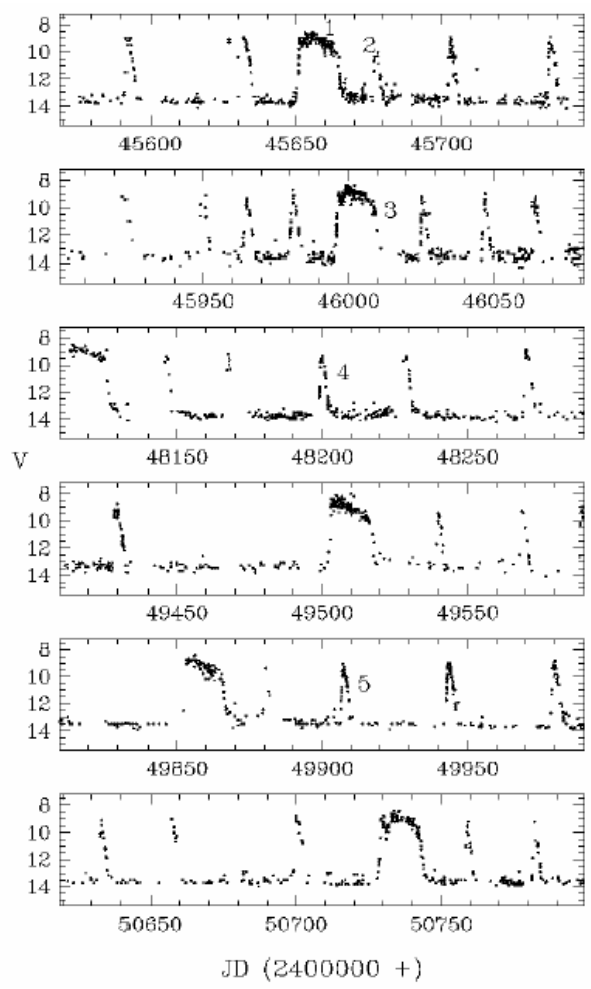
Şekil 5. VW .Hydri'nin morötesi tayfı (la Dous, 1991).

2.16 VW Hydri'nin Ekstrem Morötesi Tayfı. (Mauche, 1996,)



Şekil 6. VW Hydri extrem morötesi tayfı (Mauche, 1996).

2.16 VW Hydri'nin Optik Işık Eğrisi. Süper patlamalar, normal patlamalar ve sakin evre karakteristik yapısında görülüyor (Schreiber ve ark, 2006)



Şekil 7. VW Hydri'nin normal ve süper patlamalarının görülebildiği klasik ışık eğrisi (schreiber ve ark. 2006)

Sonuç

VW Hydri, hakkında yapılan çalışmaların yarısında doğrudan, diğer yarısında ise örnek, karşılaştırma ya da referans konusu olmuştur. Bu sistemin sıklıkla çok iyi çalışılmış bir sistem olduğunun belirtilmesine rağmen, sistemin parametrelerini belirlemeye yönelik çalışmalarda yazarlar, genellikle dar bir araştırmacı grubunun çalışmalarına dikkat ederek referans vermektedirler. Oysa, farklı yaklaşımlar sergileyen, çok daha az sayıda makale üretmiş yazarların VW Hydri hakkındaki yaklaşımlarına bakıldığında VW Hydri için son zamanlarda elde edilen daha gerçekçi değerlere erken zamanlarda ulaştıkları görülür. Öte yandan tanınmış yazar olup makalelerinde yaptıkları cebirsel bir hatayı düzeltmeyip, uzun yıllar hatalı parametrenin kullanılmasına izin verenler de olmuştur. VW Hydri'nin yoğun çalışıldığı 1990, öncesi dönemde daha önemli görünen patlama evresinin, bugün için tek önemli evre olmayıp, aslında sakin evre döneminde sistemin pek çok etkinliğine hazırlandığı ve bunun belirtilerini de açık olarak verebildiği görülmüştür. VW Hydri'nin gelecek çalışmalarda en belirgin ilerlemesi, daha büyük teleskoplarla yapılan tayfsal çalışmalarına uygulanacak daha gelişmiş Doppler Tomografi Yöntemi ve buradan elde edilecek çok detaylı sonuçlar olacaktır.

Kaynaklar

(*VW Hydri için verilen kaynaklar, aynı zamanda bu sistem için yapılacak çalışmalarda kolaylıkla kullanılabilmek üzere, sistemin bulunuşundan, 2006 yılı ortasına kadar ADS Makale sıralaması düzeninde en yeniden en eskiye doğru sıralanarak verilmiştir. Metin içerisinde, kaynaklardan elde edilen sayısal veriler kaynakların çokluğu nedeniyle önerildiği gibi tek tek belirtilemeden aşağıdaki gibi verilmek zorunda kalınmış, sadece kullanılan Şekillerle ilgili kaynaklar ilgili yerlerinde klasik gösterimle verilebilmiştir*.)

2006, MNRAS,369,1537, Smith, Amanda J.; Haswell, Carole A.; Hynes, Robert I.
2006, ApJ, 642,1029, Urban, Joel A.; Sion, Edward M.
2006, ApJ, 642,1018, Godon, Patrick; Sion, Edward M.; Cheng, Fuhua; Long, Knox S.; Gänsicke, Boris T.; Szkody, Paula.
2006, MNRAS, 367, 1562, Warner, Brian; Woudt, Patrick A.
2006, ApJ, 640, 288, Dobrotka, Andrej; Lasota, Jean-Pierre; Menou, Kristen.
2006, ApJ, 639, 1039, Gänsicke, Boris T.; Long, Knox S.; Barstow, Martin A.; Hubeny, Ivan.

2006, PASJ, 58, 143, Imada, Akira; Kato, Taichi; Kubota, Kaori; Uemura, Makoto; Ishioka, Ryoko; Kiyota, Seiichiro; Kinugasa, Kenzo; Maehara, Hiroyuki; Nakajima, Kazuhiro; Monard, L. A. G. Berto.
2005, AcA, 55, 367, Smak, J.
2005, PASP, 117, 1230, Engle, Scott G.; Sion, Edward M.
2005, PASP, 117, 1204, Patterson, Joseph; Kemp, Jonathan; Harvey, David A.; Fried, Robert E.; Rea, Robert; Monard, Berto; Cook, Lewis M.; Skillman, David R.; Vanmunster, Tonny; Bolt, Greg.
2005, ApJ, 630, 511, Long, Knox S.; Froning, Cynthia S.; Knigge, Christian; Blair, William P.; Kallman, Timothy R.; Ko, Yuan-Kuen.
2005, A&A, 440L, 25, Kluzniak, W.; Lasota, J.-P.; Abramowicz, M. A.; Warner, B.
2005, MNRAS, 36, 809, Godon, P.; Sion, E. M.
2005, ApJ, 626, 396, Pandel, Dirk; Córdova, France A.; Mason, Keith O.; Priedhorsky, William C.
2005, PASP, 117, 427, Patterson, Joseph; Thorstensen, John R.; Kemp, Jonathan.
2005, ApJ, 623, 425, Hartley, Louise E.; Long, Knox S.; Froning, Cynthia S.; Drew, Janet E.
2005, ApJ, 622, 589, Araujo-Betancor, Sofia; Gänsicke, Boris T.; Long, Knox S.; Beuermann, Klaus; de Martino, Domitilla; Sion, Edward M.; Szkody, Paula.
2005, A&A, 432, 261, Uemura, M.; Mennickent, R. E.; Ishioka, R.; Imada, A.; Kato, T.; Nogami, D.; Stubbings, R.; Kiyota, S.; Nelson, P.; Tanabe, K.
2005, MNRAS, 357, 226, Baskill, Darren S.; Wheatley, Peter J.; Osborne, Julian P,
2005, MNRAS, 357, 325, Hannikainen, D. C.; Charles, P. A.; van Zyl, L.; Kong, A. K. H.; Homer, L.; Hakala, P.; Naylor, T.; Davies, M. B.
2005, MNRAS, 356, 1471, Truss, M. R.
2005, CoSka, 35, 17, Csatáryová, M.; Skopal, A.
2005, MNSSA, 64, 70, Monard, B., Bronberg Observatory (CBA Pretoria).
2004, ApJ, 616, 155, Piro, Anthony L.; Bildsten, Lars.
2004, A&A, 427, 621, Schreiber, M. R.; Hameury, J.-M.; Lasota, J.-P.
2004,ApJS, 154, 585, Harmon, B. A.; Wilson, C. A.; Fishman, G. J.; Connaughton, V.; Henze, W.; Paciesas, W. S.; Finger, M. H.; McCollough, M. L.; Sahi, M.; Peterson, B.
2004, ApJ, 614, 61, Sion, Edward M., Cheng, F. H., Gänsicke, Boris T., Szkody, Paula.
2004,ApJ, 612, 429, Godon, Patrick; Sion, Edward M.; Cheng, F. H.; Szkody, Paula; Long, Knox S.; Froning, Cynthia S.
2004, AcA, 54, 221, Smak, J.
2004,ApJ, 610, 977, Piro, Anthony L.; Bildsten, Lars.
2004, RMxAC, 20, 257, Schreiber, M. R.; Hameury, J.-M.; Lasota, J.-P.
2004, RMxAC, 20, 251, Froning, C. S.; Long, K. S.; Szkody, P.; Gänsicke, B. T
2004, RMxAC, 20, 194, Sion, E. M.; Cheng, F. H.; Godon, P.; Szkody, P.
2004, RMxAC, 20, 174, Mauche, C. W.
2004, ApJ, 610, 422, Mauche, Christopher W.
2004, AJ, 127, 3493, Harrison, Thomas E.; Osborne, Heather L.; Howell, Steve B.
2004, SSRv, 112, 1, Giovannelli, Franco; Sabau-Graziati, Lola.
2004,PASJ, 56, 1, Kato, Taichi; Uemura, Makoto; Ishioka, Ryoko; Nogami, Daisaku; Kunjaya, Chatief; Baba, Hajime; Yamaoka, Hitoshi.
2004,ApJ, 604, 346, Hoard, D. W.; Linnell, A. P.; Szkody, Paula; Fried, Robert E.; Sion, Edward M.; Hubeny, Ivan; Wolfe, M. A.
2004, AN, 325, 193, Morales-Rueda, L.
2004, PASP, 116, 115, Warner, Brian Rapid Oscillations in Cataclysmic Variables.
2004, MNRAS, 347, 1180, Mennickent, R. E.; Diaz, M. P.; Tappert, C.
2004, ApJ, 602, 948, Long, Knox S.; Sion, Edward M.; Gänsicke, Boris T.; Szkody, Paula.
2003, MNRAS, 346, 1231, Pandel, Dirk; Córdova, France A.; Howell, Steve B.
2003,ApJ, 599, 509, Welsh, William F.; Sion, Edward M.; Godon, Patrick; Gänsicke, Boris T.; Knigge, Christian; Long, Knox S.; Szkody, Paula.
2003, PASJ, 55, 989, Kato, Taichi; Nogami, Daisaku; Moilanen, Marko; Yamaoka, Hitoshi.
2003, MNRAS, 345, 49, Wheatley, Peter J.; Mauche, Christopher W.; Mattei, Janet A.
2003, MNRAS, 344, 1193, Warner, Brian; Woudt, Patrick A.; Pretorius, Magaretha L
2003,ApJ, 594, 443, Gänsicke, Boris T.; Szkody, Paula; de Martino, Domitilla; Beuermann, Klaus; Long, Knox S.; Sion, Edward M.; Knigge, Christian; Marsh, Tom; Hubeny, Ivan.
2003, AJ, 126, 1451, Szkody, Paula; Gänsicke, Boris T.; Sion, Edward M.; Howell, Steve B.; Cheng, F. H
2003, A&A, 408, 651, Tappert, C.; Mennickent, R. E.; Arenas, J.; Matsumoto, K.; Hanuschik, R. W.
2003,ApJ, 591, 1172, Long, Knox S.; Froning, Cynthia S.; Gänsicke, Boris; Knigge, Christian; Sion, Edward M.; Szkody, Paula,.
2003, A&A, 403, 247, Fuhrmeister, B.; Schmitt, J. H. M. M.,

2003, A&A, 401, 325, Osaki, Y.; Meyer, F.,
2003, MNRAS, 339, 861, Kato, Taichi; Santallo, Roland; Bolt, Greg; Richards, Tom; Nelson, Peter; Monard, Berto; Uemura, Makoto; Kiyota, Seiichiro; Stubbings, Rod; Pearce, Andrew; and 3 coauthors,
2003, ApJ, 583, 907, Sion, Edward M.; Szkody, Paula; Cheng, Fuhua; Gänsicke, Boris T.; Howell, Steve B.
2003, ApJ, 582, 352, Winter, Lisa; Sion, Edward M
2003, MSAIS, 2, 137, Spogli, Corrado; Fiorucci, Massimo 2002A&A, 396, 895, Schwope, A. D.; Brunner, H.; Buckley, D.; Greiner, J.; Heyden, K. v. d.; Neizvestny, S.; Potter, S.; Schwarz, R.
2002, ApJ, 580, 423, Mauche, Christopher W.,
2002, ApJ, 579, 752, Knigge, Christian; Zurek, David R.; Shara, Michael M.; Long, Knox S.,
2002Ap, 45, 416, Pavlenko, E. P.; Primak, N. V.; Shugarov, S. Yu., 2002Msngr.109, 41, Mennickent, R. E., Tappert, C.; Diaz, M.
2002, MNRAS, 335, 84, Warner, Brian; Woudt, Patrick A.
2002, MNRAS, 335, 44, Woudt, Patrick A.; Warner, Brian.
2002 ApJ, 577, 23 Titarchuk, Lev; Wood, Kent
2002, ApJ, 574, 937 Sepinsky, Jeremy F.; Sion, Edward M.; Szkody, Paula; Gänsicke, Boris T.
2002, MNRAS, 333, 791, Zurita, C.; Casares, J.; Shahbaz, T.; Wagner, R. M.; Foltz, C. B.; Rodríguez-Gil, P.; Hynes, R. I.; Charles, P. A.; Ryan, E.; Schwarz, G.; Starrfield, S. G.
2002, A&A, 389, 478, Ak, T.; Ozkan, M. T.; Mattei, J. A
2002, MNRAS, 333, 411W, Woudt, Patrick A.; Warner, Brian.
2002, ApJ, 572, 456, Sion, Edward M.; Urban, Joel.
2002, MNRAS, 330, 53, Kato, Taichi; Poyner, Gary; Kinnunen, Timo
2002, ApJ, 565, 39, Medvedev, Mikhail V.; Menou, Kristen.
2002, ApJ, 565, 511, Hoard, D. W.; Wachter, S.; Clark, L. Lee; Bowers, Timothy P.
2001, PASJ, 53, 1191, Kato, Taichi; Sekine, Yoshiyuki; Hirata, Ryuko.
2001, ApJ, 562, 963, Froning, Cynthia S.; Long, Knox S.; Drew, Janet E.; Knigge, Christian; Proga, Daniel.
2001, MNRAS, 328, 71, Baskill, D. S.; Wheatley, P. J.; Osborne, J. P
2001, ApJ, 561, 127, Sion, Edward M.; Cheng, Fu-Hua; Szkody, Paula; Gänsicke, Boris; Sparks, Warren M.; Hubeny, Ivan.
2001, MNRAS, 325, 1458, Burleigh, M. R.; Pye, J. P.; Poulton, S. W.; Sohl, K. B.; Wheatley, P. J.; Wynn, G. A.
2001, ApJ, 556, 847, Cannizzo, John K.
2001, A&A, 374, 656, Gänsicke, B. T.; Szkody, P.; Sion, E. M.; Hoard, D. W.; Howell, S.; Cheng, F. H.; Hubeny, I.
2001, ApJ, 555, 834, Sion, Edward M.; Szkody, Paula; Gaensicke, Boris; Cheng, F. H.; LaDous, C.; Hassall, B.
2001, PASP, 113, 764, Downes, Ronald A.; Webbink, Ronald F.; Shara, Michael M.; Ritter, Hans; Kolb, Ulrich; Duerbeck, Hilmar W.
2001, MNRAS, 324,1, Truss, M. R.; Murray, J. R.; Wynn, G. A.
2001, A&A, 370, 488, Osaki, Y.; Meyer, F.; Meyer-Hofmeister, E.
2001, ApJS, 133, 1, Ueda, Y.; Ishisaki, Y.; Takahashi, T.; Makishima, K.; Ohashi, T.
2001, AN, 322, 9, Kuulkers, E.
2000, PASP, 112, 1611, Urban, J.; Lyons, K.; Mittal, R.; Nadalin, I.; DiTuro, P.; Sion, E.
2000,PASP, 112, 1567, Patterson, Joseph; Kemp, Jonathan; Jensen, Lasse; Vanmunster, Tonny; Skillman, David R.; Martin, Brian; Fried, Robert; Thorstensen, John R.
2000, PASP, 112,1523, Warner, Brian.
2000, AAS, 197, 904, Cannizzo, J. K.
2000, MNRAS, 317, 759, Rolfe, Daniel J.; Haswell, Carole A.; Patterson, Joseph
2000, ApJ, 542,1064, Cheng, F. H.; Horne, Keith; Marsh, T. R.; Hubeny, Ivan; Sion, E. M.
2000, ApJ, 541, 924, Mauche, Christopher W.; Raymond, John C.
2000, ApJ, 537, 946, Barman, Travis S.; Hauschildt, Peter H.; Short, C. Ian; Baron, E.
2000, A&A, 358, 417, Meliani, M. T.; de Araujo, J. C. N.; Aguiar, O. D.
2000, A&A, 358, 221, Schreiber, M. R.; Gänsicke, B. T.; Hessman, F. V.
2000, PASP, 112, 632, Rosenzweig, P.; Mattei, J. A.; Kafka, S.; Turner, G. W.; Honeycutt, R. K.
2000, NewAR, 44, 125, Long, K. S.
2000, NewAR., 44, 45, O'Donoghue, D.
2000, NewAR, 44, 41 Cannizzo, J. K
2000, NewAR, 44, 27 Kuulkers, E.
2000, NewAR, 44, 9 Mukai, K.
2000, ApJ, 528, 756 Linsky, Jeffrey L.; Redfield, Seth; Wood, Brian E.; Piskunov, Nikolai
2000, A&A, 353, 244 Hameury, Jean-Marie; Lasota, Jean-Pierre; Warner, Brian
2000, JAVSO, 29, 1, Sion, E.; Cheng, F. H.; Szkody, P.; Gaensicke, B.; La Dous, C.; Hassall, B.
2000, ARA&A, 38, 231 Bowyer, Stuart; Drake, Jeremy J.; Vennes, Stéphane

2000, AN, 321, 1, Schwope, A.; Hasinger, G.; Lehmann, I.; Schwarz, R.; Brunner, H.; Neizvestny, S.; Ugryumov, A.; Balega, Yu.; Trümper, J.; Voges, W.
1999, MNRAS.309, 847, Pratt, Gabriel W.; Hassall, B. J. M.; Naylor, T.; Wood, Janet H.; Patterson, J.
1999, PASP, 111.1292, Slevinsky, R. J.; Stys, D.; West, S.; Sion, E. M.; Cheng, F. H.
1999, MNRAS.308, 979 Popham, Robert
1999, ApJ, 524, 295, Saar, Steven H.; Brandenburg, Axel
1999, A&A, 349, 588 Hartmann, H. W.; Wheatley, P. J.; Heise, J.; Mattei, J. A.; Verbunt, F.
1999, A&A, 349, 389, Voges, W.; Aschenbach, B.; Boller, Th.; Bräuninger, H.; Briel, U.; Burkert, W.; Dennerl, K.; Englhauser, J.; Gruber, R.; Haberl, F
1999, ApJ, 521, 362 Szkody, Paula; Linnell, A.; Honeycutt, Kent; Robertson, Jeff; Silber, Andrew; Hoard, D. W.; Pastwick, L.; Desai, V.; Hubeny, Ivan; Cannizzo, John.
1999, A&A, 347, 178, Gänsicke, B. T.; Sion, E. M.; Beuermann, K.; Fabian, D.; Cheng, F. H.; Krautter, J.
1999, A&A, 346, 151, Gänsicke, B. T.; Koester, D.
1999, A&A, 346, 146, Verbunt, Frank; Wheatley, Peter J.; Mattei, Janet A.
1999, PASP, 111, 532, Sion, E. M.
1999, PASP, 111, 342, Howell, Steve B.; Ciardi, David R.; Szkody, Paula; van Paradijs, Jan; Kuulkers, Erik; Cash, Jennifer; Sirk, Martin; Long, Knox S.
1999, ApJ, 511, 916, Long, Knox S.; Gilliland, Ronald L.
1999, PhR, 311, 353, Sion, E. M.
1999, MmSAI, 70, 527 Giovannelli, F.; Sabau-Graziati, L.
1999, ExA, 9, 119 Brosch, Noah
1998, AcA, 48, 677 Smak, Jozef I.
1998, PASP, 110, 1383 Warner, Brian
1998, PASP, 110, 1290, Patterson, Joseph; Kemp, Jonathan; Skillman, David R.; Harvey, David A.; Shafter, Allen W.; Vanmunster, Tonny; Jensen, Lasse; Fried, Robert; Kiyota, Seiichiro; Thorstensen, John R.; Taylor, Cynthia J.
1998, A&A, 339, 507, Meyer-Hofmeister, E.; Meyer, F.; Liu, B. F.
1998, PASP, 110, 1132, Patterson, Joseph
1998, PASP, 110, 1032, Mennickent, R. E.; Sterken, C.
1998, ApJ, 505, 339 Livio, Mario; Pringle, J. E.
1998, MNRAS.298, 737, Done, C.; Magdziarz, P.
1998, ApJ, 497, 928, Szkody, Paula; Hoard, D. W.; Sion, Edward M.; Howell, Steve B.; Cheng, F. H.; Sparks, Warren M.
1998, ApJ, 497, 921, Vallerga, John
1998, A&AS, 129, 83, Ritter, H.; Kolb, U.
1998, A&A, 332, 586 Fritz, Thomas; Bruch, Albert
1998, ApJ, 496, 449 Sion, Edward M.; Cheng, F. H.; Szkody, Paula; Sparks, Warren; Gänsicke, Boris; Huang, Min; Mattei, Janet
1998, ApJ, 494, 680, Jose, Jordi; Hernanz, Margarita
1998, PASP, 110, 47, Belle, K.; Nguyen, Q.; Fabian, D.; Sion, E. M.; Huang, M.
1998, ARep, 42, 33 Bisikalo, D. V.; Boyarchuk, A. A.; Kuznetsov, O. A.; Khruzina, T. S.; Cherepashchuk, A. M.; Chechetkin, V. M.
1998, ApJ, 493, 54, Cagnoni, I.; della Ceca, R.; Maccacaro, T.
1998, A&A, 329, 559 Ludwig, K.; Meyer, F.
1998, Ap&SS.257, 183 LIU W.; LI Z.Y. and HU J.Y.
1997, A&A, 328, 243, Liu, B. F.; Meyer-Hofmeister, E.
1997, ApJS, 113, 131 Craig, N.; Abbott, M.; Finley, D.; Jessop, H.; Howell, S. B.; Mathioudakis, M.; Sommers, J.; Vallerga, J. V.; Malina, R. F.
1997, A&A, 327, 602 Verbunt, F.; Bunk, W. H.; Ritter, H.; Pfeffermann, E.
1997, A&A, 327, 231 Tappert, C.; Wargau, W. F.; Hanuschik, R. W.; Vogt, N.
1997, PASP, 109.1114, Nogami, D.; Masuda, S.; Kato, T.
1997, PASP, 109.1100 Patterson, Joseph.; Kemp, Jonathan; Shambrook, Anouk; Thomas, Eugene; Halpern, J. P.; Skillmand, David R.; Harvey, David A.; Vanmunster, Tonny; Retter, Alon; Fried, Robert.
1997, PASJ, 49, 583 Kato, Taichi
1997, PASP, 109, 998 Shara, M. M.; Bergeron, I. E.; Christian, C. A.; Craig, N.; Bowyer, S.
1997, MNRAS.290, 160 Naylor, T.; La Dous, C.
1997, ApJ, 486, 987 Ferguson, Donald H.
1997, MNRAS.289, 889 Kunze, S.; Speith, R.; Riffert, H.
1997, MNRAS.289, 388 Gänsicke, B. T.; Beuermann, K.; Thomas, H.-C.
1997, ApJ, 484L.149 Cheng, F. H.; Sion, Edward M.; Szkody, Paula; Huang, Min

1997, MNRAS.287, 293, Maoz, Dan; Ofek, Eran O.; Shemi, Amotz
1997, ApJ, 480L, 17, Sion, Edward M.; Cheng, F. H.; Sparks, Warren M.; Szkody, Paula; Huang, Min; Hubeny, Ivan
1997, A&A, 321, 213, La Dous, C.; Meyer, F.; Meyer-Hofmeister, E.
1997, PASP, 109, 345, Downes, Ronald; Webbink, Ronald F.; Shara, Michael M.
1997, MNRAS.286, 745, Retter, A.; Leibowitz, E. M.; Ofek, E. O.
1997, A&A, 319L, 25, van Teeseling, A.
1997, A&A, 319, 18, Radecke, H.-D.
1997, PASJ, 49, 109, Nogami, Daisaku; Kato, Taichi
1997, ApJS, 108, 545, Lampton, M.; Lieu, R.; Schmitt, J. H. M. M.; Bowyer, S.; Voges, W.; Lewis, J.; Wu, X.
1996, MNRAS.283, 101, Wheatley, P. J.; van Teeseling, A.; Watson, M. G.; Verbunt, F.; Pfeffermann, E.
1996, ApJ, 471L, 41, Sion, Edward M.; Cheng, Fu-Hua; Huang, Min; Hubeny, Ivan; Szkody, Paula
1996, A&A, 315, 467, van Teeseling, A.; Beuermann, K.; Verbunt, F.
1996, ApJ, 469, 841, Long, Knox S.; Mauche, Christopher W.; Raymond, John C.; Szkody, Paula; Mattei, Janet A.
1996, ApJ, 469, 834 Szkody, Paula; Long, Knox S.; Sion, Edward M.; Raymond, John C.
1996, MNRAS.282, 623 Howell, Steve B.; Reyes, Adriana L.; Ashley, Richard; Harrop-Allin, Margaret K.; Warner, Brian
1996, MNRAS.282, 191 O'Donoghue, D.; Charles, P. A.
1996, AGAb, 12, 197 Gänsicke, B. T.; Beuermann, K.
1996, ApJ, 466, 964 Long, Knox S.; Blair, William P.; Hubeny, Ivan; Raymond, John C.
1996, A&A, 312, 93 van Paradijs, J.; Augusteijn, T.; Stehle, R.
1996, ApJ, 465, 951, Vrtilek, S. D.; Silber, A.; Primini, F.; Raymond, J. C.
1996, A&A, 311, 889, Augusteijn, T.; van der Hooft, F.; de Jong, J. A.; van Paradijs, J.
1996, ApJ, 463L, 87, Mauche, Christopher W.
1996, AJ, 111.2386, Huang, M.; Sion, E. M.; Hubeny, I.; Cheng, F. H.; Szkody, P.
1996, AJ, 111.2367 Howell, Steve B.; Deyoung, James; Mattei, Janet A.; Foster, Grant; Szkody, Paula; Cannizzo, John K.; Walker, Gary; Fierce, Erik
1996, PASP, 108, 412 Barrett, P.
1996, ApJ, 462L, 87K, Kuulkers, Erik; Howell, Steve B.; van Paradijs, Jan
1996, ApJ, 462, 428, Silber, Andrew D.; Anderson, Scott F.; Margon, Bruce; Downes, Ronald A.
1996, ApJ, 462, 404, Richman, Hayley R.
1996, AAS, 188.7608, Long, K. S.; Knigge, C.; Blair, W. P.; Raymond, J. C.
1996, AAS, 188.7604, Roussel-Dupre, D.; Pfafman, T.; Bloch, J.; Theiler, J.
1996, A&A, 309L, 47, Gänsicke, B. T.; Beuermann, K.
1996, A&A, 307, 137, Wheatley, P. J.; Verbunt, F.; Belloni, T.; Watson, M. G.; Naylor, T.; Ishida, M.; Duck, S. R.; Pfeffermann, E.
1996, JBAA, 106, 29, Howell, S. B.; Hurst, G. M
1996, IBVS.4299, 1, Liller, William
1996, ApJ, 458, 355, Huang, M.; Sion, E. M.; Hubeny, I.; Cheng, F. H.; Szkody, P.
1996, ApJ, 457, 805, Molteni, Diego; Sponholz, Hanno; Chakrabarti, Sandip K.
1996, PASP, 108, 73, Thorstensen, John R.; Patterson, Joseph O.; Shambrook, Anouk; Thomas, Gino
1996, PASP, 108, 39 Osaki, Yoji
1996, ApJS, 102, 129 Bowyer, S.; Lampton, M.; Lewis, J.; Wu, X.; Jelinsky, P.; Malina, R. F.
1996, MmSAI, 67, 227 Cannizzo, J. K.
1996, JAVSO, 24, 1 Sion, Edward M.
1995, PASP, 107.1183, Patterson, Joseph; Jablonski, F.; Koen, C.; O'Donoghue, D.; Skillman, David R.
1995, A&AS, 114, 465, Kreysing, H.-C.; Brunner, H.; Staubert, R.
1995, ApJ, 453, 454, Howell, Steve B.; Szkody, Paula; Sonneborn, George; Fried, Robert; Mattei, Janet; Oliversen, Ronald J.; Ingram, Doug; Hurst, Guy M.
1995, A&A, 303, 127 Gänsicke, B. T.; Beuermann, K.; de Martino, D.
1995, MNRAS.276, 495 Ponman, T. J.; Belloni, T.; Duck, S. R.; Verbunt, F.; Watson, M. G.; Wheatley, P. J.; Pfeffermann, E.
1995, A&A, 301, 469 Ulla, A.
1995, PASJ, 47L, 25, Osaki, Yoji
1995, ApJ, 449, 330, Mohanty, Pritiraj; Schlegel, Eric M.
1995, A&A, 300, 808 van Teeseling, A.; Drake, J. J.; Drew, J. E.; Hoare, M. G.; Verbunt, F.
1995, MNRAS.274.1165, Pye, J. P.; McGale, P. A.; Allan, D. J.; Barber, C. R.; Bertram, D.; Denby, M.; Page, C. G.; Ricketts, M. J.; Stewart, B. C.; West, R. G.
1995, ApJ, 446, 842 Mauche, Christopher W.; Raymond, John C.; Mattei, Janet A.

1995, PASP, 107, 443, Robertson, J. W.; Honeycutt, R. K.; Turner, G. W.
1995, MNRAS.274, 61, Godon, Patrick
1995, ApJ, 445L, 31, Sion, Edward M.; Huang, Min; Szkody, Paula; Cheng, Fu-Hua.
1995, ApJ, 444L, 97, Sion, Edward M.; Szkody, Paula; Cheng, Fu-Hua; Huang, Min.
1995, AAS, 186.1002, Roussel-Dupre, D.; Bloch, J. J.
1995, PASJ, 47L, 11, Osaki, Yoji
1995, MNRAS.273, 772, Wood, Janet H.; Naylor, T.; Hassall, B. J. M.; Ramseyer, Tod F.
1995, ApJ, 443, 295, Robinson, E. L.; Wood, Janet H.; Bless, R. C.; Clemens, J. C.; Dolan, J. F.; Elliot, J. L.; Nelson, M. J.; Percival, J. W.; Taylor, M. J.; van Citters, G. W.; Zhang, E.
1995, Ap&SS.226, 187, Warner, B.
1995, AcA, 45, 355, Smak, J.
1995, MNRAS.273, 461, Prinja, Raman K.; Rosen, R.
1995, ApJ, 442, 358 McClintock, Jeffrey E.; Horne, Keith; Remillard, Ronald A.
1995, ApJ, 439, 322 Schlegel, Eric M.; Barrett, Paul E.; de Jager, O. C.; Chanmugam, G.; Hunter, S.; Mattox, J.
1995, JAVSO, 23, 94, Long, Knox S.
1995, AcASn, 36, 385, Li, Z.-Y.; Zhu, C.-S.; Ding, Y.-R.
1994, A&A, 292, 519, van Teeseling, Andre; Verbunt, Frank.
1994, A&A, 290, 473 Ludwig, K.; Meyer-Hofmeister, E.; Ritter, H.
1994, PASP, 106, 918, Saygac, A. Talat.
1994, MNRAS.269, 913, Rosen, S. R.; Clayton, K. L.; Osborne, J. P.; McGale, P. A.
1994, ApJS, 93, 569 Bowyer, S.; Lieu, R.; Lampton, M.; Lewis, J.; Wu, X.; Drake, J. J.; Malina, R. F.
1994, A&A, 288, 175 Meyer, F.; Meyer-Hofmeister, E.
1994, IBVS.4043, 1, Howell, S. B.; Hurst, G. M.
1994, AAS, 184.4503, Warren, J.; Vallerga, J. V.; Siegmund, O. H. W.
1994, MNRAS.267, 465, van Paradijs, J.; Charles, P. A.; Harlaftis, E. T.; Arevalo, M. J.; Baruch, J. E. F.; Callanan, P. J.; Casares, J.; Dhillon, V. S.; Gimenez, A.; Gonzalez, R.;
1994, ApJ, 425, 829, Silber, A.; Vrtilek, S. D.; Raymond, J. C.
1994, ApJ, 425, 787 Vrtilek, S. D.; Silber, A.; Raymond, J. C.; Patterson, J.
1994, A&AS, 104, 79 Bruch, A.; Engel, A.
1994, AJ, 107, 751, Malina, R. F.; Marshall, H. L.; Antia, B.; Christian, C. A.; Dobson, C. A.; Finley, D. S.; Fruscione, A.; Girouard, F. R.; Hawkins, I.; Jelinsky, P.;
1994, MNRAS.266, 35, Whitehurst, R.
1994, A&A, 281, 759, Deng, Shi-Bing; Zhang, Zhong-Yong; Chen, Jian-Sheng
1994, SSRv, 67, 1, La Dous, C.
1994, MmSAI, 65, 191, La Dous, C.
1994, IAUCo.151, 288, Bruch, A.
1994, IAUCo.151, 280, Özkan, M.T.; Ak T.; Saygac A.T.; Esenoglu H.H., Guler, S.
1994, AGAb, 10, 68 Haas, C.; Kappelmann, N.; Barnstedt, J.; Goelz, M.; Grewing, M.; Gringel, W.; Kraemer, G.; Hopfensitz, W.; Appenzeller, I.; Mandel, H.; Krautter, J.
1993, ApJ, 418, 863 Mukai, K.; Shiokawa, K.
1993, PASP, 105.1120 Lemm, Kristi; Patterson, Joseph; Thomas, Gino; Skillman, David R.
1993, A&A, 278, 161 Colpi, M.; Campana, S.; Treves, A.
1993, MNRAS.263, 287, Koen, C.; Lombard, F.
1993, PASP, 105, 387, Shara, Michael M.; Shara, David J.; McLean, Brian
1993, A&A, 270, 159, van Teeseling, Andre; Verbunt, Frank; Heise, John
1993, PASP, 105, 127, Downes, Ronald A.; Shara, Michael M.
1993, PASP, 105, 69, Patterson, Joseph; Bond, Howard E.; Grauer, Albert D.; Shafter, Allen W.; Mattei, Janet A.
1993, MNRAS.260, 77, Pounds, K. A.; Allan, D. J.; Barber, C.; Barstow, M. A.; Bertram, D.; Branduardi-Raymont, G.; Brebner, G. E. C.; Buckley, D.; Bromage, G. E.; Cole, R. E
1993, SAAOC, 15, 78 Kilkenny, D.; Barrett, P. E.; Marang, F.; van Wyk, F.; Roberts, G.; Winkler, H.
1993, ExA, 4, 117 Courvoisier, T. J.-L.; Orr, A.; Buehler, P.; Zehnder, A.; Henneck, R.; Stauffacher, F.; Biakhowski, J.; Schlumpf, N.; Schoeps, W.; McHedlishvili, A
1993, BAAS, 25Q.863 MAUCHE C.W. and al.
1993, AcApS, 13, 367 Feng, X. C.
1992, MNRAS.259P, 23 Livio, M.; Pringle, J. E.
1992, MNRAS.259, 593, Harlaftis, E. T.; Naylor, T.; Hassall, B. J. M.; Charles, P. A.; Sonneborn, G.; Bailey, J.
1992, ChA&A, 16, 367 Zhu, Ci-Sheng; Li, Zong-Yun
1992, A&A, 266L, 9 Zhang, Z.-Y.; Chen, J.-S.
1992, MNRAS.257, 633, Jones, M. H.; Watson, M. G.

1992, MNRAS.257, 607, Harlaftis, E. T.; Hassall, B. J. M.; Naylor, T.; Charles, P. A.; Sonneborn, G.
1992, ApJ, 392, 678 Molnar, Lawrence A.; Kobulnicky, Henry A.
1992, AcASn, 33, 113 Zhu, Ci-Sheng; Li, Zong-Yun
1992, A&AS, 93, 463 Bruch, A.; Meijer, J.; Naumann, M.; Schimpke, T.; Ungruhe, R.; Vogt, N.
1992, ApJ, 389, 714 Cheng, F. H.; Lin, D. N. C.
1992, QJRAS, 33, 111 Feast, M. W.
1992, MNRAS.254, 427 Okuda, Toru; Ono, Kazushige; Tabata, Makoto; Mineshige, Shin
1992, AJ, 103, 243 Harrison, Tom; Gehrz, R. D.
1991, A&A, 252, 605, Kuulkers, E.; van Amerongen, S.; van Paradijs, J.; Rottgering, H.
1991, A&A, 252, 189 Livio, M.; Spruit, H. C.
1991, A&A, 252, 100 La Dous, Constanze
1991, ApJ, 382, 290, Eracleous, Michael; Halpern, Jules; Patterson, Joseph
1991, PASP, 103, 735, Patterson, Joseph; Richman, Hayley
1991, AJ, 102, 295 Sion, Edward M.
1991, A&A, 247, 393, Duschl, W. J.
1991, A&A, 246L, 44 Belloni, T.; Verbunt, F.; Beuermann, K.; Bunk, W.; Izzo, C.; Kley, W.; Pietsch, W.; Ritter, H.; Thomas, H. C.; Voges, W.
1991, A&A, 246L, 2 Hasinger, G.; Truemper, J.; Schmidt, M.
1991, ApJ, 372, 659, Mauche, Christopher W.; Wade, Richard A.; Polidan, Ronald S.; van der Woerd, Hans; Paerels, Frits B. S.
1991, ApJ, 370, 330, Eracleous, Michael; Patterson, Joseph; Halpern, Jules
1991, A&A, 242, 401 Kuulkers, E.; Hollander, A.; Oosterbroek, T.; van Paradijs, J.
1991, ApJ, 366, 569 Kiplinger, Alan L.; Sion, Edward M.; Szkody, Paula
1990, BICDS, 38, 175, Koch, R. H.
1990, A&AS, 85.1179, Ritter, H.
1990, IAUC.5114, 1, Harrison, T. E.
1990, BAAS, 22.1211, Mauche, C. W.; Wade, R. A.; Polidan, R. S.; van der Woerd, H.; Paerels, F. B. S.
1990, AJ, 100, 226, Udalski, A.
1990, S&T, 79, 607 Charles, Philip A.
1990, ApJ, 356, 211 Polidan, Ronald S.; Mauche, Christopher W.; Wade, Richard A.
1990, SSRv, 52, 203 La Dous, Constanze
1990, MNRAS.242, 522 van Amerongen, S.; Kuulkers, E.; van Paradijs, J.
1990, PVSS, 17, 17 Bateson, F. M.; McIntosh, R.; Brunt, D.
1990, JAVSO, 19, 156 Bateson, Frank M.
1990, AcA, 40, 369, Bruch, Albert
1989, MNRAS.241, 259, Mineshige, Shin; Wood, Janet H.
1989, A&A, 221, 36, Meyer, F.; Meyer-Hofmeister, E.
1989, A&A, 220, 221, van der Woerd, H.; Tagliaferri, G.; Thomas, H. C.; Beuermann, K.
1989, A&A, 220, 99 Barrera, L. H.; Vogt, N.
1989, IAUC.4814, 1, Kilmartin, P. M.; Bateson, F. M.; Williams, P.; Pearce, A.; Jones, A.; Hull, O.; Overbeek, M. D.
1989, MNRAS.238, 935 La Dous, Constanze
1989, IBVS.3340, 1 Saygac, A. Talat
1989, MNRAS.238, 73, Warner, Brian; O'Donoghue, Darragh; Wargau, Walter
1989, MNRAS.236, 319 O'Donoghue, D.; Kilkenny, D.
1989, A&A, 209, 183, Duschl, Wolfgang J.; Livio, Mario
1989, S&W, 28, 504, Rudiger, G.; Frohlich, H.-E.
1989, PVSS, 16, 75 Bateson, F. M.
1989, PASJ, 41.1005 Osaki, Yoji
1989, AN, 310, 413 Richter, G. A.; Braeuer, H.-J.
1989, AGAb, 3, 64 Meyer-Hofmeister, E.; Meyer, F.
1988, ApJ, 335, 881 Mineshige, Shin
1988, ApJ, 333, 227 Cannizzo, John K.; Shafter, Allen W.; Wheeler, J. Craig
1988, MNRAS.233, 705 Warner, Brian; O'Donoghue, Darragh
1988, ApJ, 330, 911 van der Woerd, H.; van der Klis, M.; van Paradijs, J.; Beuermann, K.; Motch, C.
1988, uvai, 2, 27 Stickland, David J.
1988, uvai, 1, 187 Harlaftis, E.; Hassall, B. J. M.; Sonneborn, G.; Naylor, T.; Charles, P. A.
1988, Msngr, 52, 44 van Amerongen, S.; van Paradijs, J.
1988, MNRAS.232, 779, Mason, K. O.; Cordova, F. A.; Watson, M. G.; King, A. R.
1988, MNRAS.232, 35, Whitehurst, Robert

1988, ApJ, 328, 243 Szkody, Paula; Osborne, Julian; Hassall, B. J. M.
1988, A&A, 194, 135 Meyer-Hofmeister, E.; Meyer, F.
1988, PASP, 100, 362, Szkody, Paula; Mateo, Mario; Downes, Ronald
1988, MNRAS.231, 237 Naylor, T.; Bath, G. T.; Charles, P. A.; Hassal, B. J. M.; Sonneborn, G.; van der Woerd, H.; van Paradijs, J.
1988, BAAS, 20Q.735, Mineshige, S.
1988, MNRAS.230, 587, Pringle, J. E.
1988, A&A, 190, 72, Mineshige, S.
1988, Afz, 29, 433 Voloshina, I. B.; Lyutyi, V. M.
1988, AcA, 38, 215, Udalski, Andrzej; Szymanski, Michal
1988, AcA, 38, 175, Rozyczka, M.
1988, AcA, 38, 13 Kozlowska, Agnieszka
1987, MNRAS.229, 245, van Amerongen, S.; Bovenschen, H.; van Paradijs, J.
1987, ApJ, 322L, 95 Warner, Brian; Livio, Mario
1987, A&AS, 71, 339, Verbunt, F.
1987, ApJ, 320, 741, Tajima, T.; Gilden, D.
1987, ApJ, 320, 319, Cannizzo, John K.; Kenyon, Scott J.
1987, A&AS, 70, 335, Ritter, H.
1987, JBAA, 97, 274, Isles, J. E.
1987, A&A, 182, 219, van der Woerd, H.; Heise, J.; Paerels, F.; Beuermann, K.; van der Klis, M.; Motch, C.; van Paradijs, J.
1987, MNRAS.227, 23 Warner, Brian
1987, MNRAS.225, 141, van der Woerd, H.; Heise, J.
1987, MNRAS.225, 131, Polidan, R. S.; Holberg, J. B.
1987, MNRAS.225, 113, Verbunt, F.; Hassall, B. J. M.; Pringle, J. E.; Warner, B.; Marang, F.
1987, MNRAS.225, 93, van Amerongen, S.; Damen, E.; Groot, M.; Kraakman, H.; van Paradijs, J.
1987, MNRAS.225, 73, Pringle, J. E.; Bateson, F. M.; Hassall, B. J. M.; Heise, J.; van der Woerd, H.; Holberg, J. B.; Polidan, R. S.; van Amerongen, S.; van Paradijs, J.; Verbunt, F.
1987, ApJS, 63, 685, Szkody, Paula
1987, Ap&SS.131, 497, Smak, J.
1987, A&A, 175, 113, Meyer-Hofmeister, E.
1987, MNRAS.224, 595, Drew, J. E.
1987, ApJ, 313, 772, Robinson, Edward L.; Shafter, Allen W.; Hill, J. Allen; Wood, Matt A.; Mattei, Janet A.
1987, Ap&SS.130, 239, Carone, T. E.; Polidan, P. S.; Wade, R. A.
1987, Ap&SS.130, 235, Polidan, R. S.; Carone, T. E.
1987, Ap&SS.130, 225, van der Woerd, H.
1987, Ap&SS.130, 207, Osborne, J. P.
1987, Ap&SS.130, 135, van der Woerd, H.; van Paradijs, J.
1987, Ap&SS.130, 127, van Amerongen, S. F.; van Paradijs, J.
1987, Ap&SS.130, 103 Echevarria, J.
1987, Ap&SS.130, 47, Sion, E. M.
1987, A&AS, 68, 41, Berriman, G.
1987, MNRAS.224, 271 van der Woerd, H.; van Paradijs, J.
1986, niia.conf, 493, Carone, T. E.; Polidan, R. S.; Wade, R. A.
1986, MNRAS.221, 169, Pringle, J. E.; Verbunt, F.; Wade, R. A.
1986, Ap&SS.122, 73, Menzies, J. W.; Odonoghue, D.; Warner, B.
1986, A&A, 156, 252, van der Woerd, H.; Heise, J.; Bateson, F.
1986, CoKon, 86, 339, Schwarzenberg-Czerny, A.
1986, Ap&SS.118, 271, Warner, B.
1986, PVSS, 14, 44 Cook, L. M.
1985, IBVS.2837, 1 Lopez, Carlos E.
1985, ApJ, 297, 538 Sion, E. M.
1985, ApJ, 292, 550 Patterson, J.; Raymond, J. C.
1985, ApJ, 292, 535 Patterson, J.; Raymond, J. C.
1985, A&A, 144, 369, Osaki, Y.
1985, SSRv, 40, 163 van der Woerd, B.; Heise, J.
1985, SSRv, 40, 99, Mason, K. O.
1985, MNRAS.212, 645, Schwarzenberg-Czerny, A.; Ward, M.; Pringle, J. E.; Verbunt, F.; Hanes, D. A.; Jones, D. H. P.; Wade, R. A.
1985, Natur.313, 291, King, A. R.

1985, PVSS, 13, 1, Bateson, F. M.; McIntosh, R.
1985, AcA, 35, 357 Smak, J.
1984, Obs, 104, 259 Rucinski, S. M.
1984, fiue.rept, 93, Liebert, J.
1984, A&AS, 58, 601 Pedoussaut, A.; Ginestet, N.; Carquillat, J. M.
1984, A&AS, 57, 385 Ritter, H.
1984, A&AS, 57, 193 Verbunt, F.; Wade, R. A.
1984, ApJ, 282, 236, Shafter, A. W.; Cowley, A. P.; Szkody, P.
1984, RMxAA, 9, 99 Echevarria, J.
1984, MNRAS.208, 763, Livio, M.; Soker, N.
1984, AJ, 89, 863 Mateo, M.; Szkody, P.
1984, A&AS, 56, 441, Bruch, A.
1984, IAUC.3939, 1, Heise, J.; Paerels, F.; van der Woerd, H.; Bateson, F.
1984, ApJS, 54, 443, Patterson, J.
1984, MNRAS.207, 215, Whitehurst, R.
1984, MNRAS.206, 919, Echevarria, J.; Jones, D. H. P.
1984, MNRAS.206, 879 Cordova, F. A.; Mason, K. O.
1984, ApJ, 277, 250, Robinson, E. L.; Warner, B.
1984, Ap&SS, 99, 363, Duerbeck, H. W.
1984, PASP, 96, 5 Smak, J.
1984, PVSS, 12, 103 Bateson, F. M.
1984, AcA, 34, 317, Smak, J.
1984, AcA, 34, 161, Smak, J.
1983, S&W, 22, 588, Vogt, N.
1983, BAAS, 15, 982, Polidan, R. S.; Holberg, J. B.; Forrester, W. T.
1983, A&A, 125L, 16, van Paradijs, J.
1983, A&AS, 53, 21 Vogt, N.
1983, S&W, 22, 278, Vogt, N.
1983, MNRAS.203, 865, Hassall, B. J. M.; Pringle, J. E.; Schwarzenberg-Czerny, A.; Wade, R. A.; Whelan, J. A. J.; Hill, P. W.
1983, S&W, 22, 123 Vogt, N.
1983, RMxAA, 5, 301 Echevarria, J.; Jones, D.
1983, A&A, 118, 95 Vogt, N.
1983, S&W, 22, 10 Klare, G.; Wolf, B.
1983, MmSAI, 54, 467, Selvelli, P. L.; Hack, M.
1982, PASP, 94, 916, Bruch, A.
1982, ApJ, 262L, 53, Ferland, G. J.; Pepper, G. H.; Langer, S. H.; MacDonald, J.; Truran, J. W.; Shaviv, G.
1982, ApJ, 262, 244, Wu, C.-C.; Panek, R. J.
1982, A&A, 115, 190, Schoembs, R.
1982, ApJ, 261, 200 Szkody, P.
1982, A&A, 114L, 11, Barwig, H.; Kudritzki, R. P.; Vogt, N.; Hunger, K.
1982, ApJ, 260L, 79 Bond, H. E.; Kemper, E.; Mattei, J. A.
1982, Ap&SS, 86, 91, Amnuel, P. R.; Guseinov, O. Kh.
1982, SvAL, 8, 198 Tutukov, A. V.; Fedorova, A. V.; Yungelson, L. R.
1982, iue, conf, 179, Hassall, B. J. M.; Pringle, J. E.; Wade, R. A.; Whelan, J. A. J.
1982, A&AS, 48, 383, Vogt, N.; Bateson, F. M.
1982, auva.nasa, 554, Marstad, M.; Linsky, J. L.; Simon, T.; Rodono, M.; Blanco, C.; Catalano, S.; Marilli, E.; Andrews, A. D.; Butler, C. J.; Byrne, P. B.
1981, ApJ, 248.1067, Patterson, J.; McGraw, J. T.; Coleman, L.; Africano, J. L.
1981, ApJ, 245, 609 Cordova, F. A.; Mason, K. O.; Nelson, J. E.
1981, A&A, 97, 185, Schoembs, R.; Vogt, N.
1981, ApJS, 45, 517, Patterson, J.
1981, A&A, 95, 138, Giovannelli, F.; Coradini, A.; Polimene, M. L.; Lasota, J. P.
1981, MNRAS.194P, 17, Bailey, J.; Ward, M.
1981, uviu.nasa, 461, Lambert, D. L.; Slovak, M. H.; Shields, G. A.; Ferland, G. J.
1981, uviu.nasa, 415, Heap, S. R.
1980, MNRAS.193, 793, Mayo, S. K.; Wickramasinghe, D. T.; Whelan, J. A. J.
1980, A&A, 91, 25, Schoembs, R.; Vogt, N.
1980, A&A, 89, 223, Vogt, N.; Semeniuk, I.
1980, A&A, 88, 66, Vogt, N.

1980, MNRAS.191, 185 Sherrington, M. R.; Lawson, P. A.; King, A. R.; Jameson, R. F.
1980, MNRAS.190, 801 Whyte, C. A.; Eggleton, P. P.
1980, ApJ, 235, 945 Vogt, N.; Breysacher, J.
1980, MNRAS.190, 185, Bath, G. T.; Pringle, J. E.; Whelan, J. A. J.
1980, MNRAS.190, 119 Bailey, J.
1980, MNRAS.190, 87, Cordova, F. A.; Nugent, J. J.; Klein, S. R.; Garmire, G. P.
1980, A&AS, 39, 29 Semeniuk, I.
1979, MNRAS.189, 293 Papaloizou, J.; Pringle, J. E.
1979, A&A, 77, 7 Haefner, R.; Schoembs, R.; Vogt, N.
1979, AJ, 84, 804 Patterson, J.
1979, ApJ, 230, 167 Chester, T. J.
1979, ApJS, 39, 461, Robinson, E. L.; Nather, R. E.
1978, ApJ, 226L.137 Patterson, J.; Robinson, E. L.; Kiplinger, A. L.
1978, ApJ, 226, 427 Panek, R. J.
1978, A&A, 70L, 65, Papaloizou, J.; Pringle, J. E.
1978, PASP, 90, 477, Nather, R. E.
1978, Obs, 98, 206, Bailey, J. A.
1978, MNRAS.184P, 79, Watson, M. G.; Sherrington, M. R.; Jameson, R. F.
1978, ApJ, 224, 167, Margon, B.; Szkody, P.; Bowyer, S.; Lampton, M.; Paresce, F.
1978, MNRAS.182, 777 Warner, B.; Brickhill, A. J.
1977, AJ, 82, 665 Payne-Gaposchkin, C. H.
1976, IBVS.1157, 1, Semeniuk, I.; Kruszewski, A.; Schwarzenberg-Czerny, A.
1976, ApJ, 207, 190, Szkody, P.
1976, Obs, 96, 49, Warner, B.
1976, ARA&A, 14, 119, Robinson, E. L.
1975, MNRAS.173P, 37, Warner, B.
1975, MNRAS.170, 219, Warner, B.
1975, MNSSA, 34, 54, Warner, B.
1975, JBAA, 86, 30, Bailey, J.
1974, A&A, 36, 369 Vogt, N.
1974, MNRAS.168, 235 Warner, B.
1974, ApJ, 190, 637, Nather, R. E.; Robinson, E. L.
1974, MNRAS.166, 673, Warner, B.; Brickhill, A. J.
1974, IBVS, 864, 1, Marino, B. F.; Walker, W. S. G.
1974, IBVS, 860, 1 Warner, B.; van Citters, G. W.; Brickhill, A. J.; Hurly, P. R.; Walker, A. R.
1974, MNSSA, 33, 6 Baart, E. E.
1973, IBVS, 756, 1, Warner, B.; Harwood, J. M.
1971, ApJ, 165, 369, Mumford, George S.
1970, ApJ, 160.1083 Serkowski, K.
1965, ApJ, 142.1041, Kraft, Robert P.; Luyten, Willem J.
1961, JO, 44, 6 Petit, M.
1960, JO, 43, 33 Petit, M.
1957, PZ, 12, 18 Brun, A.; Petit, M.
1932, AN, 245, 211, Luyten, W. J.

FOTOMETRİK KIRMIZIYA KAYMA YÖNTEMİ VE UYGULAMALARI

Şebnem SEZEN[1], Füsun LİMBOZ[1], Sinan ALİŞ[1]

Özet

Galaksilerin kırmızıya kaymalarının spektroskopik yöntemle bulunması oldukça zahmetlidir. Özellikle uzaklıklarından dolayı, spektroskopi için oldukça sönüktürler ve büyük teleskoplardan uzun gözlem zamanları elde etmek çok zordur. Bu nedenle, geniş ölçekli evren çalışmaları için gereken çok sayıda galaksi ve galaksi kümelerinin kırmızıya kayma değerlerini hesaplamak için fotometrik yöntem kullanılmaktadır. Bu çalışmada, fotometrik kırmızıya kayma yöntemi tanıtılacak ve bu yöntemle elde edilen sonuçlar kullanılarak hesaplanabilecek kozmolojik büyüklükler tartışılacaktır.

Anahtar Kelimeler: *Galaksiler, kırmızıya kayma, geniş ölçekte yapı.*

1. Giriş

Galaksilerin kırmızıya kaymaları klasik yöntemle yani spektroskopi ile elde edilmesi gözlemsel çalışmaların en çok zaman gerektiren işlerinden biridir. Bu özellikle galaksiler için doğrudur çünkü galaksilerin spektrumlarında onların şüphesiz ve hızlı bir şekilde kırmızıya kayma değerlerinin ölçülmesine izin veren baskın spektrel yapılar yoktur. Bununla beraber çok fazla sayıda galaksinin kırmızıya kayma değerlerine ihtiyaç oldukça fazladır. Bu nedenle galaksilerin düşük spektrel çözünürlükte kırmızıya kaymalarını doğru olarak elde etmek için fotometrik kırmızıya kayma yöntemi geliştirilmiştir.

Fotometrik kırmızıya kayma yöntemi, galaksilerin belirli dalgaboylarındaki parlaklıklarının ölçülmesine dayanan bir yöntemdir. Bu yöntemde, galaksilerin farklı filtrelerle elde edilen parlaklık değerlerinden itibaren oluşturulan "spektrel enerji dağılımları" (SED) ile farklı Hubble tipler için oluşturulmuş olan SED'ler karşılaştırılarak galaksilerin kırmızıya kayma değerleri bulunur.

2. Tarihçe

Fotometrik kırmızıya kayma yönteminin tarihçesi oldukça eskilere dayanmakla birlike ancak 1990'ların sonlarına doğru yaygın bir şeklide kullanılmaya başlamıştır.

Yöntemi ilk olarak öneren ve uygulayan Baum'dur [1, 2]. Baum 9 farklı filtreden oluşan fotometrik sisteminde 3730 A'den 9875 A'e kadar bir bölgede elde ettiği parlaklıkları kullanmıştır. Virgo kümesinde ve Abell 0801 kümesindeki galaksilere uyguladığı yöntem ile spektroskopik kırmızıya kaymalarla oldukça uyumlu sonuçlar elde etmiştir.

Koo [3], Baum'dan daha değişik bir yaklaşım sergilemiş ve fotoelektrik yöntem yerine Baum'un çalışmasından 23 yıl sonra fotoğraf plaklarını kullanmıştır. Ancak bu şekilde aynı anda çok sayıda galaksinin kırmızıya kayma değerlerini ölçebilmiştir. 100 galaksiye uyguladığı yöntemde Koo, gözlemsel ve teorik SED'leri karşılaştırmak yerine renk-renk

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite-İstanbul.*
E-Postalar: sebnem_sezen@yahoo.com, limboz@istanbul.edu.tr, salis@istanbul.edu.tr

diyagramları kullanmıştır. Buna göre çeşitli Hubble tiplerinde ve kırmızıya kaymalarda galaksilerin renk-renk diyagramlarını oluşturmuş ve gözlediği galaksilerin renk değerlerine en iyi uyan eğriyi bulmuştur.

Loh ve Spillar [4], 4000 A ve 9500 A aralığını kapsayan 6 filtre ve CCD alıcı kullanarak 1000 galaksinin fotometrik kırmızıya kaymasını bulmuşlardır. Baum'un ortaya attığı yönteme en yakın olan bu yöntem, günümüzde kullanılan SED'lerin çakıştırılması yönteminin temelini oluşturmuştur.

Connolly ve ark.'nın [5] uyguladığı fotometrik kırmızıya kayma yöntemi ise en basit olan yöntemdir. Buna göre kırmızıya kayma ile fotometrik parlaklıklar arasında lineer veya kuadratik bir ilişki vardır. Bu çalışmayı spektroskopik kırmızıya kaymaları bilinen 370 galaksi ile yapmışlardır.

3. Yöntemin Uygulanması

Galaksilerin kırmızıya kaymaları için kullanılan fotometrik yöntem, üç aşamadan oluşmaktadır. Birinci aşama galaksilerin parlaklıklarının elde edilmesi, ikinci aşama farklı Hubble tipinden ve farklı kırmızıya kayma değerlerinden model spektrumların elde edilmesi ve üçüncü aşama da galaksilerin parlaklıklarından itibaren bulunan spektrel enerji dağılımları ile model spektrumların çakıştırılmasından ibarettir.

3.1. Galaksilerin Parlaklıkları ve Spektrel Enerji Dağılımları

İlk olarak çalışacağımız galaksilere ait fotometrik veriler (parlaklıklar) spektrel enerji dağılımlarına (akılara) dönüştürülmelidir.

Fotometrik kırmızıya kaymaların hesabında kullanılacak olan gözlemsel spektrel enerji dağılımlarını belirleyebilmek için mümkün olduğunca geniş bir dalgaboyu aralığında parlaklıklar ölçülür. Geniş bant bir fotometrik sistemde elde edilen gözlemler kullanılır. Bu çalışmada Sloan fotometrik sistemi kullanılacağından ilgili filtreler u, g, r, i ve z olmaktadır. Sloan fotometrisindeki ugriz filtrelerinin merkezi dalgaboyları, yarı geçirgenlikleri ve F_0 değerleri Tablo 1'de verilmiştir.

Tablo 1. Sloan ugriz filtrelerinin merkezi dalgaboyları ve geçirgenlik değerleri.

FİLTRE	λ_{cen} (A°)	FWHM (A°)	F_0 (10^{-12} W A^{-1} m^{-2})
u	3543	567	3.67
g	4770	1387	5.11
r	6231	1373	2.40
i	7625	1526	1.28
z	9134	950	0.783

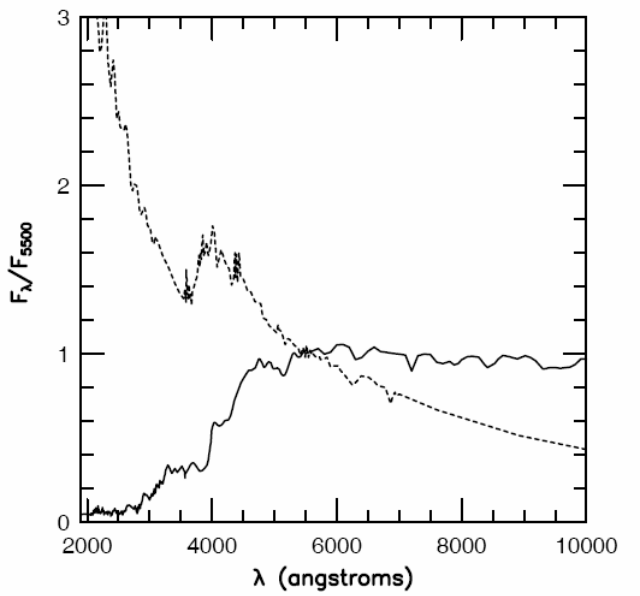
Gözlemsel parlaklık değerleri $m = -2{,}5 \log (F/F_0)$ formülüyle akı değerlerine dönüştürülür. Sloan fotometrisi için geçerli olan F_0 değerleri Gwyn [6]'den alınmıştır. Sonuçta elde edilen akı değerleri dalgaboyuna göre çizdirilerek galaksinin spektrel enerji dağılımı bulunmuş olur.

3.2. Model Spektrumlar

Galaksilere ait model spektrumlar Bruzual [7] ve Pence [8] çalışmalarından bulunabilir. Ayrıca Kennicutt [9] oldukça geniş bir gözlemsel atlas vermiştir. Farklı kaynaklardan elde edilen model spektrumlar arasında pek fark olmadığı görülmüştür.

Şekil 1'de Bruzual [7]'den alınan iki galaksi tipine ait (eliptik ve düzensiz) model spektrumlar verilmiştir. Model spektrumlar çizgilerden arındırılmış olarak kullanılmaktadır.

Galaksilerin model spektrumlarını oluşturmada esas alınan bir yaklaşım da; bir galaksinin temel olarak bulge ve diskten oluştuğunu kabul etmektir. Bütün galaksiler uygun oranlarda bulge ve diskin birleşiminden elde edilebilir. Bulge; yaşlı, kırmızı yıldızları içerir ve yıldız oluşumu gözlenmez. Disk ise genç ve mavi yıldızlardan meydana gelmektedir ve yeni yıldız oluşumu sürekli devam eder. Eliptik galaksiler sadece bulge'dan ibaretken, düzensiz galaksiler de sadece diskten ibarettirler. Spiral galaksiler de belirttiğimiz gibi bulge ve diskin uygun oranları kabul edilerek oluşturulabilir. Yani bütün tipteki galaksilerin spektrumlarını oluşturmak için bir eliptik ve bir düzensiz galaksi spektrumu karıştırmak yeterlidir. Connolly ve ark. [16], bu şekilde oluşturulan galaksi spektrumlarının %1 hata ile elde edileceğini göstermiştir.



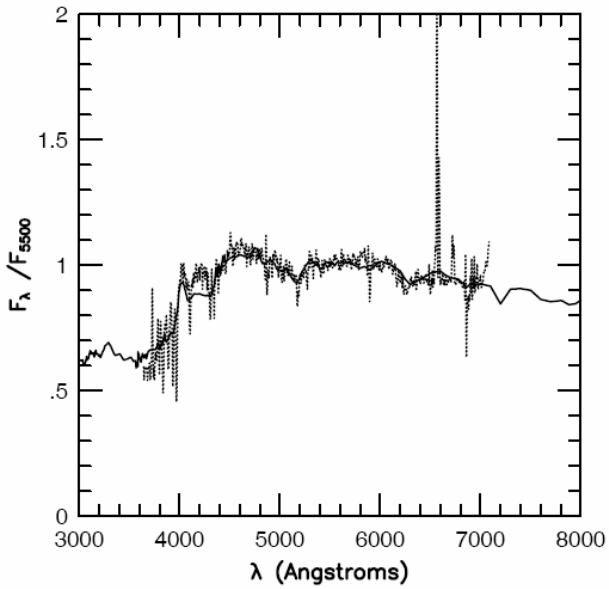
Şekil 1. Bruzual (1985)'ten alınan iki galaksi için model spektrum. Düz çizgi eliptik galaksinin spektrumunu, kesikli çizgi ise düzensiz galaksinin spektrumunu belirtmektedir.

Bu yaklaşımı ifade etmek için bir m parametresi tanımlanmaktadır ve galaksinin bulge bölgesinden gelen göreli ışık miktarı f_e'ye eşit kabul edilmektedir. f_s de diskten gelen göreli ışık miktarı olmak üzere $f_e + f_s = 1$ olsun. Buna göre eliptik galaksiler için $f_e = 1$ (m = 1) ve $f_s = 0$ iken düzensiz galaksiler için $f_s = 1$ ve $f_e = 0$ (m = 0) olmaktadır. Bir spiral galaksi için, örneğin m = 0,3 olsun. $f_e = 0{,}3$ ve $f_s = 0{,}7$ olacaktır. **Tablo 2**'de Gwyn [10] tarafından verilen galaksilerin Hubble tiplerine karşılık gelen m, f_e ve f_s parametreleri yer almaktadır.

Tablo 2. Galaksilerin Hubble tiplerine karşılık gelen m, f_e ve f_s parametreleri.

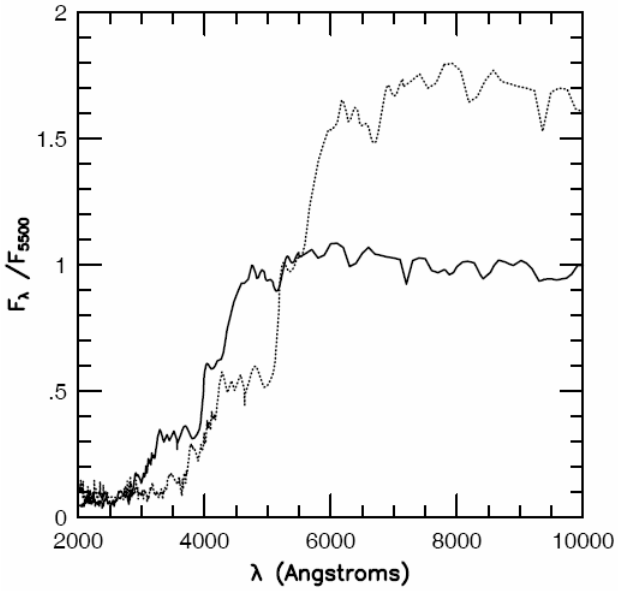
Galaksi tipi	m	f_e	f_s
E / S0	1.0	1.0	0.0
Sa	0.9	0.9	0.1
Sb	0.7	0.7	0.3
Sc	0.4	0.4	0.6
Irr	0.0	0.0	1.0

Şekil 2'de de, Kennicutt [9]'den alınmış Sb galaksisi NGC 3627'nin gözlenen spektrumu ve f_e = 0,7 olan bir eliptik ile f_s = 0,3 olan bir düzensiz galaksi spektrumunun (Şekil 1'deki spektrumlar) birleşiminden oluşan model spektrum görülmektedir. Bu iyi uyum, bütün galaksi spektrumlarının iki spektrumun kombinasyonu ile oluşturulabileceği düşüncesini desteklemektedir. Bu şekilde E/S0, Sa, Sb, Sc ve Irr galaksileri için model spektrumlar oluşturabilir. Bu yöntemde galaksi spektrumlarındaki çizgiler hesaba katılmamaktadır. Spektrumdaki çizgiler dikkat çekmekle beraber geniş bant yapılan bir çalışmada ortalama akıya katkıları %2 civarındadır [10].



Şekil 2. İki galaksi spektrumunun birleşimi ile oluşturulmuş model spektrum ve Kennicutt [9]'den alınan NGC 3627 galaksisinin spektrumu.

Model spektrumların üretilmesinde ikinci önemli olan nokta kırmızıya kayma değerleridir. Temel olarak dalgaboyu ve akı şeklinde elimizde olan spektrum verisini herhangi bir kırmızıya kayma değerindeki spektruma dönüştürmek için dalgaboyu değerleri (1+z) ile çarpılır ve daha sonra spektrum yeniden normalize edilir. Şekil 3'te bu yöntemle z = 0'dan z = 0,3'e kaydırılmış bir eliptik galaksi spektrumu görülmektedir.

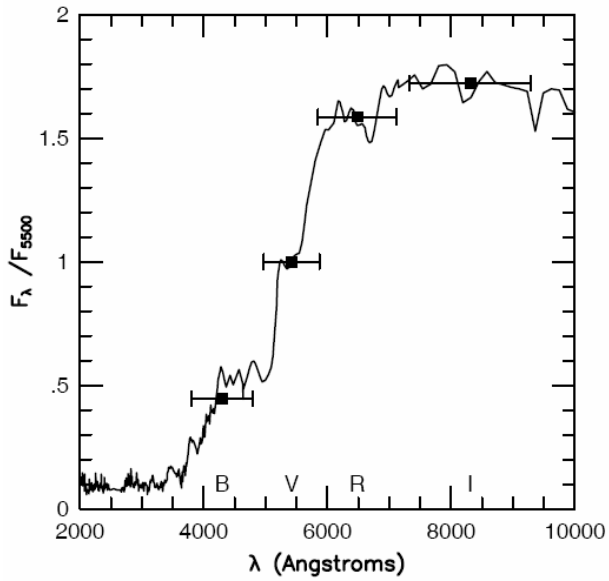


Şekil 3. z = 0'dan (düz çizgi) z = 0.3'e (kesikli çizgi) kaydırılmış bir eliptik galaksi spektrumu.

Son olarak galaksilerin gözlemsel SED'leri ile karşılaştırılabilmesi için model spektrumlar gözlemin yapıldığı filtrelerin merkezi dalgaboylarına indirgenirler. Bunun için model spektrum filtrenin dalgaboyu boyunca integre edilir ve ortalaması alınır:

$$F_\lambda = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} T(\lambda) d\lambda}{\lambda_2 - \lambda_1}$$

Burada Fλ herhangi bir filtredeki akı değeridir. λ1 ve λ2 ise filtrenin alt ve üst sınırlarıdır. T(λ) ise dalgaboyuna bağlı olarak değişen model spektrumdaki akıdır. **Şekil 4**'de, bu şekilde BVRI filtrelerine indirgenmiş model spektrum görülmektedir. Yatay hata çubukları sözkonusu filtrelerin geçirgenlik aralıklarıdır.

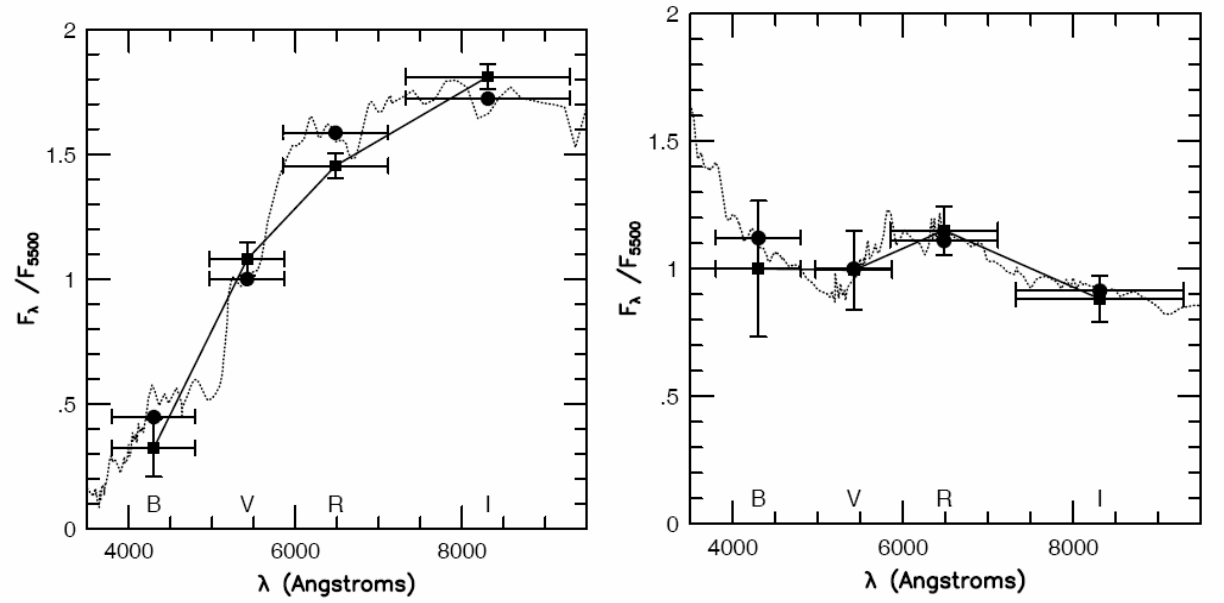


Şekil 4. Filtre merkezi dalgaboyuna indirgenmiş model spektrum örneği.

Model spektrum oluşturmada yapılan tüm bu işlemler yani, galaksilerin morfolojilerinin interpole edilmesi, spektrumların kırmızıya kaydırılması ve sonuç spektrumunun filtrelerin merkezine indirgenmesi işlemleri geniş bir morfoloji ve kırmızıya kayma aralığında yapılmaktadır. m parametresi m = 0 ile m = 1 arasında Δm = 0,01'lik adımlarla ve z değerleri de z = 0 ile z = 1 arasında Δz = 0,01'lik değerlerle interpole edilmektedir. Bu şekilde model spektrumlar için 10201 kombinasyon oluşmaktadır.

3.3. Model Spektrumlar ile Gözlemsel SED'lerin Çakıştırılması

Gözlemlerden itibaren elde edilen SED'ler ile oluşturulan model spektrumlar karşılaştırılarak, χ^2 yöntemine göre en iyi uyum sağlayan model spektrum, verisi kullanılan galaksinin model spektrumu olarak kabul edilir. Buna göre model spektrumu belirleyen m ve z parametreleri de elde edilmiş olur. Bu şekilde karşılaştırılıp, en iyi uyumun sağlandığı iki galaksi için örnek Şekil 5'de verilmiştir.



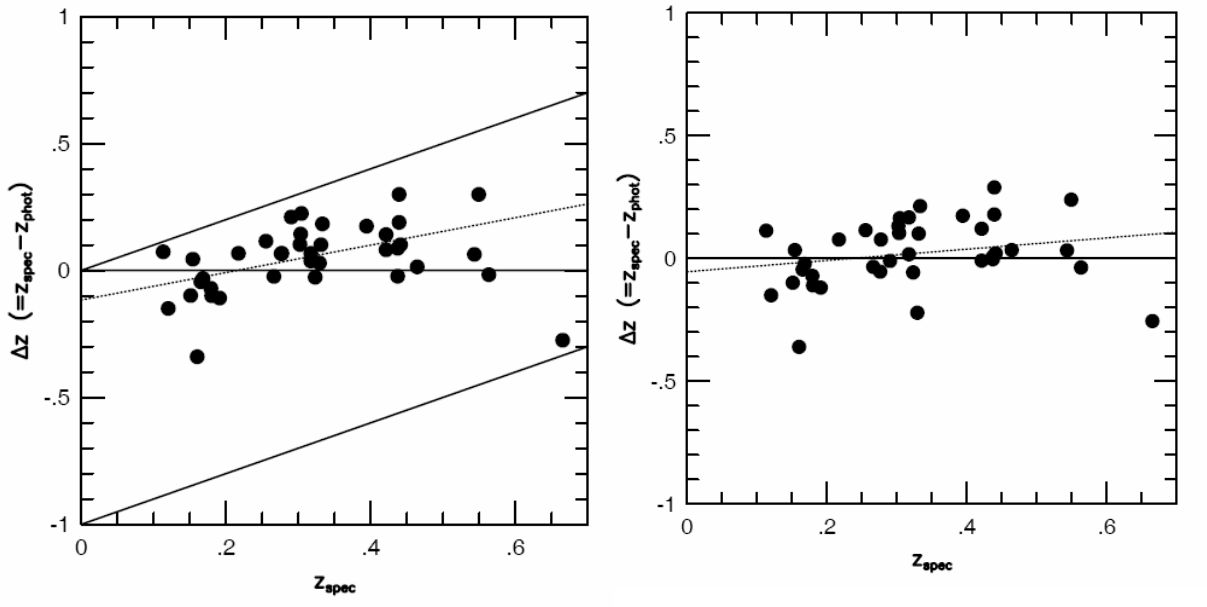
Şekil 5. Model spektrum ile gözlemsel spektrumun karşılaştırıldığı iki galaksi örneği. Dikine hata çubukları fotometrik hataları, yatay hata çubukları da filtrelerin geçirgenlik aralıklarını temsil etmektedir.

4. Fotometrik Kırmızıya Kayma Yönteminin Değerlendirilmesi

Fotometrik kırmızıya kayma yöntemi ile bulunan galaksi kırmızıya kaymaları ile spektroskopik kırmızıya kaymalar arasındaki farklar tolere edilebilir mertebelerdedir. $\Delta z = 0{,}052$ ve $\sigma(\Delta z) = 0{,}127$ [10].

Bu yöntemin tek tek galaksilerin kırmızıya kaymalarını bulmak için değil çok sayıda galaksinin kırmızıya kaymalarını bulmak için uygun olduğu hatırlanırsa bu Δz farkları önemini yitirecektir. Çok sayıda galaksinin kırmızıya kaymalarını elde etmek birçok kozmolojik bilgiye ulaşılmasını sağlamaktadır.

Fotometrik ve spektroskopik z değerleri arasındaki farklar büyük ölçekli çalışmalarda, taramalarda çok önemli olmamakla beraber, Δz ile ilgili şöyle bir bulgu vardır: Δz ($z_{spek} - z_{foto}$) değerlerini spektroskopik kırmızıya kayma değerlerine göre çizdirirsek, artan z ile Δz değerinin de artma eğiliminde olduğu görülür. Bunun nedeni artan z ile birlikte galaksilerin evriminin de işin içine girmesidir. **Şekil 6**'da z_{spek} - Δz grafiğinin orjinal halini (soldaki grafik) ve evrimsel etkilerin hesaba katılması ile düzeltilmiş hali (sağdaki grafik) görülmektedir. Düzeltilmiş haldeki grafikte Yoshii ve Takahara [11]'in çalışmasından alınan sonuçlar yer almaktadır.



Şekil 6. Spektroskopik ve fotometrik kırmızıya kaymalar arasındaki fark (Δz) ile spektroskopik kırmızıya kayma arasındaki grafik. Soldaki grafik evrimsel etkilerin hesaba katılmadığı hali, sağdaki ise Yoshii ve Takahara [11] tarafından düzeltilen hali göstermektedir.

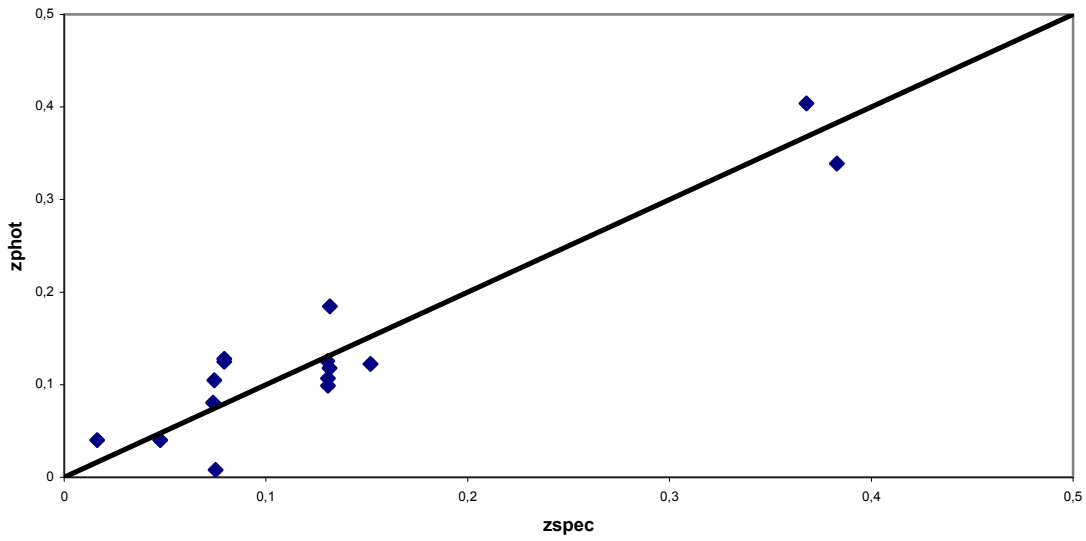
5. Fotometrik Kırmızıya Kayma Hesabı İçin Bir Örnek: Le Phare Programının Kullanılması

Yukarıda anlatılan fotometrik kırmızıya kayma yöntemi bugün birçok bilgisayar programı kullanılarak hesaplanabilmektedir. Bu programlar içinde en önemli olanlarından biri olan Le Phare programı kullanılarak bir örnek hesap yapılmıştır. Le Phare programı Marsilya Astrofizik Laboratuvarı'ndan Stephane Arnouts ve Olivier Ilbert tarafından yazılmıştır ve Fransız tabanlı büyük projelerin hepsinde kullanılmaktadır.

Sloan Digital Sky Survey (SDSS) günümüzde en hassas bir şekilde ve oldukça geniş bir gökyüzü bölgesini içeren önemli bir tarama projesidir. Fotometrik kırmızıya kayma yöntemini uygulayabilmek için gereken çok renk parlaklıklarının elde edilmesi için de erişimi en uygun veritabanıdır. Bu nedenle sözkonusu örnek hesaplama için SDSS veritabanından rastgele seçilen galaksilerin fotometrik verileri alınmıştır. Bu galaksiler, spektroskopik kırmızıya kayma değerleri ve bu çalışmada hesaplanan fotometrik kırmızıya kayma değerleri ile birlikte Tablo 3'te listelenmiştir.

Tablo 3. SDSS'den seçilen galaksiler, spektroskopik kırmızıya kaymaları ile bu çalışmada hesaplanan fotometrik kırmızıya kaymaları.

Galaksi Adı	z_{spec}	z_{phot}
SDSS J080200.01+442907.3	0.130782	0,1069
SDSS J080227.29+443539.3	0.074460	0,1046
SDSS J080233.81+443506.5	0.074957	0,008
SDSS J080200.91+442746.0	0.131625	0,1848
SDSS J080035.27+450059.0	0.130375	0,1254
SDSS J080243.09+443814.7	0.073698	0,0805
SDSS J080104.37+444828.4	0.151882	0,1224
SDSS J080144.61+443901.9	0.367786	0,4037
SDSS J075956.47+443519.2	0.016379	0,040
SDSS J080208.24+444834.6	0.130679	0,099
SDSS J080110.59+445656.1	0.047668	0,040
SDSS J080037.80+442752.6	0.382893	0,339
SDSS J080057.51+445803.1	0.131473	0,118
SDSS J080143.27+441922.3	0.079374	0,1248
SDSS J080059.13+444234.2	0.079278	0,1281



Şekil 7. Bu çalışmada kullanılan galaksiler için hesaplanan fotometrik kırmızıya kayma değerlerinin ve spektroskopik kırmızıya kayma değerlerine göre grafiği.

6. Fotometrik Kırmızıya Kayma Yöntemi Kullanılan Önemli Projeler

1996 yılında Hubble Derin Alan (Hubble Deep Field) Kuzey ve Güney görüntülerinin (HDFN, HDFS) kullanıma açılması ile fotometrik kırmızıya kayma yöntemi önemli bir şekilde öne çıktı. HDFN ve HDFS'deki galaksilerin kırmızıya kaymaları üzerine bir çok çalışma yayınlandı. [12, 13, 14].

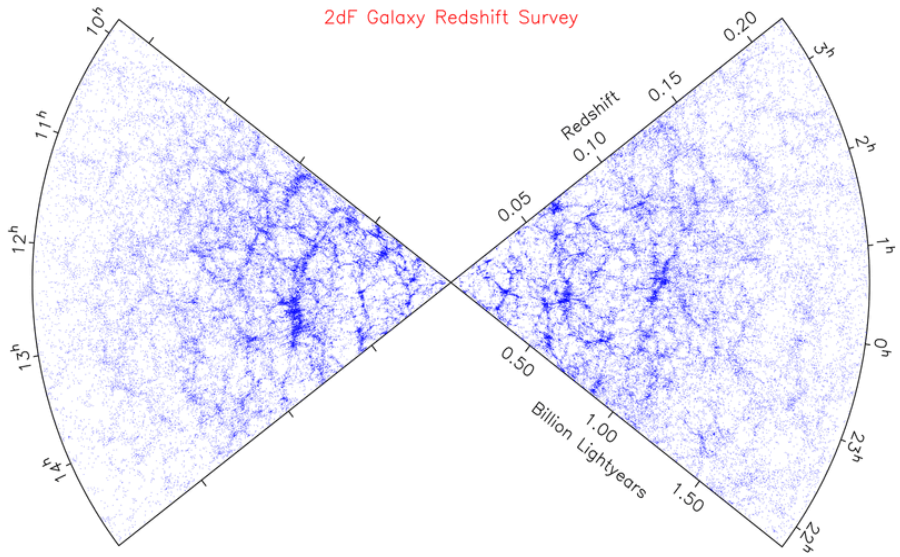
Hubble Derin Alan görüntülerinin yanısıra, yaygınlaşmaya başlayan büyük tarama projeleri de fotometrik kırmızıya kayma yöntemi ile yapılacak çalışmalar için ideal bir ortamdılar. Bu tarama projeleri çok renk fotometrik verileri topladıklarından bu veriler fotometrik kırmızıya kaymaların hesaplanmasında kullanılmaktadırlar. Dolayısıyla "survey" niteliğinde olan bütün projeler kapsamında alınan veriler mutlaka bu amaçla kullanılmaktadırlar.

Bu tip tarama projelerinden en ünlüsü ve günümüzde en çok kullanılanı, Sloan Digital Sky Survey (SDSS)'tir. Beş geniş bant filtre ile fotometrik ve ayrıca spektroskopik veriler toplamaktadır. Yaklaşık 23. kadire kadar ulaşan limitiyle kırmızıya kayma çalışmaları için oldukça uygundur.

SDSS projesinin dışında, ESO Imaging Survey, Garching-Bonn Deep Survey (GABODS), ESO NTT Deep Field, 2MASS Survey, Canada France Hawai Telescope Legacy Survey (CFHTLS), Large Synoptic Survey Telescope (LSST), Hubble NICMOS Deep Field, Red-Sequence Cluster Survey (RCS), Chandra Deep Field (CDF), Canada-France Deep Fields, Las Campanas Infrared Survey, Subaru Deep Survey gibi projelerde de fotometrik kırmızıya kayma yöntemi ile kırmızıya kaymalar hesaplanmaktadır.

7. Tartışma ve Sonuç

Galaksilerin kırmızıya kayma değerlerinin elde edilmesi, geniş ölçekli evren çalışmalarının en önemli gereksinimidir. Kırmızıya kaymalardan itibaren oluşturulacak kırmızıya kayma dağılımları evrendeki kümeleşme ve yapı oluşumu hakkındaki bilgilerimizi arttırmaktadır. Özellikle galaksi kümelerinin tanımlanması ve keşfedilmesi açısından kırmızıya kayma dağılımları hayati önem taşımaktadırlar. Bu sayede gökyüzünde gördüğümüz 2-boyutlu yapıdan 3-boyutlu evren haritasına geçiş mümkün olmaktadır. Bu aynı zamanda galaksilerin evrimi ve oluşumu çalışmaları açısından da önemlidir. Kırmızıya kayması büyük olan galaksiler daha yaşlı olacaklarından, kırmızıya kayması küçük olan galaksilerle karşılaştırılmaları sonucunda galaksilerin evrimi konusunda bilgimiz artacaktır.



Şekil 8. Evrenin "2dF Galaxy Redshift Survey" ile elde edilen geniş ölçekteki yapısı.

Kırmızıya kayma değerlerinden itibaren oluşturulan bu geniş ölçekli evren haritalarından aynı zamanda evrendeki madde yoğunluğu da hesaplanabilir ve bu sayede baryonik (Ω_m) ve baryonik olmayan (Ω_Λ) madde oranları hakkında bilgi elde edilebilir [15]. Bunun yanında, yine önemli bir büyüklük olan ışınımgücü fonksiyonu da kırmızıya kayma çalışmalarından elde edilecek bilgiler ışığında oluşturulabiliyor.

Ancak daha önce de belirtildiği gibi, spektroskopik yöntemlerle elde edilebilecek kırmızıya kayma sayısı geniş ölçek çalışmalarına katkıda bulunmak için istatistik olarak azdır. Bu nedenle sözü edilen kozmolojik bilgilere ulaşmada, büyük tarama projeleri ile elde edilen fotometrik değerler yardımıyla bulunan kırmızıya kaymalar kullanılmaktadır.

Bu konuda yapılabilecek iyileştirmeler, kullanılan fotometrik verilerdeki hataların azaltılması, galaksilerin evrimsel etkilerinin model spektrumlar oluşturulurken hesaba katılması ve geliştirilen fotometrik kırmızıya kayma yöntemlerinin kaliteli spektroskopik verilerle kalibre edilmesi olacaktır. Sözü edilen bu düzenlemeler yapıldığı takdirde, araştırmacılar önlerindeki yığınla veriyi kullanarak evrenin geniş ölçekteki yapısı hakkında önemli katkılar yapabileceklerdir.

Kaynaklar

[1] Baum, W. A., 1957, Photoelectric determinations of redshifts beyond 0.2 c, AJ, 62, 6.
[2] Baum, W. A., 1962, Photoelectric Magnitudes and Red-Shifts, IAUS, 15,390.
[3] Koo, D. C., 1985, Optical multicolors - A poor person's Z machine for galaxies, AJ, 90, 418.
[4] Loh, E. D ve Spillar, E. J., 1986a, Photometric redshifts of galaxies, ApJ, 303,154.
[5] Connolly, A. J. ve ark., 1995a, Spectral Classification of Galaxies: an Orthogonal Approach, AJ, 110, 1071.
[6] Gwyn, S. D. J., 2001, The evolution of galaxies in the Hubble deep fields.
[7] Bruzual, B., 1985, Spectral Evolution of Galaxies - Current Views, RMxAA, 10, 55.
[8] Pence, W., 1976, K-corrections for galaxies of different morphological types, ApJ, 203, 39.
[9] Kennicutt, R. C., 1992, A spectrophotometric atlas of galaxies, ApJS, 79, 255.
[10] Gwyn, S. D. J., 1995, Photometric Redshifts of Galaxies.
[11] Yoshii, Y. ve Takahara, F., 1988, Galactic evolution and cosmology - Probing the cosmological deceleration parameter, ApJ, 326, 1.
[12] Gwyn, S. D. J. ve Hartwick, F. D. A., 1996, The Redshift Distribution and Luminosity Functions of Galaxies in the Hubble Deep Field, ApJ, 468, 77.
[13] Fernandez-Soto, A., Lanzetta, K. M., Yahil, A., 1999, A New Catalog of Photometric Redshifts in the Hubble Deep Field, ApJ, 513, 34.
[14] Fontana, A. ve ark., 2000, Photometric Redshifts and Selection of High-Redshift Galaxies in the NTT and Hubble Deep Fields, AJ, 120, 2206.
[15] Loh, E. D. ve Spillar, E. J., 1986b, A measurement of the mass density of the universe, ApJ, 307, 1
[16] Connolly, A. J. ve ark., 1995b, Slicing Through Multicolor Space: Galaxy Redshifts from Broadband Photometry, AJ, 110, 2655.

SÜPER KÜTLELİ KARADELİKLER ETRAFINDA EĞRİLİKLİ DİSKLER

Ayşe ULUBAY-SIDDİKİ[1], Ortwin GERHARD[1], Magda ARNABOLDI[2]

Özet

Samanyolumuz da dahil olmak üzere, çoğu gökadanın çekirdeğinde, süper-kütleli karadeliklerin (SKKD) var olduğu tahmin edilmektedir. Samanyolu'nun ve yakın komşuluğumuzdaki aktif gökadaların çekirdeklerinin gözlemleri, SKKD'leri çevreleyen yıldız ve gaz disklerinin varlığını ortaya koymuştur. Bu diskler, SKKD'ler etrafında gözlenen genç yıldızlar, ve aktif gökadaların sınıflandırılması gibi konulardaki soru işaretlerinin giderilmesinde bir anahtar niteliği taşımaktadır. Buna rağmen, bu disklerin fiziksel özelliklerinin modellenmesinde doyurucu bir noktaya henüz ulaşılamamıştır. Bu özelliklerin göze çarpanlarından birisi, disklerin maruz kaldıkları çeşitli kuvvetler sayesinde eğrilik (warp) kazanmalarıdır.

Bu çalışma, disklerin eğriliğinin, öz-çekimsel kuvvet altında denge ve kararlılık koşullarının belirlenmesi üzerinedir. Kullandığımız modelde diskleri, iç içe geçmiş, dairesel halkalar şeklinde ele aldık. Denge konumu, halkalar icin düğümler çizgisi etrafındaki dönme momentinin sıfır olması koşulundan, sayısal yöntemler kullanılarak elde edildi. Bu koşul bize, bulunan denge konumları için halkaların kütle, yarıçap, presesyon frekansı, ve merkezdeki karadeliğin kütlesi arasında bir ölçekleme ilişkisi yazılabileceğini gösterdi. Denge konumlarının kararlılığını ise iki aşamada inceledik. İlk olarak doğrusal kararlılık teorisini kullanarak, kararlılık için bir kütle aralığı belirledik. İkinci olarak ise hareket denklemlerini integre ederek, halkaların zaman içindeki davranışlarını gözlemledik. Halkalar zaman içinde birbirlerinden kopmadan hareket ettiklerinde , disk kararlı kabul edildi. Buradan elde ettiğimiz kütle aralığı da bir önceki yöntemle elde edilen ile benzeşmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Süper kütleli karadelikler, gökada merkezleri, eğrilikli diskler*

Abstact

Many galactic nuclei contain disks of gas and possibly stars surrounding a supermassive black hole. These disks may play a key role in the evolution of galactic centers. Here we address the problem of finding stable warped equilibrium configurations for such disks, considering the attraction by the black hole and the disk self-gravity as the only acting forces. We model these disks as a collection of concentric, circular rings. We find the equilibria of such systems of rings, and determine how they scale with the ring parameters and the mass of the central black hole. We show that in some cases these disk equilibria may be highly warped. We then analyse the stability of these disks, using both direct time integration and linear stability analysis. This shows that the warped disks are stable for a range of disk-to-black hole mass ratios, when the rings extend over a limited range of radii.

Key Words: *Supermassive black holes, galactic nuclei, warped disks*

[1] *Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Giessenbachstr., D-85748, Garching/ Münih, Almanya, tel: 00.49.89.30000-3715, e-mail: siddiki@exgal.mpe.mpg.de, gerhard@exgal.mpe.mpg.de*

[2] *ESO, Karl Schwarzschildstr. 1, D-85748, Garching /Münih, Almanya, e-mail: marnabol@eso.og*

1. Giriş

Pek çok gökadanın merkezinde süperkütleli karadeliklerin bulunduğu fikri, artan gözlemsel olanaklar sayesinde gün geçtikçe güçlenmektedir**.** Gökada merkezlerindeki bu yüksek yoğunluklu cisimler, kendilerini çevreleyen gaz ve yıldız disklerinin dinamiğini göz ardı edilemeyecak biçimde etkilemektedir.

Bahsi geçen diskler, içinde bulundukları ortamdan maruz kaldıkları çeşitli kuvvetler sayesinde düzlemsel geometriden uzaklaşabilmekte, yani eğrilik kazanabilmektedir. Bu etkikinin en güzel örneklerinden birisi Herrnstein ve çalışma arkadaşları tarafından yapılan NGC 4258`in merkezine ait gözlemlerdir[1]. Bu gözlemler, merkezi SKKD`in etrafında yaklaşık 0.3 pc üzerine dağılmış maser kaynaklarının konumlarının ancak eğrilikli bir diskin varlığında açıklanabileceğini göstermiştir.

Genzel ve çalışma grubu ise, Samanyolu merkezinde, üzerinde genç yıldızların dağıldığı, düzlemsel olamayan iç içe geçmiş iki diskin varlığını ortaya koymuştur [2].

Bu disklerin varlığı, SKKD`lerin yakın komşuluğunda yıldız oluşumunun gerçekleşebileğine işaret ederken[3], sahip oldukları geometri, aktif gökadaların sınıflandırılmasında çok önemli bir rol oynamaktadır. Seyfet 1 tipi gökada çekirdekleri , genişlikleri binlerce km/s`yi bulan geniş salma çizgileri ile karakterize edilir ve bu çizgilerin oluştuğu bögelere geniş çizgi bölgesi (GÇB) adı verilir. Seyfet 2 tipi çekirdeklerde ise GÇB gözlenmemektedir. Son yıllarda ortaya atılan teoriler, bu iki sınıfın, farklı bakış doğrultularındaki aynı tür aktiviteden kaynaklanıyor olabileceğini savunmaktadır[4]. Buna göre, karadeliği çevreleyen diskin yüksek eğrilikli kısmı bakış doğrultumuz ile çakıştığında GÇB perdelenmekte, ve sınıflama konusunda bir yanılgıya neden olmaktadır. Bu fikir, disklerin kazandığı eğriliğin modellenmesi çalışmalarına hız kazandırmıştır.

Disklerin eğrilik kazanmasına en çok katkıda bulunan keplersel olmayan kuvvet, disklerin öz-çekimidir [5]. Bu kuvvet, disklerin karadelik etrafındaki yörüngesel hareketine, toplam açısam momentum dogrultusu etrafında gerçekleşen bir presesyon hareketi ekler.

Biz bu çalışmada yukarıda bahsedilen kuvvetlerin etkisi altında disklerin nasıl bir geometrik yapıya sahip olacaklarını, ve bu yapıların kararlılığını inceledik. Bölüm 2, kullandığımız modeli kısaca açıklamakta, ve bu model yardımı ile diski oluşturan halkaların parametreleri ile karadeliğin kütlesi arasında bir ölçekleme bağıntısı yazılabileceğini göstermektedir. Bölüm 3`te, bulunan denge durumlarının kararlılığı analitik bir yaklaşımla incelenmiştir. Bölüm 4 ise disk kararlılığını sayısal yöntemler kullanarak tartışmakta ve bir önceki bölümle karşılaştırmaktadır. 5. bölümde sonuçlarımızı kısaca özetliyoruz.

2. Denge Durumu ve Ölçekleme İlişkileri

2.1 Hareket Denklemleri

Hesaplamalarımızda disk, içiçe geçmiş eş-merkezli halkalar şeklinde modellendi. Bu halkaların merkezinde süper-kütleli bir karadeliğin var olduğu ve halkalar üzerindeki döndürme momentinin, halkarın öz çekiminden kaynaklandığı varsayıldı. Her halka kütlesi m, yarıçapı r, eğiklik açısı θ, ve azimut açısı ϕ ile karakterize edildi. ψ halka üzerindeki her hangi bir noktanın konumunu göstermek üzere bir halka için enerji aşağıdaki şekilde yazılır:

$$E = \frac{mr^2}{4}(\dot{\theta}^2 + \dot{\phi}^2 \sin^2\theta) + \frac{mr^2}{2}(\dot{\psi} + \dot{\phi}\cos\theta)^2 + V(r,\theta,\phi)$$

Bu denklemdeki 1. ve 2. terimler hareketin kinetik enerjisini, 3. terim ise potansiyel enerjisini göstermektedir. Enerji ψ`ye bağlı olmadığından yörüngesel açısal momentum

$$p_\psi = mr^2\Omega(r) = mr^2(\dot{\psi} + \dot{\phi}\cos\theta)$$

korunmaktadır. Diğer iki açısal momentumdan p_ϕ z-ekseni etrafında, ve p_θ düğümler çizgisi etrafına tanımlıdır. Bu durumda hareket denklemleri şu şekilde yazılır:

$$p_\theta = \frac{mr^2}{2}\dot{\theta},$$

$$p_\phi = \frac{mr^2}{2}\dot{\phi}\sin^2\theta + p_\psi \cos\theta$$

$$\dot{p_\theta} = \frac{mr^2}{2}\dot{\phi}^2 \sin\theta\cos\theta - \dot{\phi}p_\psi \sin\theta - \frac{\partial V(r,\theta,\phi)}{\partial\theta}$$

$$\dot{p_\phi} = -\frac{\partial V(r,\theta,\phi)}{\partial\phi}$$

ve sistemin Hamiltoniyeni

$$\mathcal{H} = \frac{p_\theta^2}{mr^2} + \frac{1}{2}\frac{p_\psi^2}{mr^2} + \frac{(p_\phi - p_\psi\cos\theta)^2}{mr^2\sin^2\theta} + V(r,\theta,\phi)$$

dir.

2.2 V(r, θ, ϕ) ´nin Bileşenleri ve Döndürme Momentlerinin Hesaplanması

Bir önceki bölümde tanıtılan sistem için potansiyel iki kısımdan oluşur. İlki merkezdeki kardelikten kaynaklananır ve

$$V_{bh} = -\frac{GM_{bh}}{r_i}$$

dir. Diğeri ise halkaların öz-çekiminden kaynaklanır. Biz modelimizde bu terim için Arnaboldi ve Sparke[6] ile Binney ve Tremaine (bölüm 2-6-2)[7]`in tanımlarından faydalandık. Buna göre halkalar arasındaki karşılıklı potansiyel enerji aralarındaki açıya bağlıdır ve bu açı

$$\cos(\alpha) = \cos\theta_i\cos\theta_j + \sin\theta_i\sin\theta_j\cos(\phi_i - \phi_j)$$

şeklinde yazılır.

Kütlesi *m'* yariçapı *r'* c$(\tilde{x},\tilde{y})$ düzleminde bulunan dairesel bir halka tarafından oluşturulan potansiyel

$$\Phi(\tilde{x},\tilde{y},\tilde{z}) = -\frac{2Gm'}{\pi}\frac{K(k)\sqrt{(1-k^2/2)}}{\sqrt{(r^2+r'^2)}}$$

olarak yazılır. Bu denklemde

$$k^2 = \frac{4Rr'}{(r^2+r'^2+2Rr')}$$

dir. *K(k)* 1. türden tam eliptik integral ve *R* silindirik yarıçaptır. r yarıçapında ve birincisine α gibi bir açıda bulunan ikinci bir halka $\tilde{z} = r\sin\alpha\sin\eta$ şeklinde bir eğri izler. Burada η, 0`dan 1`e değişmektedir. Bu durumda potansiyel enerji

$$V_m(\alpha) = -\frac{Gm_im_j}{\pi^2(r_i^2+r_j^2)^{1/2}}\int_0^{2\pi} K(k)\sqrt{1-k^2/2}\,d\eta$$

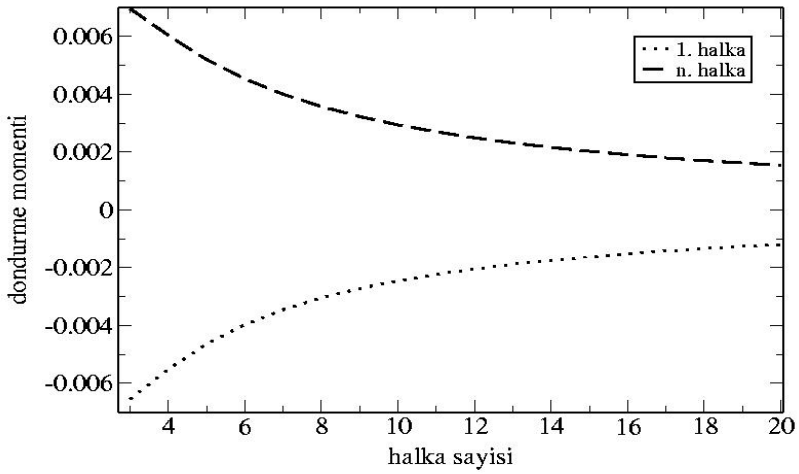
olarak yazılır. *m* ikinci halkanın kütlesidir ve k, η`nın fonksiyonu olarak verilir.

Her hangi iki halka *(i, j)* arasındaki döndürme momenti bu durumda aşağıdaki denklemle tanımlanır:

$$\frac{\partial V_m(\alpha_{ij})}{\partial \alpha_{ij}} = \frac{G m_i m_j r_i r_j \sin 2\alpha_{ij}}{\pi^2 (r_i^2 + r_j^2)^{3/2}} \times 4 \int_0^{\pi/2} \left(\frac{E(k)(1-k^2/2)}{(1-k^2)} - K(k) \right) \times \frac{(1-k^2/2)^{3/2}}{k^2} \frac{\sin^2 \eta d\eta}{\sqrt{1-\sin^2 \alpha_{ij} \sin^2 \eta}}$$

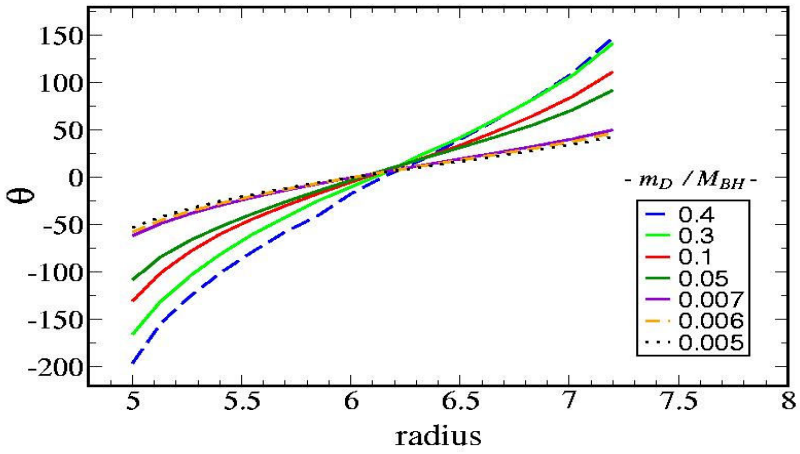
θ ve ϕ açılarına göre döndürme momentleri bu denklemin $\partial \alpha_{ij} / \partial \theta_i$ ve $\partial \alpha_{ij} / \partial \phi_i$ ile çarpılmasından elde edilir.

Bu çalışmanın farklı aşamalarında zaman kazanmak amacıyla farklı sayıda halkalar kullanılarak sonuçlar elde edildi. Aşağıdaki şekil bunun kabul edilebilir bir yaklaşıklık olduğunu göstermektedir.



Şekil 1: Farklı sayıda halkalardan oluşan diskler için halkalar üzerindeki döndürme momentinin halka sayısına göre değişimi

Şekil 2`de 15 halkadan oluşan bir disk için elde edilen denge konumlarını göstermektedir. Diskin toplam kütlesi arttıkça eğriliğin de dramatik bir şekilde arttığı gözlenmektedir. Bu şekle daha ileride, kararlılık analizi tartışmaları kısmında tekrar döneceğiz.



Şekil 2: 15 halkadan oluşan bir disk için denge durumları. Diskin eğriliğinin artan kütle ile arttığı gözlenmektedir

1.3 Ölçekleme İlişkileri

Halkaların sabit bir eğiklik açısına sahip olmaları koşulu, düğümler çizgisi etrafındaki döndürme momentinin sıfır olmasını gerektirir. Bu denklemin çözümü, presesyon frekanslarını verir. Bir miktar işlemden sonra, elde edilen çözümler aşağıdaki şekle dönüşür:

$$\dot{\phi} = \frac{\sin\theta_i m_i \sqrt{r_i}\sqrt{M_{bh}}}{m_i r_i^2 \cos\theta_i \sin\theta_i} \pm \frac{\sqrt{\sin^2\theta_i m_i^2 r_i M_{bh} + 2 m_i r_i^2 \cos\theta_i \sin\theta_i \frac{\partial V_{m_i}}{\partial \theta_i}}}{m_i r_i^2 \cos\theta_i \sin\theta_i}$$

Burada Ω halkanın açısal hızıdır ve çekim sabiti G =1 alınmıştır. Bu denklemdeki potansiyel türevi

$$\frac{\partial V_{m_{ij}}}{\partial \theta_i} = \frac{\partial V_{m_{ij}}}{\partial \alpha_{ij}} \frac{\partial \alpha_{ij}}{\partial \theta_i}$$

şeklinde bileşenlerine ayrıldığında görülecektir ki kütle ve yarıçapa bağlı olan kısım eşitliğin sağındaki ilk türevdir. Diğer türevi, c1 olarak adlandırıyoruz. Yukarıdaki denklemdeki integral, her bulunan denge durumu için için bir sabite eşittir. Kalan diğer terimleri ortadaki halkanın (*j*. halka) parametreleri cinsinden ifade edip, $m_i / m_j = \gamma$, $r_i / r_j = \beta$ alacak olursak

$$\frac{\partial V_{m_i}}{\partial \alpha_{ij}} = \underbrace{\frac{\beta}{(\beta^2+1)^{3/2}} \frac{\gamma}{\pi^2}}_{\text{c2 = sabit}} \frac{m_j^2}{r_j} \underbrace{\sin 2\alpha_{ij} \times I_j}_{\text{c3= sabit}}$$

aşağıdaki sonucu elde ederiz:

$$\frac{\partial V_m}{\partial \alpha_{ij}} \propto \frac{m_j^2}{r_j}$$

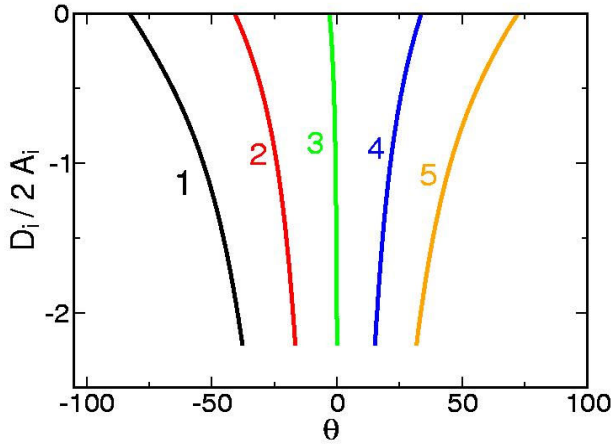
Şimdi preseszon frekansları için yazdığımız denkleme dönerek bu orantılılığı yerleştirecek, ve set sin θ=A, sin θ.cosθ=C, $2c_1.c_2.c_3$=D, C.D=E yazacak olursak presesyon frekansının sadece kütleler ve yarıçaplar cinsinden aşağıdaki şekilde ifade edilebileceğini görürüz:

$$\dot{\phi} = \frac{A_i\sqrt{M_{bh}} \pm \sqrt{A_i^2 M_{bh} + E_i m_i}}{C_i \sqrt{r_i^3}}$$

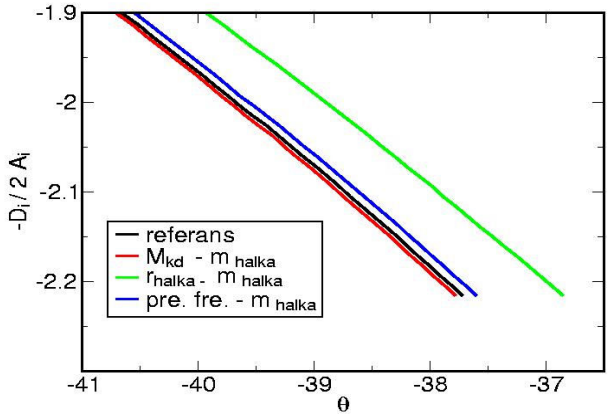
Presesyon frekansını açısal hız cinsinden ifade ederek bağımsız parametre sayısını biraz daha azaltabiliriz. Gerekli yaklaşıklıkları kullanırsak elimizde, denge durumu için halkların kütleleri yarıçapları ve karadeliğin kütlesi arasındaki aşağıdaki gibi çok sade bir ölçekleme ilişkisi kaldığını görürüz:

$$\frac{\dot{\phi}}{\Omega_j} = -\frac{D_i}{2A_i} \frac{m_i}{M_{bh}}$$

Burada D_i/A_i, her halka için bir sabittir. Bu denkleme göre, problemdeki parametreler $\frac{\dot{\phi}}{\Omega_j}\frac{M_{bh}}{m_i}$ oranı sabit tutulacak şekilde değiştirildiğide aynı denge durumlarını bulmayı beklemeliyiz. Şekil 3 bu denge konumlarının **5** halkadan oluşan bir disk için nasıl göründüğünü göstermektedir. Şekil 4`te ise elde edilen bu denge durumlarının, degişik parametreler kullanarak ölçeklenmesi 1. halka için gösterilmektedir. Şeklin sol alt köşesinde bulunan kutu içinde, bu parametre çiftleri yazılmıştır. Bu çiftler, $D_i/2A_i$ oranı sabit tutulacak şekilde değiştirildiğinde denge durumunun hemen hemen değişmediği gözlenmektedir. 1°`den daha küçük olan uyuşmazlık, sayısal kabul edilebilirlik sınırları içindedir.



Şekil 3: 5 halkadan oluşan bir disk için denge durumları. Her renk farklı bir halkayı simgeliyor. Eğriler boyunca presesyon frekansı -1x10^4 değerinden başlayarak yukarıdan aşağıya doğru artmakta. En içerideki halkanın yarıçapı 5.75 birim ve halkaların kütlesi karadeliğin kütlesinin 0.1 katı.



Şekil 4: Dengenin ölçeklenmesinin 1. halka için gösterimi. Siyah çizgi bir referans denge durumunu, diğer renkler ise bu referansa göre yapılan ölçeklemeyi göstermektedir.

2. Diskin Kararlılığı

Sistem denge durumu etrafında küçük tedirginliğe uğratıldığında hareket denklemleri aşağıdaki şekli alır:

$$\dot{\theta}_i = \frac{\partial^2 T_i}{\partial p_{\theta_i}^2}\Delta p_{\theta_i},$$

$$\dot{\phi}_i = \frac{\partial^2 T_i}{\partial p_{\phi_i}\partial \theta_i}\Delta\theta_i + \frac{\partial^2 T_i}{\partial p_{\phi_i}^2}\Delta p_{\phi_i},$$

$$\dot{p_{\theta_i}} = -\frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \theta_i^2}\Delta\theta_i - \frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \theta_i \partial \phi_i}\Delta\phi_i - \frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \theta_i \partial \phi_j}\Delta\phi_j - \frac{\partial^2 T_i}{\partial \theta_i \partial p_{\phi_i}}\Delta p_{\phi_i} - \frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \theta_i \partial \theta_j}\Delta\theta_j,$$

$$\dot{p_{\phi_i}} = -\frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \phi_i \partial \theta_i}\Delta\theta_i - \frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \phi_i^2}\Delta\phi_i - \frac{\partial^2 V}{\partial \phi_i} - \frac{\partial^2 V_{m_{ij}}}{\partial \phi_i \partial \phi_j}\Delta\phi_j.$$

Burada T ve V_m kinetik ve karşılıklı etkileşim potansiyelinin katkılarıdır. Bu denklem sisteminin çözümleri zamana $e^{\lambda t}$ şeklinde bağlıdır. Bu denklemlerdeki tedirginlik katsayıları, n halka sayısı olmak üzere, [4n x 4n] boyutunda bir matris oluşturur. Bu matris, sistemin kararlığı hakkındaki bilgiyi taşır. Tedirgin edilmemiş denge durumu, bu matrisin özdeğerlerinin reel kısımları sıfıra eşit olduğunda kararlıdır. Bu durumda elde edilen çözümler, denge noktası etrafında salınır. Matrisin özdeğerlerinden en az birisinin pozitif olması ise denge noktasından eksponansiyel olarak uzaklaşmaya, yani kararsızlığa işaret eder. Biz bu matrisin özdeğerlerini sayısal olarak hesapladık, ve kararlı denge durumunun ancak belirli bir M_d / M_{kd} kütle aralığında elde edilebileceğini gördük. Bu aralık, daha önce denge noktalarının tartışılması sırasında gördüğümüz şekil 2`deki kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.

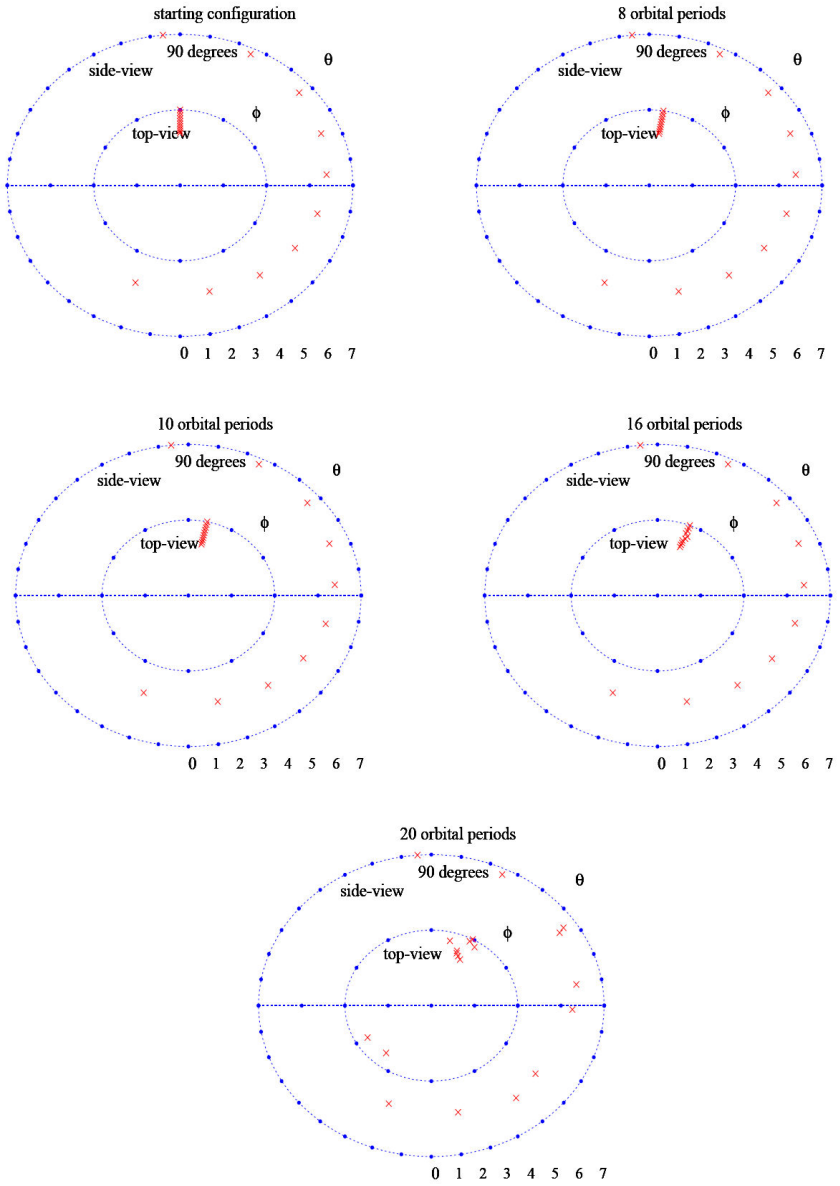
4. Halkaların Zaman İntegrasyonu

Bu bölüm diskin kararlılığını başka bir yaklaşımla, hareket denklemlerinin zaman integrasyonu ile tartışmaktadır. Elde edilen bir denge konumunun, halkaların hepsinin aynı düğümler çizgisi üzerinde olduğu bir durum olduğunu daha önceki bölümde görmüştük. Eğer halkalar zaman içerisinde hareket ettikçe aynı düğümler çizgisi üzerinde kalmaya devam ederlerse denge kararlı kabul edilir, ve bu durumda halkaların eğiklik açıları da değişmez. Aşağıdaki şekillerde zaman integrasyonuna ait örnek sonuçlar gösterilmektedir. Şekillerin altındaki yatay düzlemde halkaların yarıçapları verilmektedir. Dışarıdaki daire halkaların eğim açılarını, içerideki daire ise azimut açılarını göstermektedir. Azimut açısını gösteren dairenin yarıçapı canlandırma kolaylığı açısından ikiye bölünmüştür. Şekillerin tepesinde, halkanın zaman evriminde bulunduğu nokta dönemsel periyot cinsinden belirtilmiştir. Dönemsel periyot en dıştaki halkanın yarıçapında hesaplanmıştır.

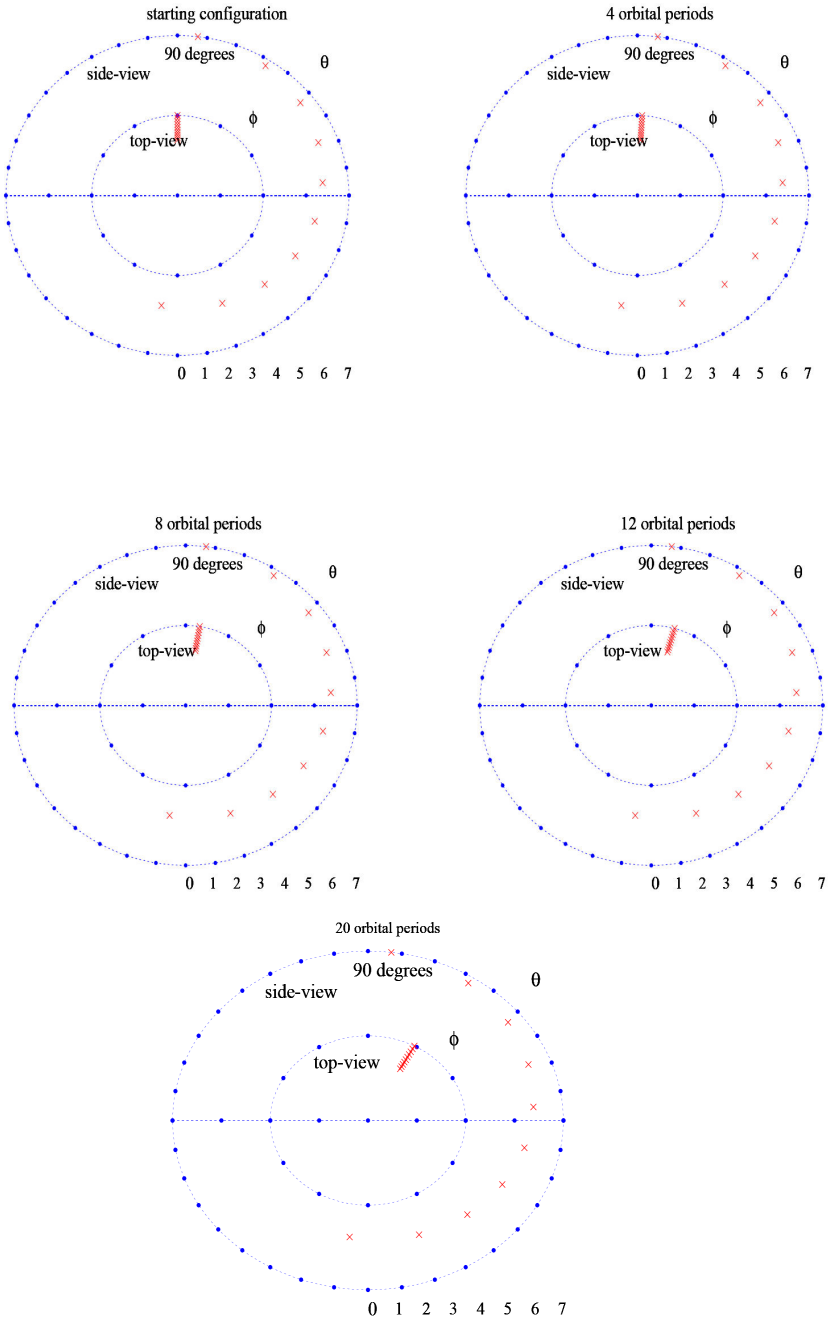
Şekil 5'te 10 halkadan oluşan bir diskin zaman evrimi gösterilmektedir. En içerideki (merkeze en yakın) halka 5, en dışarıdaki halka ise 7.2 birim yarıçapa sahiptir. Karadeliğin kütlesi 51.16 birim, diskin toplam kütlesi ise $0.1M_{kd}$'dir. Presesyon frekansı -0.001 birim olarak seçilmiştir. İlk şekil(en üst sol) halkaların $\pi/2$'lik bir azimut açısındaki denge konumlarını, evrimlerinin başlangıcını göstermektedir. Halkalar daha önceki bölümde gördüğümüz gibi ekvator düzlemi etrafında hemen hemen bakışık olarak dağılmış durumdadır. 8 dönemsel periyot sonunda diski oluşturan halkalar hala aynı düğümler çizgisi üzerindedir. Bu durumun, integrasyonun daha ileri aşamalarında, 16 dönem sonunda bozulmaya başladığı gözlenmektedir. 20 dönem sonunda ise, disk tamamen dağılmış, geriye ise eş-zamanlı hareketi sürdüren hiç bir yapı kalmamıştır.

Şekil 6'da ise yine 10 halkadan oluşan, fakat bu kez kütlesi karadeliğin kütlesinin 0.05 katı kadar olan bir diskin evrimi gösterilmektedir. Benzetimin diğer parametreleri, şekil 5'tekilerle aynıdır. Kütlenin bir öncekine göre daha düşük seçilmesi etkisini ilk olarak denge durumunun elde edilmesinde göstermiş, halkalar birbirlerine daha

yakın θ açılarına yerleşmiştir. Diskin evrimi yine 20 dönemsel periyot takip edildiğinde ise göze çarpan halkaların bu kez dağılmadığı, aynı düğümler çizgisi üzerinde hareket etmeye devam ettiğidir. Görüldüğü gibi denge konumundaki θ açılarından da bir sapma söz konusu değildir.

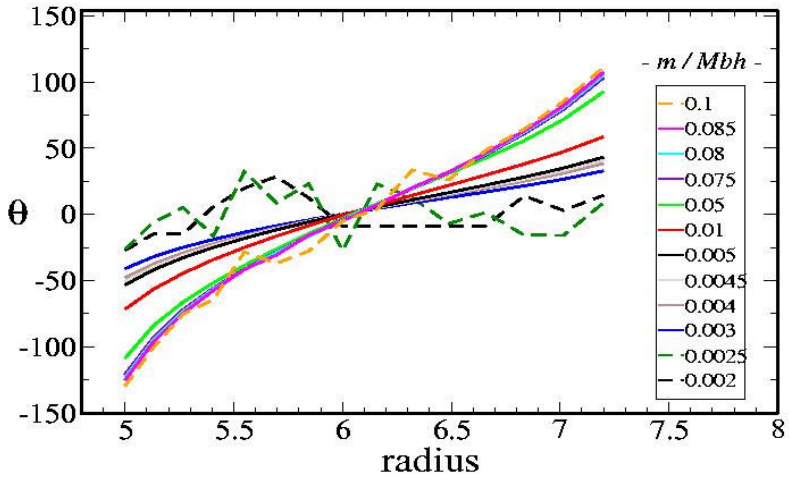


Şekil 5: 10 halkadan oluşan bir diskin zaman evrimi. Halkalar 5 ve 7.2 birim yarıçaplar arasına dağıtılmış durumda. Karadelik 51.16 birim kütleye sahip, disk ise 0.1Mkd birim kütleye. Presesyon frekansı - 0.001 birim.



Şekil 6: 10 halkadan oluşan bir diskin zaman evrimi. Halkalar 5 ve 7.2 birim yarıçaplar arasına dağıtılmış durumda. Karadelik 51.16 birim kütleye sahip, disk ise 0.05Mkd birim kütleye. Presesyon frekansı -0.001 birim.

Analitik olarak yapılan kararlılık analizindeki gibi kararlılığın kütleye bağlı olduğunu görmekteyiz. Şekil 7, bu bağlamda 15 halkanın 10 dönemsel periyot sonundaki geometrisini göstermektedir. Farklı renkler M_d/M_{kd} oranının farklı değerlerine karşılık gelmektedir. Kesikli çizgiler kararlılığın bulunamadığı çözümleri, sürekli çizgiler ise kararlı denge durumlarını göstermektedir. Bir önceki tartışmaya benzer biçimde, disk kütlesinin bir anahtar parametre olduğu görülür.



Şekil 7: 15 halkadan oluşan bir disk için Md/Mkd kütle oranına bağlı kararlılık durumu. Disk kütlesinin çok küçük ve çok büyük değerleri diskin dağılmasına neden olmaktadır.

5. Sonuçlar ve Özet

Bu çalışmada, gökada merkezlerinde bulunduğu tahmin edilen süper-kütleli karadelikleri çevreleyen gaz ve yıldız disklerinin eğriliğini inceledik. Bu eğriliği modellerken disklerin iç içe geçmiş eş-merkezli halkalardan oluştuğunu farz ettik, ve halkaların öz-çekimini göz önüne aldık. Halkaların, bu kuvvetin döndürme momenti etkisi altında, yüksek dereceli eğrilikler kazanabileceğini gördük. Diskin eğriliğinin, artan M_d/M_{kd} kütle oranı ile arttığını gözlemledik. Kullandığımız model, bize halkaların kütle, yarıçap ve presesyon frekansı ile karadeliğin kütlesi arasında bir ölçekleme bağıntısı yazılabileceğini gösterdi. Çalışmamızın ikinci aşamasında elde edilen denge durumlarının kararlılığını inceledik. Bunu yaparken ilk önce analitik bir yaklaşım kullandık. Tedirgin edilmiş hareket denklemlerinin çözümlerini bir öz-değer problemine dönüştürerek inceledik. Buradan vardığımız sonuç, kararlı dengenin ancak $0.007 < M_d/M_{kd} < 0.3$ kütle oranında elde edilebileceğidir. Kararlılık analizini ikinci olarak da sayısal yöntemler kullanarak, hareket denklemlerini integre ederek yaptık. Bunun sonucunda da kararlılığın kütleye bağımlılığı için büyük oranda benzer bir aralık, $0.003 < M_d/M_{kd} < 0.085$ bulduk. Alt ve üst limitlerdeki ufak değişiklik, analitik yaklaşımımızdaki öz-değer hesabının, ve sayısal yaklaşımımızdaki integrasyon metodunun duyarlılığı ölçüsünde açıklanabilir düzeyindedir.

Kaynaklar

[1] Herrnstein, J.R. ve diğerleri, (2005), The Geometry of and Mass Accretion Rate Through The Maser Accretion Disk In NGC4258, *ApJ*, 629, 719

[2] Genzel, R. ve diğerleri, (2003), The Stellar Cusp Around The Supermassive Black Hole In The Galactic Center, *ApJ*., 594, 812-832

[3] Paumard, T. ve diğerleri, (2006)The Two Young Star Disks in The Central Parsec Of the Galaxy: Properties, Dynamics and Formatiton, *arXiv:astro-ph/0601268*

[4] Nayakshin, S., (2005),Warped Accretion Disks and the Unification of Active Galactic Nuclei, *MNRAS*, 359, 545-550

[5] Tremaine, S., (2005), Secular Stability and Instability In Stellar Systems Surrounding Massive Objects, *ApJ*., 625, 143-155

[6] Arnaboldi, M., ve Sparke, L. (1994), Self-Gravitating Polar Rings In Axisymmetric and Triaxial Galaxy Potentials, *AJ,*107/3, 958-070

[7] Binney, J., ve Tremaine, S., (1987), *Galactic Dynamics*, Princeton, Princeton University Press

SICAK ALTCÜCE BİLEŞENLİ KROMOSFERİK AKTİF YILDIZ: V1379 AQUILAE

Esin SİPAHİ[1], Serdar EVREN[1]

Özet

Sıcak altcüce bileşenli çift sistemlerin gözlemleri son yıllarda önem kazanmıştır. Böylesi sistemler muhtemelen Algol benzeri çiftlerden evrimleşirler. Sistemin daha kütleli dev bileşeni RS CVn türünden dev yıldızlar gibi aktivite özellikleri gösterirken sıcak bileşen bir beyaz cüce olmak üzere evrimleşmektedir. V1379 Aql (sdB+K0III) uzun dönemli ($P=20^d.66$) örten bir çift sistemdir. Sistemin ışık eğrilerinde baş minimum tam tutulma biçimindeyken, yan minimum görülmemektedir. Baş minimum sadece U ve B renklerinde görülmektedir. Elde edilen ışık eğrilerinde tutulmalar dışı asimetrik ışık değişimleri görülmektedir ve bu değişimler leke aktivitesi ile açıklanabilmektedir. Bu çalışmada V1379 Aql'nın 1988-2005 yılları arasında elde edilmiş BV ışıkölçümü verildi ve fotometrik dönem ile sistemin ortalama parlaklığının değişimine bakıldı.

Anahtar Kelimeler: *Sıcak altcüce, yıldız leke aktivitesi.*

Abstract

The observations of the binary systems which contain a hot subdwarf component became important in recent years. While the giant component of the system shows activity properties like RS CVn type stars, the hot component evolves to be a white dwarf. V1379 Aql is a binary system which has a long orbital period ($P=20^d.66$). While the system has a totality in the primary eclipse, the secondary minimum is not appear. The primary minimum appears only in U and B filters. The light curves show the wave-like distortion at outside of the eclipse and this variations can be explanied by the spot activity. In these study, we present BV photometry of V1379 Aql from 1988-2005 and investigate the variations of the photometric period and the mean brightness of the system.

Keywords: *Hot subdwarf, star spot activity.*

1. Giriş

V1379 Aql, soğuk bir dev (K0III) ve sıcak alt cüce B yıldızından oluşan örten bir çift sistemdir. Sistemin yörünge dönemi 20.7 gündür. Sistem asinkronize dönmektedir. Işık eğrisinde baş minimumda tam tutulma görülürken yan minimum görülmemektedir. Baş minimuma iniş/çıkış süresi 27 dk ve tam tutulmada kalma süresi ise 1.38 gündür. Tutulma U ve B filtresinde görülmekte, V renginde ise görülmemektedir.

Sistemin soğuk bileşeninde Ca II H&K salmasının varlığı Bidelman ve MacConnell (1973) tarafından belirtilmiştir [1]. Buna göre sistemin RS CVn türü bir değişen olabileceği ve dev yıldızda kromosferik aktivitenin görülebileceği ilk kez bu çalışmada ifade edilmiştir.

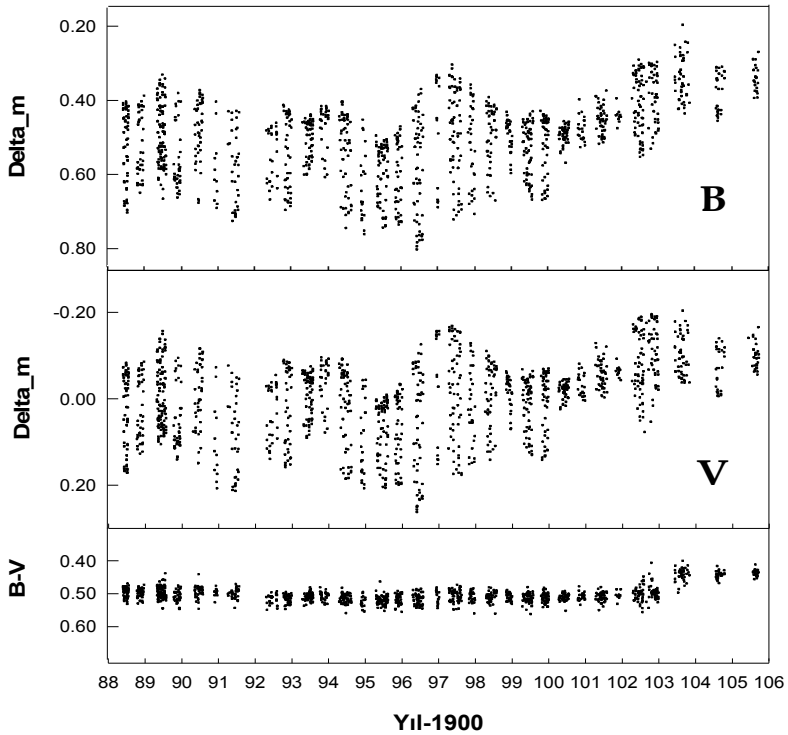
[1] *Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova-İzmir*
Tel: 232-388 4000- 2332, e-posta : esin.sipahi@mail.ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

Fekel ve Simon (1985) tarafından yıldızın tayf çalışması yapılmış ve B-V'de belirlenemeyen fakat U-B'de farkedilen sıcak bileşen için alt ışıtmalı bir yıldız olabilir denilmiştir [2]. Balona ve arkadaşları (1987) tarafından yapılan bir çalışmada sistemin dikine hız ölçümlerinden yörünge dönemi 20.7 ve fotometrik dönemi 25.4 gün olarak belirlenmiştir [3]. Fotometrik gözlemler sonucunda da K yıldızında lekelerin olabileceği önerilmiştir. Sıcak yıldızın U-B renk ölçeğinde 0.4 evrede tutulması (~0^m.15 genlikle) ilk kez bu çalışmada belirtilmiştir. Tam tutulma görülmesi daha sonra yapılan uzak moröte gözlemlerinde belirlenmiştir. Frasca ve ark. (1998) tarafından da sistemin tayfsal ve fotometrik çalışması yapılmış ve sistemin UBV renklerinde ışık eğrileri elde edilmiştir [4]. U renginde görülen tutulmanın iniş ve çıkış kolları da gözlenmiştir. Tutulmalar dışı değişimin sisteme ait soğuk bileşenin aktivitesinden kaynaklandığı belirtilmiştir.

Bu çalışmada, V1379 Aql'nın 1988 ile 2005 yılları arasındaki gözlem verileri kullanılarak uzun dönemli ışık değişimi incelenmiş ve bu değişimin fotometrik döneme etkisi araştırılmıştır.

2. Gözlemler ve Işık Eğrileri

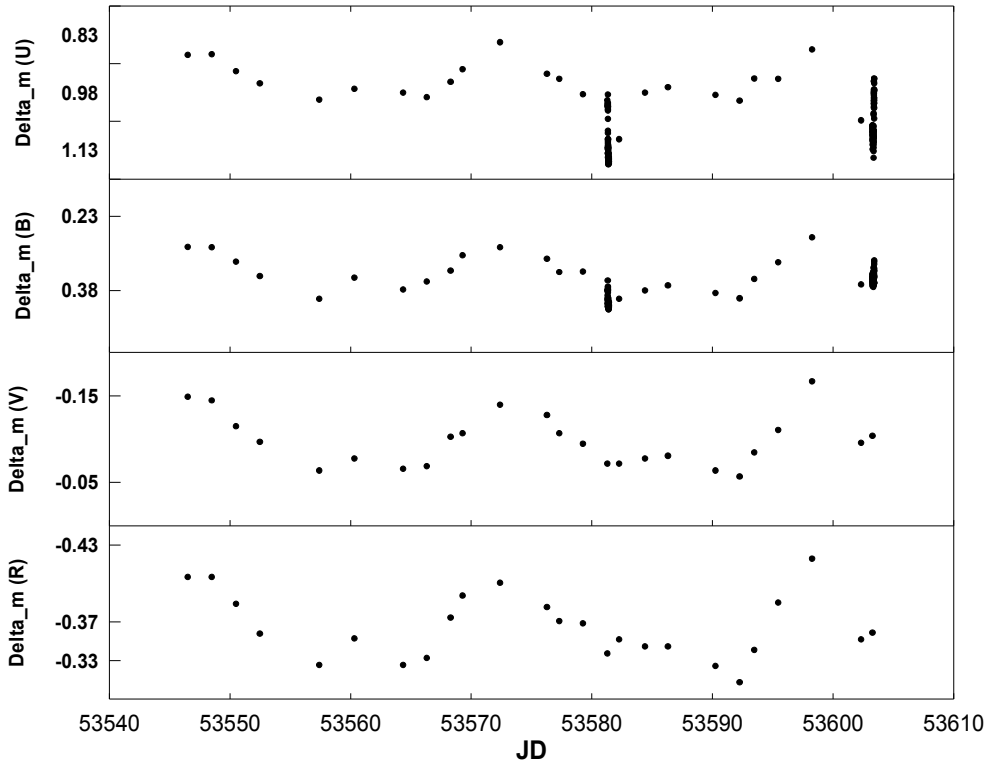
V1379 Aql'nın gözlemleri 1988-2002 yılları arasında Vanderbilt-Tennessee State 40 cm teleskobu ve 2002-2005 yılları arasında ise Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm Cassegrain teleskobu ile yapılmıştır. Gözlemlerde HD 185567 ve HD 185587, mukayese ve denet yıldızı olarak kullanılmıştır. G. Henry'den alınan gözlem verileri B, V süzgeçlerinde elde edilirken 2002-2005 yılları arasında sistem U,B,V,R süzgeçleri ile gözlenmiştir. Her iki gözlemevinde de aynı mukayese ve denet yıldızı kullanılmıştır. Sistemin yörünge dönemi (P=20.66 gün) uzun olduğu için bir gecelik gözlem süresi içinde yaklaşık bir saat kadar gözlenilmiştir. Işık eğrilerindeki gözlem noktaları bir gece içinde elde edilen gözlem noktalarının ortalamalarıdır. V1379 Aql'nın 1988-2005 yılları arasındaki BV gözlemleri ve B-V renk eğrisi Şekil 1'de verilmektedir.



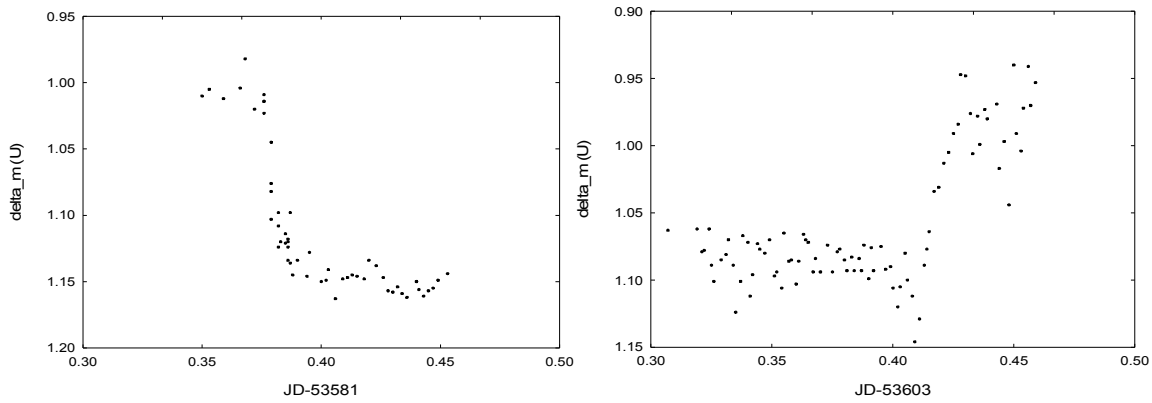
Şekil 1. V1379 Aql'nın 1988-2005 yılları arasında elde edilen BV gözlemleri ve B-V renk değişimi.

Şekil 1'de görüldüğü gibi sistemin parlaklığı ve genliği yıldan yıla değişmektedir. Işık değişiminin genliği 2000 ve 2002 yılları arasında en aza inmektedir. En büyük genliğe ise 1996 ve 1998 yıllarında ulaşmaktadır.

2005 yılı için UBVR ışık eğrileri Şekil 2'de verilmiştir. Şekil 3'te ise U rengi için baş minimuma iniş ve çıkış evrelerinin gözlemlerinin ayrıntılı grafikleri verilmektedir.



Şekil 2. V1379 Aql'nın 2005 yılı UBVR ışık eğrileri.



Şekil 3. V1379 Aql'nın 2005 yılında elde edilen baş minimuma iniş ve çıkış evrelerinin gözlemleri.

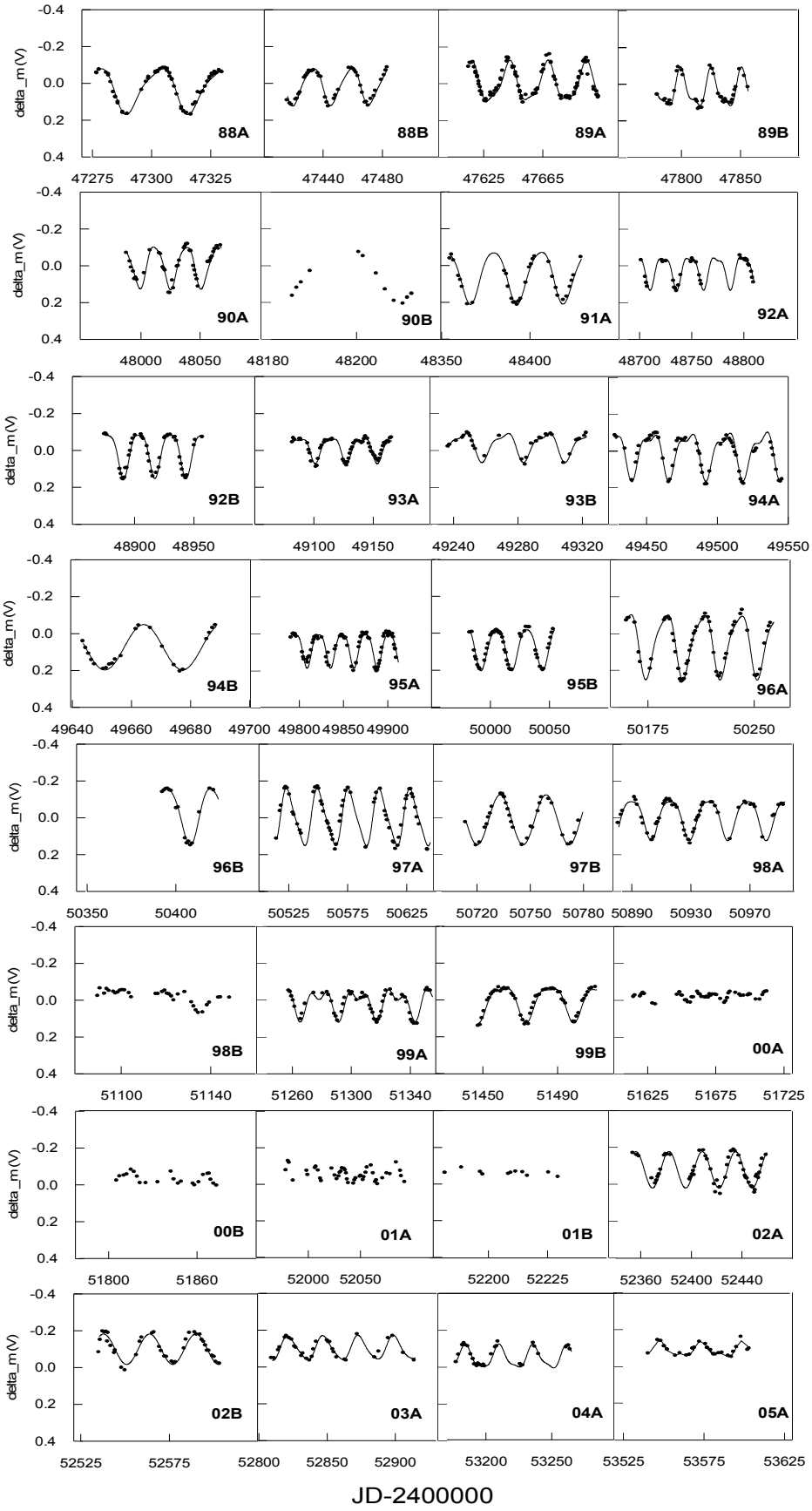
Sistemin ışık eğrilerinde sinüs benzeri ışık değişimi bütün renklerde kendini göstermektedir. Sistem asinkronize dönmektedir. Yörünge dönemi 20.66 gün iken fotometrik dönem 26.24 gündür. Elde edilen ışık eğrisi JD'ye göre çizdirildiğinde tutulma sinüs benzeri değişimin farklı yerlerinde görülmektedir. Yörünge dönemine göre ışık eğrisinin çizilebilmesi için tutulma dışı değişimin ışık eğrisinden arındırılması gerekmektedir. Sistemin baş minimumu ~yaklaşık 34 saat sürdüğünden bir gecede tamamının gözlenmesi mümkün değildir. Tutulmanın derinliği U renginde $0^m.1$ iken B renginde ~$0^m.05$'dir.

3. Ortalama Parlaklık ve Fotometrik Dönem Değişimi

Sistemin her gözlem sezonunda elde edilen ışık eğrilerinin ortalama parlaklığı ve genliği değişmektedir. Bu nedenle B ve V renginde elde edilen veriler 32 veri setine ayrılmıştır. Tüm veri setlerine ilişkin bilgiler Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelge 1'de ilk kolon veri setini, ikinci ve üçüncü kolon BV veri setleri için ortalama yılı, dördüncü ve beşinci kolonlar herbir veri seti için gözlem zaman aralığını ve son iki kolonda herbir veri setindeki nokta sayısını göstermektedir.

Çizelge 1. V1379 Aql'nın B, V süzgeçlerinde oluşturulan veri setleri.

Veri Seti	Ort. Yıl		JD Aralığı		Nobs	
	B	V	B	V	B	V
88A	88.48	88.48	47276-47329	47276-47329	62	65
88B	88.87	88.87	47415-47483	47415-47483	40	41
89A	89.45	89.44	47615-47702	47610-47702	112	107
89B	89.88	89.89	47779-47849	47779-47856	38	39
90A	90.47	90.47	47987-48067	47974-48067	44	43
90B	90.93	90.93	48185-48212	48185-48212	11	12
91A	91.45	91.44	48321-48428	48321-48428	35	35
92A	92.46	92.46	48702-48809	48702-48809	28	31
92B	92.88	92.88	48874-48951	48874-48957	44	43
93A	93.47	93.46	49062-49165	49060-49165	63	66
93B	93.88	93.89	49236-49321	49236-49322	30	31
94A	94.46	94.46	49428-49545	49428-49545	57	60
94B	94.93	94.94	49643-49686	49643-49688	21	22
95A	95.46	95.47	49793-49908	49791-49909	68	72
95B	95.90	95.90	49982-50051	49982-50053	43	48
96A	96.43	96.44	50160-50261	50160-50261	57	57
96B	96.96	96.96	50392-50421	50392-50421	16	16
97A	97.44	97.45	50519-50642	50515-50642	63	61
97B	97.90	97.90	50711-50777	50713-50777	32	31
98A	98.42	98.41	50892-50992	50881-50992	47	53
98B	98.92	98.92	51089-51148	51089-51148	33	33
99A	99.43	99.43	51249-51353	51247-51353	60	59
99B	99.90	99.90	51429-51510	51434-51510	55	53
00A	100.43	100.43	51616-51712	51615-51712	49	50
00B	100.90	100.90	51805-51873	51805-51873	22	23
01A	101.44	101.44	51981-52089	51979-52092	45	44
01B	101.90	101.90	52181-52229	52181-52229	10	11
02A	102.46	102.47	52340-52465	52340-52465	68	58
02B	102.87	102.87	52485-52603	52485-52603	43	47
03A	103.62	103.62	52768-52914	52768-52914	42	48
04A	104.64	104.64	53177-53264	53177-53264	28	29
05A	105.63	105.63	53546-53598	53499-53603	22	29

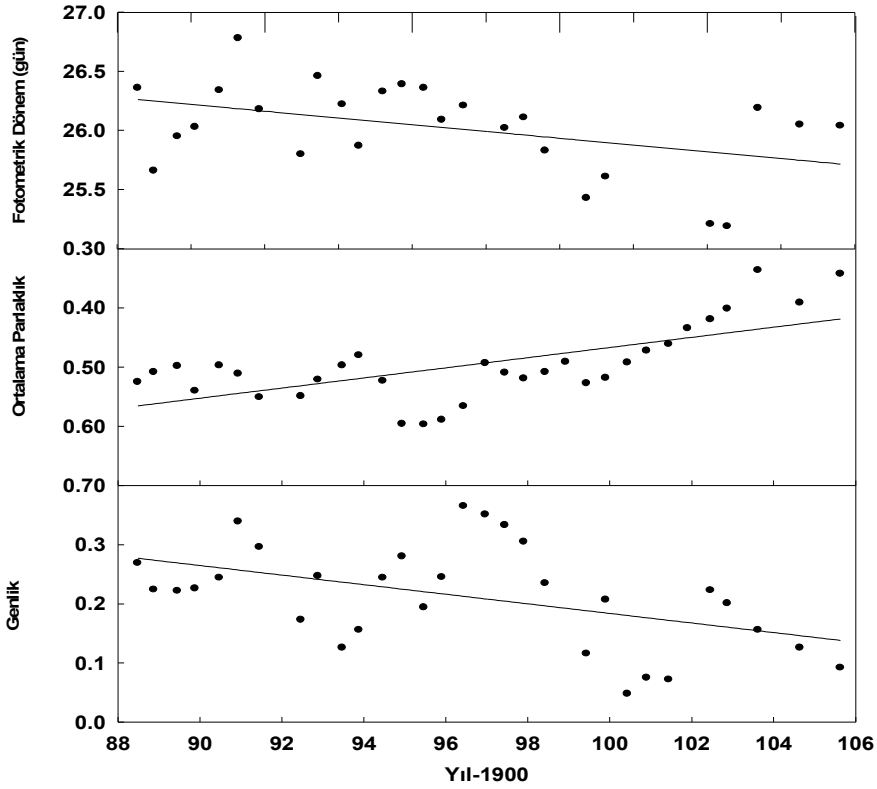


Şekil 4. V1379 Aql'nın her bir yıl için ışık eğrileri. Teorik eğriler periodogram analizinden elde edilmiştir.

Şekil 4'de ise herbir gözlem sezonu için V süzgecinde elde edilen ışık eğrileri ayrı ayrı verilmiştir. Şekilden de görüldüğü gibi bütün gözlem sezonlarındaki ışık eğrilerinin şekli birbirinden farklıdır. Her bir grafikteki y ekseni aynı ölçeklidir. Işık eğrilerinin genliği, minimum ve maksimum parlaklığı soğuk yıldız üzerindeki aktivite yapılarının evrimine göre değişmektedir. Işık eğrilerinin şekli bazı yıllarda oldukça karmaşık olduğundan (örn. 98B, 00A) genlik belirlenememektedir. Fotometrik dönemi belirlemek ve değişimini incelemek için literatürde kullanılan yöntemlerden biri de periodogram analizidir [5]. Çizelge 1'de verilen her bir veri seti PERIOD04 [6] programı ile analiz edildi. Tüm veri setleri için fotometrik dönem, genlik ve ortalama parlaklıklar belirlendi. Bir çok veri setinde ikinci bir dönem daha belirlendi. Bu iki dönme dönemi diferansiyel dönmeye bağlı olarak farklı açısal hıza sahip farklı enlemlerdeki iki aktif boylamın varlığını göstermektedir [7]. Bazı veri setlerinde dönem belirlenememiştir. Dönem analizinden belirlenen sonuçlar Çizelge 2'de verilmektedir. Çizelgede ilk kolon veri setini, ikinci kolon ortalama yılı, üçüncü ve dördüncü kolonlar belirlenen dönemleri ve hatalarını, sonraki iki kolon genlik ve hatalarını ve son kolon ışık eğrilerinin ortalama parlaklığını ve hatasını vermektedir. Belirlenen dönemlerin gözlemler ile uyumu Şekil 2'de görülmektedir.

Çizelge 2. V1379 Aql'nın veri setlerinin periodogram analizi sonuçları.

set	ort. Yıl	P_1	σ	P_2	σ	A_1	σ	A_2	σ	Ort. Par.	σ
88a	88.48	26.3649	0.0002	26.0190	0.0007	0.269	0.002	0.063	0.002	0.525	0.002
88b	88.87	25.6649	0.0002	24.8791	0.0013	0.224	0.003	0.039	0.003	0.508	0.002
89a	89.45	25.9490	0.0002	25.3324	0.0008	0.222	0.003	0.052	0.003	0.498	0.002
89b	89.88	26.0283	0.0003	25.6971	0.0009	0.226	0.004	0.072	0.004	0.540	0.003
90a	90.47	26.3404	0.0003	25.2121	0.0020	0.244	0.006	0.033	0.005	0.497	0.004
90b	90.93	26.7770	0.0008			0.339	0.010			0.511	0.007
91a	91.45	26.1839	0.0001	25.6251	0.0012	0.296	0.004	0.033	0.003	0.551	0.002
92a	92.46	25.8021	0.0003			0.173	0.006			0.549	0.006
92b	92.88	26.4591	0.0001	26.0926	0.0004	0.247	0.002	0.069	0.002	0.521	0.001
93a	93.47	26.2197	0.0003	25.9315	0.0007	0.126	0.003	0.051	0.003	0.497	0.002
93b	93.88	25.8668	0.0002	25.7391	0.0005	0.156	0.003	0.069	0.003	0.480	0.002
94a	94.46	26.3314	0.0002	26.2085	0.0004	0.244	0.004	0.105	0.004	0.523	0.003
94b	94.93	26.3901	0.0004			0.280	0.006			0.596	0.004
95a	95.46	26.3599	0.0002	26.4958	0.0008	0.194	0.004	0.048	0.004	0.597	0.003
95b	95.90	26.0852	0.0002	26.7750	0.0015	0.245	0.003	0.038	0.003	0.589	0.002
96a	96.43	26.2129	0.0001	26.2066	0.0005	0.365	0.004	0.089	0.004	0.566	0.003
96b	96.96		0.0007	23.7390	0.0049	0.351	0.003		0.004	0.493	0.003
97a	97.44	26.0159	0.0001	26.0831	0.0005	0.333	0.004	0.062	0.004	0.509	0.003
97b	97.90	26.1120	0.0002			0.305	0.003			0.519	0.002
98a	98.42	25.8255	0.0002	25.5118	0.0008	0.235	0.003	0.052	0.003	0.508	0.002
98b	98.92									0.491	0.006
99a	99.43	25.4274	0.0004	26.0150	0.0004	0.116	0.005	0.123	0.005	0.527	0.003
99b	99.90	25.6107	0.0002	25.4408	0.0006	0.207	0.002	0.069	0.002	0.518	0.002
00a	100.43	25.2122	0.0007	25.2633	0.0012	0.048	0.002	0.027	0.003	0.492	0.002
00b	100.90	25.6229	0.0011	33.7602	0.0022	0.075	0.006	0.036	0.006	0.472	0.004
01a	101.44	25.9690	0.0005	26.7713	0.0004	0.072	0.004	0.080	0.004	0.461	0.003
01b	101.90									0.434	0.006
02a	102.46	25.2100	0.0002	26.4654	0.0013	0.223	0.006	0.042	0.006	0.419	0.005
02b	102.87	25.1915	0.0003	20.9461	0.0019	0.201	0.004	0.032	0.004	0.401	0.003
03a	103.62	26.0080	0.0003	22.1630	0.0012	0.156	0.006	0.044	0.006	0.336	0.004
04a	104.64	25.9500	0.0004	25.5350	0.0015	0.126	0.003	0.032	0.003	0.391	0.003
05a	105.63	26.2781	0.0007	25.0559	0.0017	0.072	0.003	0.036	0.003	0.342	0.002



Şekil 5. Fotometrik dönemin ve ortalama parlaklığın değişimi.

4. Sonuçlar

Yıldızlarda yüzey diferansiyel dönmeyi fotometrik olarak belirlemenin birkaç yöntemi vardır. Bunlardan bir tanesi geniş band fotometrik verinin dönem analizidir. Bu çalışmada V1379 Aql'nın 17 yılı içeren BV fotometrisi kullanılarak her bir gözlem sezonundaki veri setleri için fotometrik dönem belirlenmiş ve değişimine bakılmıştır. Şekil 2'den de görüldüğü gibi ışık eğrilerinin biçimi her bir veri setinde değişmektedir. Yıldızın diferansiyel dönmesi sonucunda lekelerin yıldız yüzeyi üzerindeki dağılımına uygun olarak genlik ve biçim değişmektedir. Şekil 5'den görüldüğü gibi fotometrik dönem 25.2 ile 26.8 gün arasında değişmektedir. Bu çalışmanın ilk sonuçları olarak fotometrik dönem azalmaktadır, dolayısı ile yıldız üzerindeki aktif bölgelerin eşleğe doğru hareket ettiği düşünülmektedir. V1379 Aql güneş-benzeri diferansiyel dönme göstermektedir. Aktif bölgeler eşleğe doğru hareket etmekte ve bir aktivite çevrimi sona ermektedir. Buna bağlı olarak sistemin ortalama parlaklığı artmaktadır. Son yıllarda yeni bir çevrimin başlamakta olduğu görülmektedir.

Teşekkür.

Bu çalışma Ege Üniversitesi Proje Saymanlığı tarafından 2003/FEN/003 No'lu proje olarak desteklenmektedir.

Kaynaklar:

[1] Bidelman W.P., MacConnell D.J., 1973, AJ, 78, 687.
[2] Fekel F.C., Simon T., 1985, AJ, 90, 812.
[3] Balona L., Lloyd Evans T., Simon T., Sonneborn G., 1987, IBVS 3601.
[4] Frasca A., Marilli E., Catalano S., 1998, A&A, 333, 205.
[5] Scargle J.D., 1982, ApJ, 263, 835.
[6] Lenz P., Breger M., 2005, CoAst., 146, 53.
[7] Messina S., Guinan E. F., 2003, A&A, 409, 1017.

NGC3184 VE NGC2903 GALAKSİLERİNDE SÜPERNOVA KALINTILARININ ARAŞTIRILMASI

Eda SONBAŞ[1] , Aysun AKYÜZ[1], Şölen BALMAN[2], Eyyüp EKMECELİOĞLU[1], Hasan ESENOĞLU[3], Yakup PEKON[4]

Özet

Bu çalışmada, TUG'da bulunan RTT150 cm teleskopu kullanılarak Yakın Galaksilerde Süpernova Kalıntılarının Araştırılması Projesi çerçevesinde NGC3184 ve NGC2903 galaksilerinin gözlemlerinden elde edilen sonuçlar sunulacaktır. Bu iki sarmal galaksinin sürekli-ışıma çıkarılmış Hα ve [SII]λλ 6716,6731 filtreleri ile alınan görüntülerinde, süpernova kalıntı adayı belirleme kriteri olarak bilinen [SII]/ Hα >0.4 oranını veren yapılar araştırıldığında NGC 3184 için 29, NGC2903 için 10 kalıntı adayı belirlendi. Görüntü analizlerinden belirlenen adayların pozisyonlarının TFOSC (TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası) gözlemleriyle ile onaylanması ve akı değerlerinin belirlenmesi amaçlandı. Belirlenen kalıntı adaylarının pozisyonları, galaksilerin X-ışın gözlemleriyle karşılaştırıldı. Kalıntıların pozisyonlarının bilinmesiyle galaksi içindeki dağılımları hesaplanabilecek ve süpernova kalıntılarını oluşturan ata yıldızlar ve patlama tipleri çalışılacaktır. Ayrıca, bu çalışmada incelen iki sarmal galaksi ve daha önce gözlenen NGC6946 ve NGC628 ile gözlenmesi planlanan diğer yakın galaksilerle birlikte galaksi ötesi süpernova kalıntıları katalogunun genişletilmesi amaçlanmaktadır.
Anahtar Kelimeler: *Süpernova Kalıntıları, Spiral Galaksiler*

Abstract

In this work, we present the results of an optical search for Supernova Remnants (SNRs) in the spiral galaxies NGC3184 and NGC2903. The SNR identification technique consisted of constructing continuum-subtracted Hα and [SII] λλ6716, 6731 images and then using [SII] / Hα ratios obtained from the image.
The SNR candidates are normally identified as nebulae that have rised [SII] / Hα ratios ≥0.4 compared with HII regions ≈ 0.1- 0.3. Our list of candidates contains 29 objects in NGC3184 and 10 objects in NGC2903. We compare our SNR candidate list against the existing X – ray observations of the two galaxies. Knowing the positions of the SNRs, we can compare their distributions relative to HII regions and spiral arms. From these distributions, we can investigate such properties of possible SNR progenitors as their parent stellar populations and supernova types. These observations were performed with the 1.5m Russian-Turkish Telescope (RTT150) Spectrograph TFOSC's (TUG Faint Object Spectrograph and Camera) CCD imaging system using narrowband interference filters at Turkish National Observatory (TUG) in March 2006. Furthermore, it is aimed to have the extended SNR catalogue with these two spiral galaxies and previously examined NGC6946 and NGC628 galaxies.
Key Words: *Supernova Remnants, Spiral Galaxies*

[1] *Çukurova Üniversitesi, Fen-Edeb. Fakültesi, Fizik Bölümü, Adana, E-Postalar: aakyuz@cu.edu.tr, esonbas@student.cu.edu.tr, eyyup_ce@yahoo.com*
[2] *ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, The Netherlands, sbalman@rssd.esa.int*
[3] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, esenoglu@istanbul.edu.tr*
[4] *ODTU, Fen-Edeb. Fakültesi, Fizik Bölümü, Ankara, e122741@metu.edu.tr*

1. Giriş

Süpernova kalıntıları (SNK), yıldız evriminin son aşaması olan süpernova patlamalarından geriye kalan atıklardır. Süpernova patlamaları ile yıldızlararası ortama aktarılan büyük miktarlarda termal ve kinetik enerjinin bu ortama ve galaktik yapıya etkisini anlatan teorilerde süpernova kalıntılarının rolü oldukça önemlidir. SNK'nın çalışılması, süpernovaları oluşturan ata yıldızları ve patlamaların oluşum oranlarının tahmininin yanı sıra, yıldızlararası ortamın madde bolluğu ve yoğunluğunun anlaşılmasında oldukça önemlidir. Ayrıca çok sayıda süpernova kalıntısının çalışılmasıyla bu gök cisimlerinin evrimleri konusunda daha fazla bilgi edinilmektedir.

Galaksi düzlemimizde bulunan yoğun gaz ve tozun sönükleştirme etkisi, Galaksimiz içindeki SNK'ların özellikle optik, morötesi ve X – ışın dalgaboylarında gözlenmesini engelleyen önemli bir faktördür. Galaktik SNK'ların uzaklıklarının belirlenmesindeki zorluklar onların çalışılmasında önemli bir dezavantaj oluşturmaktadır. Oysa ki Galaksi-ötesi SNK' ların çalışılmasında bu sorunlar büyük oranda ortadan kalkmaktadır. Yakın sarmal galaksilerde SNK çalışılmasındaki temel avantajlar; i) gözlenen galaksideki bütün SNK' lar aynı uzaklıkta ve dolayısıyla galaksinin bizden uzaklığı ile aynı alınmaktadır, ii) galaksinin tümü bir ya da birkaç gözlemle incelenebilmekte, iii) SNK' ların birbirlerine göre göreli pozisyonları kesin olarak hesaplanabilmekte ve iv) gözlenen galaksiyle bakış doğrultusundaki soğurma iyi bilinmekte ve bunun SNK akıları üzerindeki etkisi kolayca düzeltilebilmektedir [18].

Galaksi–ötesi SNK' ları belirleme çalışmaları yaklaşık elli yıldır devam etmektedir. SNK' ları optik bölgede tanımlamak için SII/Hα kriteri ilk olarak Mathewson ve Clarke (1973) tarafından kullanılmış ve bu yöntem ile SNK' ların optik bölgede belirlenmesine öncülük etmişlerdir. Tablo 1. de bazı yakın galaksilerde SNK'ların optik bölgede araştırılmasının sonuçları sunulmuştur.

Tablo 1. Farklı galaksilerde belirlenen SNK'ların optik bölgede incelenmesi

Galaksi	***Uzaklık* (Mpc)**	**SNK Sayısı**	***Referans***
KMB	0,055	32	[15], [16], [17], [30]
BMB	0,063	11	[5], [15], [16], [17]
NGC 2403	3.2	35	[8] , [18]
M31	0,69	221	[1], [4], [8], [13] , [14], [22]
M33	0,84	98	[2], [8], [10], [11] [27], [28],
M101	5,4	93	[6], [18], [26], [31]
NGC 6946	5,5	27	[3], [23], [24], [29]
NGC300	2.1	44	[20]
M81	3.6	41	[21], [18]

2. Yöntem

SNK' ların belirlenmesinde [SII]/Hα oranın alınmasının fiziksel temeli; bir süpernova patlamasının ardından şok dalgaları ortamda ilerlerken değişik iyonizasyon durumları oluşur. Bunların içerisinde bulunan S^+ şok dalgalarının arkasında kalan soğuma bölgesinde çarpışarak uyarılır ve daha sonra güçlü bir [SII] λλ6716, 6731 yayınımı yapar bu durumda tipik olarak [SII] / Hα yayınım oranı ≥ 0.4 değerindedir.

HII bölgeleri ve gezegenimsi bulutsu gibi diğer yayınım bulutsuları SNK 'dan farklı şekilde ışıma yaparlar. Hidrojen bulutlarına gömülü yıldızlardan oluşan tipik bir HII bölgesi

merkezdeki sıcak yıldız veya yıldızlardan yayımlanan morötesi fotonlarının akısıyla uyarılmış ve iyonize olmuştur. Bulutsu boyunca hidrojenlerin yeniden birleşmesiyle çok miktarda Hα foton akısı oluşur. Bununla beraber merkez yıldızların güçlü fotoiyonizasyon akısından dolayı HII bölgesinde oksijenin ve kükürtün çoğu yüksek iyonizasyon (O^{+}, O^{++} ,S^{++}) durumda tutulur. Bundan dolayı HII bölgelerinde yasak çizgiler zayıftır ve tipik olarak SII/Hα ≈ 0.1-0.3 oranına sahiptirler [4]. Bu yüzden optik bölgede gözlenen belirgin yayınım bulutsuları için SII/Hα≥ 0.4 oran değeri olası SNK adayları olarak tanımlanmaktadır.

Optikte SNK' lar belirgin yayınım çizgi kaynakları olarak bilinmelerine rağmen, kalıntıların algılanmasındaki en büyük sorun , o galakside yayınım yapan diğer cisimler ile karıştırılmasıdır. Bu cisimler; Süper Kabuk , Süper Kabarcık, O-B türü ve Wolf-Rayet yıldızları olarak verilebilir. Uygulanan değişik gözlemsel kriterlerle SNK' lar farklı yayınım çizgi kaynaklarından ayırt edilmektedir [14].

SNK' ları tanımlamak için gözlenmesi planlanan galaksilerin eğim açısının 0^0 veya daha düşük olması (face on) ve parlak yayınım bölgelerinin bulunduğu yakın sarmal galaksilerin seçilmesi başlangıçta belirlenen önemli kriterlerdir. Ayrıca, gözlemlerimizin TUG' da yapıldığından, gözlenmesi planlanan galaksilerin deklinasyon açıları $>20^{\circ}$ olarak belirlenmiştir.Yüzey parlaklığı düşük olan SNK' ları yakın galaksilerde belirlemek daha kolay olduğundan uzaklıkları ≤ 10 Mpc olan galaksiler seçilmektedir. Seçtiğimiz galaksilerin özellikleri Tablo 2' de gösterilmektedir.

Tablo 2: Seçilen galaksilerin özellikleri

Galaksi Adı	RA (J2000)	DEC (J2000)	Tipi	Eğim Açısı (deg)	Pozisyon Açısı (deg)	Uzaklık (Mpc)
NGC3184	10:18:16.9	+41:25:26	Scd	17.3^0	135^0	8.7 ,[12]
NGC2903	09:36:9.6	+21:30:02	Sc	60^0	17^0	6.4, [19]
NGC6946	20:34:52.33	+60:09:14.18	Sb	42^0	64^0	5,1 [9]
NGC628	1:36:41.77	+15:47:0.50	Sc	60^o	25^0	7,3 [25]

3. Gözlemler ve Veri Analizi:

TUG' da, NGC3184 ve NGC2903 galaksilerinde bulunan SNK adaylarını belirlemek için 2-5 Mart 2006 tarihleri arasında gözlemler yapıldı. Bu gözlemlerde RTT150 cm teleskop ile teleskopa bağlı olarak çalışan TFOSC ve girişim filtreleri kullanıldı. 2048 x 2048 pixel olan CCD görüntülerimiz 13' x 13' büyüklüğünde alanı kaplamaktadır. Girişim filtrelerinin özellikleri ve galaksilerin gözlem bilgileri sırasıyla Tablo 3 ve Tablo 4' de verilmektedir.

Tablo 3: Girişim Filtrelerinin Karakteristik Özellikleri

Filtreler	λ_C (Å)	FWHM (Å)	T_{Peak} (%)
[SII]	6728	54	83
Hα	6563	80	80
Hα sürekli (Hα c)	6446	123	81
SII sürekli ([SII]c)	6964	350	92

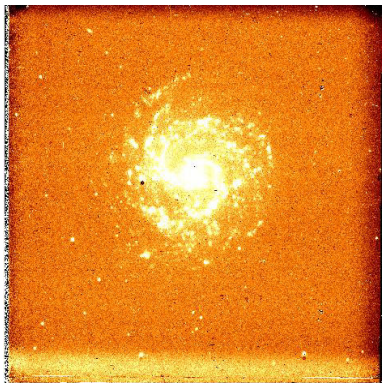
Tablo 4: NGC3184 ve NGC2903 galaksilerinin gözlem özellikleri

Date	**NGC3184**		**Date**	**NGC2903**	
	Exposure (s) **Seeing(″)**			**Exposure (s)** **Seeing(″)**	
	[SII] H_αc	Hα [SII]c		[SII] H_αc	Hα [SII]c
3/4 Mart	6x600 3x300	6x600 3x300	4/5 Mart	3x600 2x300	2x600 2x300 2x300
5/6 Mart	5x600 2x300	5x600 2x300	5/6 Mart	6x600 4x300	6x600 4x300
	~1.9''			~1.9''	

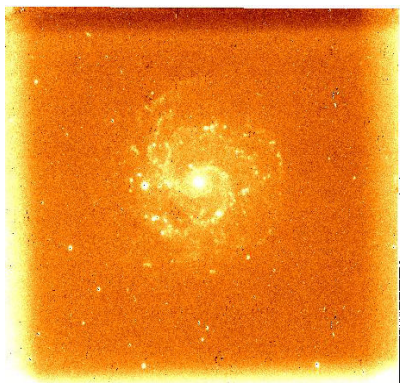
Alınan veriler LINUX işletim sisteminde ESO – MIDAS (The European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System) ve IRAF paket programları kullanılarak analiz edildi. Hα ve [SII] ve bunların sürekli filtreleriyle alınan her bir görüntü için standart veri indirgeme işlemleri olan düz alan (flat fielded) ve yönlendirme (alignment) yapılmış ve sonra her bir filtreye ait toplam görüntüyü elde etmek üzere toplanmıştır. Bütün bu işlemlerden sonra toplam [SII] ve Hα, [SII]_c ve Hα_c görüntüleri elde edilmiştir. SII ve Hα görüntülerinde yıldız ışığını çıkarabilmek için bunlara ait sürekli ışımaların çıkarılması gerekmektedir**.** Her bir galaksi için sürekli ışıması çıkarılmış görüntüler Şekil 1(a – d)' de gösterilmektedir.

Başlangıçta SNK adayları sürekli ışıma çıkarılmış Hα görüntüsü ve sürekli ışıma çıkarılmış SII görüntülerinin 2′ lık alanlarla karşılaştırılmasıyla belirlenmiştir. Eğer belirlenen bulutsular SII görüntüsünde Hα' ya göre daha parlak ise bunlar olası SNK adayları olarak belirlenmiştir. Sonuçta, NGC3184 ve NGC2903 galaksilerinde sırasıyla 29 ve 10 tane SNK adayı belirlenmiştir.

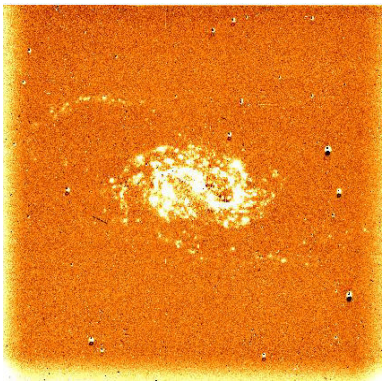
Her iki galaksi için SNK pozisyonları Hα görüntülerinde Şekil 2a ve 2b de gösterilmiştir. NGC3184 ve NGC2903 galaksilerinde belirlenen toplam 39 SNK adayının pozisyonları ve standart yıldızın tayfından elde edilen akı oranları kullanılarak düzeltilmiş akı oran değerleri Tablo 5a ve 5b' de verilmektedir. Bir sonraki dönemde alınacak gözlem zamanında TUG' da bulunan TFOSC tayfölçeri kullanılarak her bir galakside belirlenen SNK adaylarının tayfsal gözlemleri yapılacak ve bu gözlemlerden elde edilecek [SII]/Hα oran değeri esas alınarak optik görüntüden elde edilen oran değerleri düzeltilebilecek ve kalıntılar onaylanabilecektir.

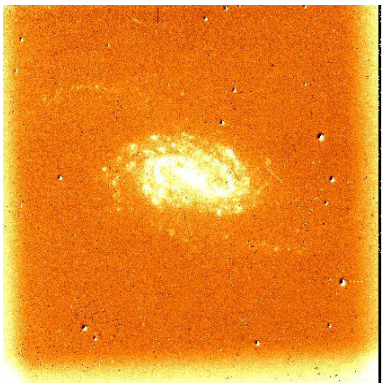


Şekil 1-a: NGC3184 (Hα – H α _c) görüntüsü



Şekil 1-b: NGC3184 (SII – SII _c) görüntüsü





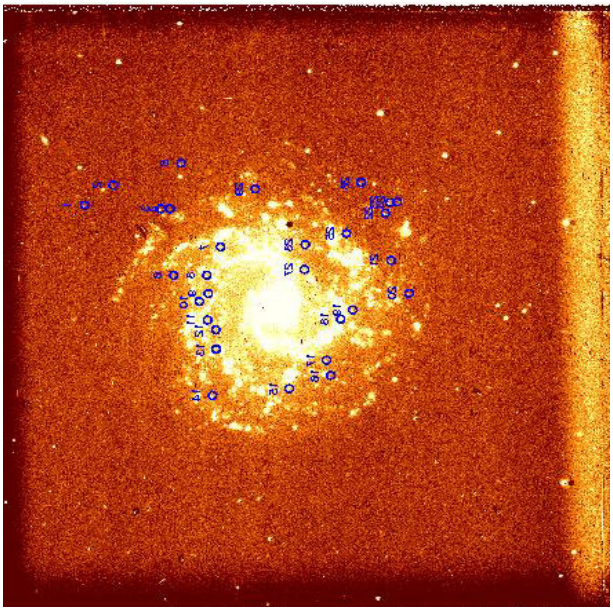
Şekil 1-c: NGC2903 (Hα – H α _c) görüntüsü **Şekil 1-d:** NGC2903 (SII – SII _c) görüntüsü

Tablo 5a: NGC3184' de belirlenen SNK adayları

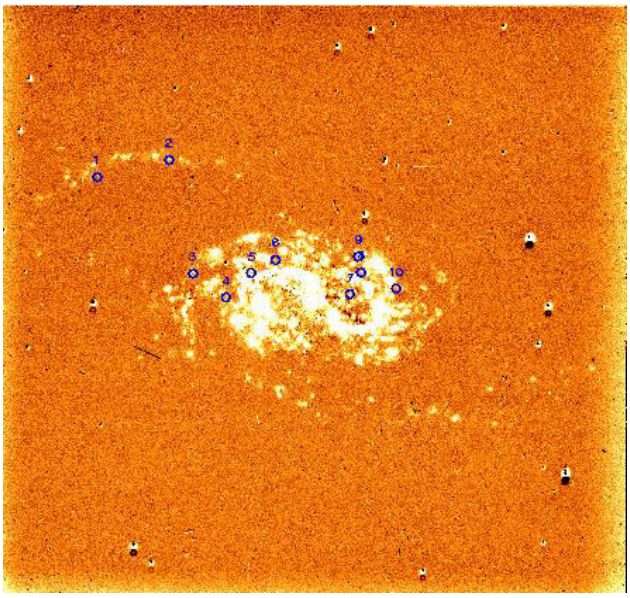
SNK NO	RA (J2000)	DEC (J2000)
1	10:18:38.369	+41:27:40.76
2	10:18:35.175	+41:28:06.59
3	10:18:29.831	+41:27:35.93
4	10:18:28.916	+41:27:34.24
5	10:18:27.712	+41:28:37.69
6	10:18:28.588	+41:26:06.86
7	10:18:23.264	+41:26:44.72
8	10:18:24.779	+41:26:06.98
9	10:18:24.773	+41:25:44.70
10	10:18:25.684	+41:25:30.96
11	10:18:24.764	+41:25:07.00
12	10:18:23.694	+41:24:53.32
13	10:18:23.688	+41:24:27.62
14	10:18:24.130	+41:23:25.91
15	10:18:15.604	+41:23:34.72
16	10:18:11.039	+41:23:53.68
17	10:18:11.500	+41:24:14.24
18	10:18:09.987	+41:25:09.11
19	10:18:08.617	+41:25:19.42
20	10:18:02.374	+41:25:43.54
21	10:18:04.362	+41:26:26.34
22	10:18:04.982	+41:27:29.74
23	10:18:04.526	+41:27:43.45
24	10:18:03.612	+41:27:43.47
25	10:18:09.397	+41:27:02.22
26	10:18:07.732	+41:28:10.81
27	10:18:13.961	+41:26:15.85
28	10:18:13.815	+41:26:46.70
29	10:18:19.470	+41:28:01.95

Tablo 5b: NGC2903' de belirlenen SNK adayları

SNK NO	RA (J2000)	DEC (J2000)
1	9:32:20.896	+21:34:26.28
2	9:32:22.336	+21:32:58.73
3	9:32:12.510	+21:32:30.20
4	9:32:10.411	+21:31:49.17
5	9:32:12.609	+21:31:19.89
6	9:32:13.702	+21:30:48.95
7	9:32:10.728	+21:29:19.97
8	9:32:12.563	+21:29:06.14
9	9:32:13.913	+21:29:09.48
10	9:32:11.077	+21:28:23.36



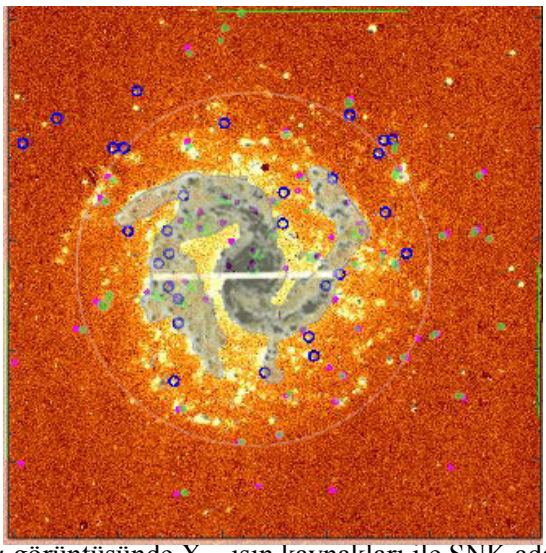
Şekil 2a: NGC3184 Hα görüntüsünde SNK pozisyonları



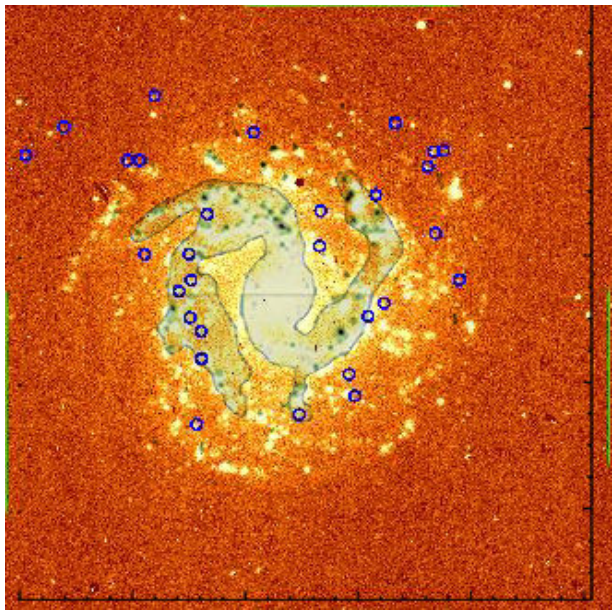
Şekil 2b: NGC2903 Hα görüntüsünde SNK pozisyonları

4. Optik Olarak Belirlenen SNK Adaylarının X – Işın Gözlemleriyle Karşılaştırılması

Kalıntılar optik yayınımın yanı sıra iki faklı tipte yayınım yapabilir: yıldızlararası gazdan gelen şok dalgalarıyla ısıtılan ısısal x – ışın yayınımı ve SNK' nın genişleyen manyetik alanı içindeki relativistik elektronlardan gelen (sinkrotron) radyo yayınımı. Bu çalışmada her iki galakside gözlenen x – ışın kaynaklarıyla bu galaksilerdeki süpernova kalıntı adaylarının belirlenen alan içindeki pozisyon uyumu karşılaştırıldı.



Şekil 3a: NGC3184 Hα görüntüsünde X – ışın kaynakları ile SNK adaylarının karşılaştırılması



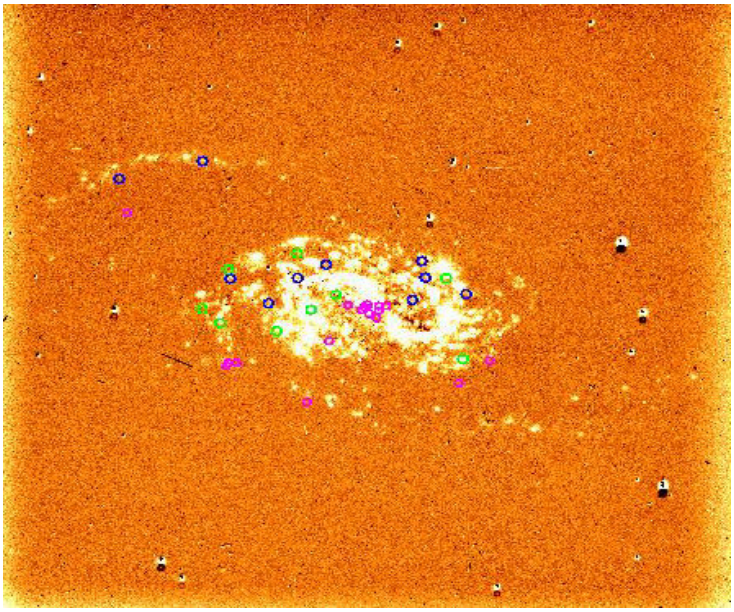
Şekil 3b: NGC3184 Hα görüntüsünde HII dağılımı ile SNK adaylarının karşılaştırılması

Daone ve ark. (2004) Chandra ve optik gözlemlerden aldıkları verileri kullanarak NGC3184' ün B – bant görüntülerinin radyal yüzey parlaklık profilini çalışmışlardır. Onlar aynı zamanda galaksinin sarmal kollarını tanımlamış ve optik diskin %24' ünün kol yapısında olduğunu belirtmişlerdir. Ayrıca Hα gözlemlerinden galaksinin sadece %2.4' ünün parlak Hα yayınımı yaptığını tanımlamışlardır. Şekil 3a ve 3b' de spiral kol yapısı ve parlak Hα bölgeleri tespit ettiğimiz SNK adaylarıyla birlikte sürekli ışıma çıkarılmış Hα görüntümüz

üzerinde gösterilmektedir. Şekil 2b' da SNK' lar ve spiral kollar arasında bir uyum olduğu görülmektedir.

"Chandra XAssist Source" kataloğundan alınan 100 X - ışın kaynağı sürekli ışıma çıkarılmış Hα görüntümüzde Şekil 2a üzerinde gösterilmiştir. Bu X - ışın kaynaklarından iki tanesi 11 ve 12 nolu SNK adayları ile 2" lik yarıçap içinde pozisyon uyumu göstermektedir.

Şekil 4' de NGC2903' ün sürekli ışıma çıkarılmış Hα görüntüsü üzerinde HII bölgelerinin pozisyonları belirlenen SNK adaylarıyla birlikte gösterilmiştir. 5" lik yarıçap içinde herhangi bir pozisyon uyumu görülmemiştir. Aynı zamanda Master X – ışın katalogundan alınan 21 X – ışın nokta kaynağı Şekil4' de gösterilmektedir. 2" lik yarıçap içinde SNK adaylarımızla bu X – ışın nokta kaynakları arasında herhangi bir pozisyon uyumu görülmemektedir.



Şekil 4: NGC2903 Hα görüntüsünde HII dağılımı, X – ışın kaynakları ile SNK adaylarının karşılaştırılması

5. Sonuç

NGC3184 ve NGC2903 sarmal galaksilerin TUG' da yapılan gözlemleri sonucu yayınım çizgi oranı SII/ Hα ≥ 0.4 kriteri temel alınarak NGC3184' de 29 bulutsu ve NGC2903' de 10 bulutsu SNK adayı olarak belirlenmiştir. Bulunan SNK adayları, Chandra X – ışın nokta kaynaklarıyla karşılaştırılarak pozisyon uyumuna bakılmıştır. NGC3184' de 11 ve 12 nolu SNK' lar dışında herhangi bir pozisyon uyumuna rastlanmamıştır.

Yakın galaksilerde bulunan SNK' ların optik bölgede araştırılması devam eden bir projedir. NGC3184 ve NGC2903' de belirlediğimiz SNK adaylarının tayf gözlemlerinin yapılmasıyla daha önce bulduğumuz çizgi oranlarını kalibre ederek bu çalışmanın sonuçlarını güçlendirmeyi planlamaktayız.

Kaynaklar

[1] Blair, W. P., Kirshner, R. P., Chevalier, R. A. (1981), "*Supernova Remnants in M31*" ApJ. 247:879

[2] BLAIR, W. P. , KIRSHNER, R. P. 1985. *"Improved optical spectrophotometry of supernova remnants in M33"*. ApJ. 289:582-597

[3] Blair, W. P., Fesen, R. A. 1994. *"The optical counterpart to the luminous X-ray supernova remnant in NGC 6946"*. ApJ. 424:103-106

[4] Braun, R. , Walterbos, R., 1993. *"An atlas of supernova remnant candidates in Messier 31"*. A&ASS. 98:327-364

[5] Chu, You – Hua , Kennicutt, R. C., 1988a. *"Environments and populations of supernova remnants in the Large Magellanic Cloud"*. ApJ. 96:1874-1883.

[6] Chu, You – Hua , Kennıcutt, R. C., 1986. *"Kinematic detection of supernova remnants in giant H II regions"*. ApJ. 311:85-97.

[7] Daone, N. E. Ve ark. *Apj*, 2004,128:2712–272

[8] D'odorico 1980. *"A catalogue of supernova remnant candidates in nearby galaxies"*. A&AS.40:67D

[9] de Vaucouleurs, G., 1979. *"The extragalactic distance scale. VI - Distances of 458 spiral galaxies from tertiary indicators"* ApJ...227..729D

[10] Gordon, S., Kirshner, R. P., Long, K. S. & et al., 1998. *"A New Optical Sample of Supernova Remnants in M33"*. ApJS 117:89-133

[11] Gordon, S., Duric, N., Kirshner, R. P.; & et al. 1999. *"A New Sample of Radio-selected and Optically Confirmed Supernova Remnants in M33"*. ApJS. 120:247-264

[12] Kilgard, R. E. ve ark. "*A Minisurvey of X-Ray Point Sources in Starburst and Nonstarburst Galaxies"* 2002ApJ...573..138K

[13] Kumar, S. 1976. Aa. 28:579-591.

[14] Magnier, E.,Prınts, S. Van Paradijs, J. and et al., 1995. *"New supernova remnant candidates in M 31"*. A&AS 114:215-245

[15] Mathewson, D. & Clarke, N.,1973. *"Supernova remants in the Large Magellanic Cloud"*. ApJ, 180:725-738

[16] MATHEWSON,D. & CLARKE,N., 1972. *"A Supernova Remnant in the Small Magellanic Cloud."* ApJ.178:105

[17] MATHEWSON, D., 1984. *"Supernova remnants in the Magellanic Clouds."* ApJS, 55:189

[18] MATONICK, D. & FESEN, R., 1997. *"Optically Identified Supernova Remnants in the Nearby Spiral Galaxies: NGC 5204, NGC 5585, NGC 6946, M81, and M101."* ApJS 112:49-107

[19] Niklas, S. ve ark. , 1995. "*A radio continuum survey of Shapley-Ames Galaxies at lambda2.8 cm. I. Atlas of radio data."* A&AS..114...21N

[20] Pannuti, T.G. ve ark. (2000). *"An X-Ray, Optical, and Radio Search for Supernova Remnants in the Nearby Sculptor Group Sd Galaxy NGC 300"* ApJ. 544 – 780P

[21] Pannuti, T.G. Ve ark. (2002). "*An X-ray, Optical and Radio Search for Supernova Remnants in M81". AAS.* 200 – 3505P

[22] Rubin (1972). *"Variation of Emission-Line Strengths across M31."* ApJ.177:31R

[23] Schlegel, E. M., 1994a. *"The very luminous supernova remnant in NGC 6946."* ApJ, 424, L99

[24] Schlegel, E. M., 1994b. *"A ROSAT observation of the nearby spiral galaxy NGC 6946."* ApJ. 434: 523

[25] Sharina, M.E. ve ark., 1996 *"Photometric distances to NGC 628 and its four companions."* A&AS..119..499S

[26] Skillman, E. D., 1985. *"Spatial variations in the physical conditions in the giant extragalactic H II region NGC 5471".*ApJ. 290:449-461.

[27] Smith, R. C., Kirshner, R. P., Blair, W. P.; Winkler, P. F. 1991. *"Six Balmer-dominated supernova remnants ."*ApJ. 375:652

[28] Smith, R. C. Kirshner, R. P., Blair, W. P, Long, K. S., Winkler, P. F 1993. *"Optical emission-line properties of M33 supernova remnants "*ApJ. 407:564

[29] Van Dyk, S. D. Sramek, R. A., Weiler, K. W., Hyman, S. D. Virden, R. E. 1994. *„The radio counterpart to the luminous X-ray supernova remnant in NGC 6946."* ApJ. 425:L 77

[30] Westerlund, B. E., & Mathewson, D. S., 1966. *"Supernova remnants in the large Magellanic Cloud."* MNRAS. 131:371

[31] Yang, Wei – Hong.1994.*" Self-similar evolution of magnetized plasmas. 2: Nonequilibrium solutions and Hubble's expansion."* ApJ. 425:439-441

ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERDEKİ δ SCUTİ TÜRÜ ZONKLAMALARA İKİ ÖRNEK: AB CAS ve RZ CAS

Esin SOYDUGAN[1,2] , Faruk SOYDUGAN[1,2]

Özet

Bu çalışmada Algol türü çift olup, δ Scuti türü zonklama gösteren iki sistem AB Cas ve RZ Cas incelenecektir. İki sistemin baş bileşeni δ Scuti türü zonklama gösterdiği için maksimumlarda ve yan minimumlarda zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimleri görülmektedir. Zonklama özelliklerinin ortaya çıkarılabilmesi için, çift sistemin neden olduğu yansıma ve basıklık etkilerinin ışık eğrilerinden arındırılması gerekmektedir. Bu nedenle, hem AB Cas'ın hem de RZ Cas'ın B ve V renginde elde edilmiş olan ışık eğrileri Wilson-Devinney programıyla çözülerek her bir sistemin, kuramsal eğrileri oluşturulmuş ayrıca geometrik ve fiziksel parametreleri hesaplanmıştır. Bunun yanında; RZ Cas'ın ışık eğrisi, bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrisi ile birlikte eş-zamanlı çözüldüğünden bu sistemin salt öğeleri de belirlenmiştir. Işık eğrilerinden yansıma ve basıklık etkileri arındırılmış ve geriye sadece zonklamadan kaynaklanan etkilerin kaldığı veriye PERIOD 04 programı uygulanarak, her iki sistemin de zonklama gösteren baş bileşenin zonklama dönemi, genliği ve güç tayfı elde edilmiştir. AB Cas'ın tek modla, RZ Cas'ın da iki modla zonklama yaptığı bulunmuştur. Her iki sistemin yoldaş bileşenleri Roche lobunu doldurduğu için zonklayan bileşene doğru kütle aktarımı beklenmektedir. İki sistemin de zonklama genlikleri değişken olup, kütle aktarımının zonklama genliği üzerindeki etkileri incelenmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Örten çiftler, Algoller, δ Scuti yıldızları*

Abstract

In this study, two Algol-type system AB Cas ve RZ Cas, which will be studied, show δ Scuti–type pulsation. Because the primary components of the two systems show δ Scuti-type pulsation, in the maximum and secondary minimum of the light curves the light changes originated from pulsations can be seen. Because of detecting the pulsating characteristics, the reflection and ellipticity effects caused from the binary sytem need to remove from the light curves. So, the light curves of both AB Cas and RZ Cas obtained in B and V filters solved with Wilson-Devinney program. The theoretical curves were plotted for each system and also the geometric and physical parameters were calculated for these systems. In addition, the light and radial velocity curves of RZ Cas were solved, simultaneously and also the absolute parameters of this system were determined. The reflection and ellipticity effects were exclude from the light curves of these systems and PERIOD 04 program was applied to the remaining data only originated from the pulsation and the pulsation period, amplitude and power spectrum of the primary components showed the pulsation in both systems were obtained. One and two mode were found for the pulsation of AB Cas and RZ Cas, respectively. Because the secondary components of these systems fill in these Roche lobes, the mass transfer to

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale*
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Çanakkale , e-mail: esints@physics.comu.edu.tr*

secondary component have been expected. The pulsation amplitudes are changeable in both systems and the effects of the mass transfer on the pulsation amplitude were researched.

Keywords: *Eclipsing binaries, Algoller, δ Scuti stars*

1. Giriş

AB Cas (HIP 12235, BD +70° 193), Algol türü bir çift sistem olarak Hoffmeister [1] tarafından keşfedildi ve çiftin dönemi $P_{yör}=1^g.3668$ olarak verildi. Sistemin tayf türü A3V+K1V ve parlaklığı $V=10^m.17$'dir [2]. Baş ve yan minimum derinlikleri sırasıyla, $\Delta V\sim1^m.6$ ve $\Delta V\sim0^m.1$ dir. Yoldaş bileşen Roche lobunu doldurmuş olup, sistem yarı-ayrıktır [3,4].

Sistemin baş bileşeni, δ Scuti türü zonklayan bir yıldızdır ve zonklama ilk defa Tempesti [5] tarafından ortaya çıkartılmıştır. Baş bileşen tek, temel çapsal mod ile zonklamaktadır [3,4]. Baş bileşene ilişkin zonklama dönemi ve genliği sırasıyla, $P_p=0^g.0583$ ve $\Delta V\sim0^m.05$ dir [3,4]. Bileşenlerin kütleleri, M_1=2.3 $M_\odot$, M_2=0.39 $M_\odot$ olarak verilmiştir [6].

İlk fotoelektrik ışıkölçüm Johnson V bandında yapıldı ve sıcak bileşenin zonklama yaptığı ortaya konuldu [5]. Bu yıldızın daha sonraki yıllarda geniş band ışıkölçümü Irkaev ve ark. [7], Ando ve ark. [8] ve Forolov ve ark. [9] tarafından yapıldı. Rodriguez ve ark. [6] sistemin Strömgren uvby, H_β dar ve geniş band ışıkölçümünü yapmış ve bu çalışmada ışık eğrisi ve zonklamaya ilişkin frekans analizini yayınlamıştır.

RZ Cas, parlak ($V=6^m.26$), aktif, $P_{yör}=1^g.1953$ dönemli, Algol türü yarı-ayrık bir dizgedir. Bileşenlerin tayf türleri sırasıyla, A3V ve K0IV'tür. MinI ve MinII derinlikleri sırasıyla, $\Delta V\sim1^m.50$ ve $\Delta V\sim0^m.07$ dir [10].

RZ Cas 1906'da bir örten çift sistem olarak keşfedildi [11]. 1916'da sistemin ilk ışık eğrisi yayınlandı [12]. Sistemin baş minimumu oldukça değişken olup; yapılan ışık eğrisi çalışmalarında, farklı araştırmacılar farklı minimum biçimlerinden söz etmektedir. Sistemin baş minimumu bazen parçalı [13,14] bazen de tam tutulma [15,16] gösterir. Baş minimum esnasında ışık eğrisinin bozulma nedeni olarak, yıldızdaki leke aktivitesi, [17] baş bileşenin etrafındaki madde [18] ve baş yıldızın zonklaması [19] gösterilmektedir.

RZ Cas'da kısa dönemli ışık değişimleri farklı araştırmacılar tarafından bildirilmiştir [20,21]. RZ Cas'da $\pm\ 0^m.04$ genlikli, 25 dakikalık hemen hemen dönemsel olan titreşimler olduğu ortaya konulmuştur [21,22]. Ancak bu değişimin zonklamadan kaynaklandığını ilk kez Ohshima ve ark [26] bildirmiştir. Sistemin baş bileşeni δ Scuti türü değişim göstermektedir. Zonklama dönemi 22 dakikadır ve Amado [23] tarafından keşfedilen HD 34282'den sonra bilinen en kısa dönemli δ Scuti türü değişendir [24].

Baş bileşenin zonklama doğasını ortaya koymak için, 1999, 2000 ve 2001 yılında üç kez kampanya gözlemi yapılmıştır. 2000 yılına kadar yapılan gözlemlerde 64.19 c/d'lik tek bir zonklama frekansı, 2001 yılında tayfsal olarak yapılan gözlemlerde ise, f_1=56.600 c/d ve f_2=64.189 c/d'lik iki zonklama frekansı elde edilmiştir [25].

RZ Cas aynı zamanda hem X-ışın [26] hem de radyo salması [27] gösterir. Sistemin radyo [28] ve X-ışın gözlemleri [29] yapılarak leke etkinliği ortaya çıkarılmıştır.

Sistemin tayfsal çalışmaları, Maxted ve ark. [13], Lehmann ve Mkrtichian ve ark. [25], ve son olarak Soydugan ve ark. [40] tarafından yapılmıştır.

2. Işıkölçüm Gözlemi

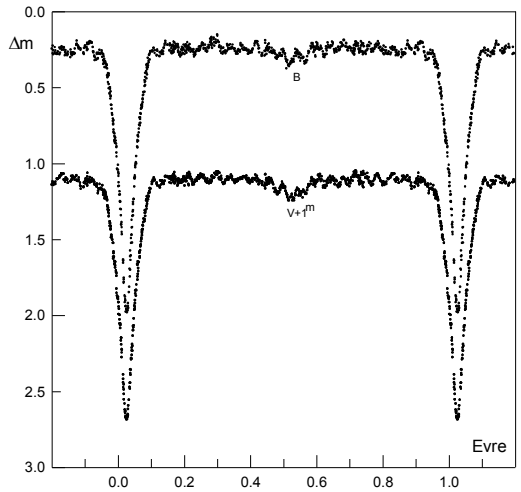
AB Cas, 2001-2002 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm lik Schmidt-Cassegrain teleskopu ile 15 gece B ve V süzgeçlerinde gözlendi. Gözlemlerde SSP5-A fotometresiyle birlikte, Hamamatsu, R4457 (PMT) fototüpü kullanıldı. Literatürden

seçilen, BD +70° 188 ve BD +70° 186 sırasıyla, mukayese ve denet yıldızı olarak kullanıldı. Gözlemler süresince, her süzgeçte 1332 gözlem noktası elde edildi [3].

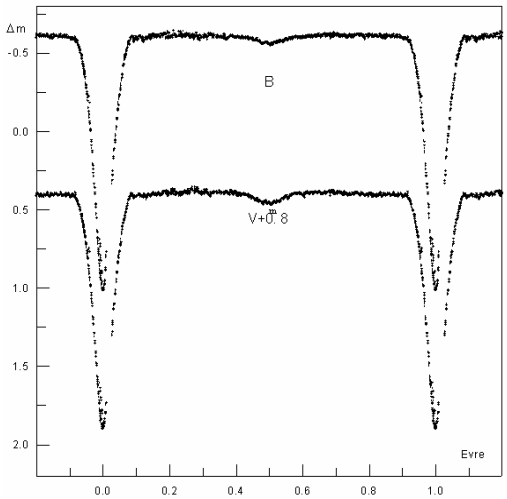
RZ Cas 2002 gözlem sezonunda, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi'nde 15 gece B ve V süzgeçlerinde gözlendi. Gözlemlerde 40 cm'lik Schmidt-Cassegrain teleskopla birlikte, SSP5-A fotometresi ve Hamamatsu R 6358 fototüpü kullanıldı. BD +67° 215 ve BD +67° 224 yıldızları sırasıyla mukayese ve denet yıldızı olarak seçildi. Gözlemler süresince B ve V süzgeçlerinde sırasıyla, 2813 ve 2807 gözlem noktası elde edildi [30].

Gözlemler süresince, her iki sistem için seçilen mukayese yıldızlarları ışık değişimi göstermedi. Mukayese yıldızlarının gözlemlerinden her gözlem gecesi için her süzgeçteki atmosferik sönümleme katsayıları hesaplanarak atmosfer sönükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir. Tüm aletsel B ve V parlaklıkları (değişen-mukayese) atmosferik sönümlemeye göre düzeltildi. B süzgecindeki standart yanılgılar AB Cas ve RZ Cas için sırasıyla, $0^m.014$ ve $0^m.010$ ve V süzgecindeki standart yanılgılar sırasıyla, $0^m.012$ ve $0^m.008$ olarak hesaplandı.

AB Cas ve RZ Cas'ın bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri sırasıyla, Şekil 2.1 ve 2.2.'de gösterilmektedir ve ışık eğrilerinin, maksimumlarında ve yan minimumunda zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimleri açıkça görülmektedir.

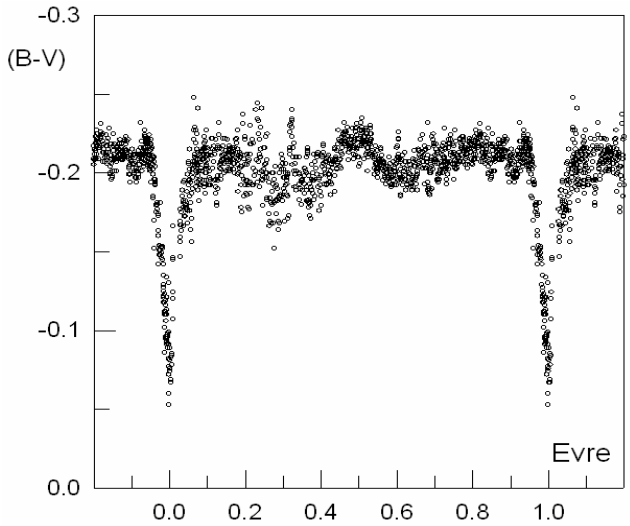


Şekil 2.1 AB Cas'ın B ve V renklerinde elde edilmiş ışık eğrileri.



Şekil 2.2 RZ Cas'ın B ve V renklerinde elde edilmiş ışık eğrileri.

Şekil 2.3'de RZ Cas'ın (B-V) renk eğrisi görülmektedir. Renk eğrisinde, bileşenlerin sıcaklık ve ışıtma farklılıklarından kaynaklanan değişimin yanında yansıma etkisi de kendini göstermektedir.



Şekil 2.3 RZ Cas'ın (B-V) renk eğrisi.

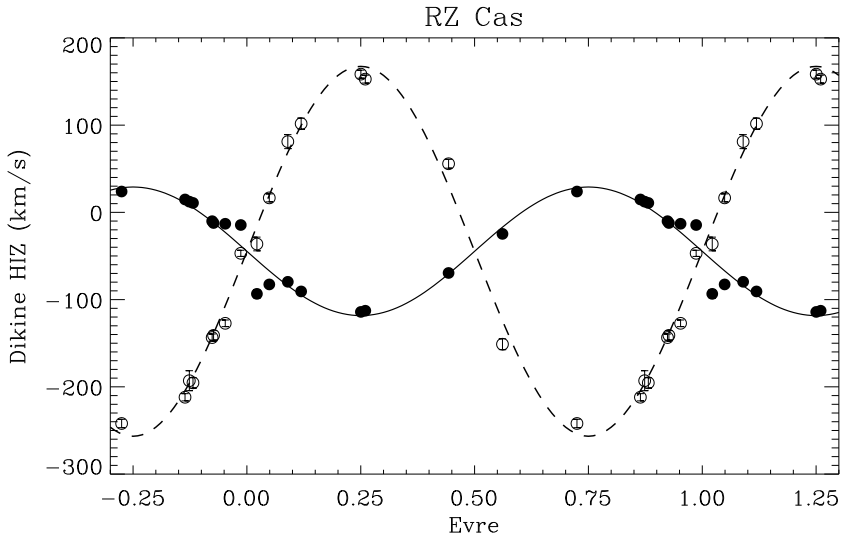
3. RZ Cas'ın Dikine Hız Eğrisi Çözümü

Tayfsal gözlemler, 9 Ekim – 19 Kasım 2003 ile 27 Şubat – 4 Mart 2004 tarihleri arasında iki ayrı gözlem sezonunda İtalya'nın Catania şehrinde bulunan INAF – Catania Astrofizik Gözlemevi'ndeki 91 cm Cassegrain türü teleskoba bağlı Echelle tayfçekeri ile yapılmıştır. 300 çizgi/mm echelle cross-dispersion düzenine sahip bu tayfçeker ile yüksek çözünürlükte tayflar elde edilmiştir. Kullanılan yarık genişliği 400 μm olup kullanılan ağ açısı (Hα için) 223:40'tır. Gözlemler 19 tayf dizisi üzerinde Hα, Hβ ve Hγ çizgilerini kapsayacak şekilde 4300-6650 Å dalgaboyu aralığında yapılmıştır. Tayfsal çözümleme gücü ($\lambda/\Delta\lambda$) ise tüm tayf dizileri için yaklaşık 22000 yöresinde olup Hα için $\Delta\lambda \approx 0.30$ Å'dür. Kullanılan CCD, 1024×1024 (SITE arkadan aydınlatmalı) boyutlarında olup her bir pikselin boyutu 24 μm × 24 μm'dir. CCD'nin maksimum kuantum etkinliği (QE), 6500 Å'da %85 yöresinde olup kazanç 2.5 e^-/ADU ve okuma gürültüsü ise yaklaşık 10 e^-rms'dir. Sinyal-gürültü oranı (S/N), gözlenen sistemlerin parlaklığına, poz süresine ve hava-gökyüzü koşullarına göre değişmektedir. RZ Cas'a ilişkin tayflar için bu değer 40-70 arasındadır. Dikine hız standartları olarak birinci bileşen için Vega ve ikinci bileşen için de α Ari seçilmiştir.

Çizelge 3.1'de RZ Cas'ın HJD ve evreye karşılık hesaplanan dikine hız değerleri ve hataları verilmektedir. RZ Cas'ın dikine hız eğrisinde güçlü ve asimetrik bir dönme etkisinin varlığı belirtilmiştir [25]. Bu çalışmada da özellikle MinI öncesi ve sonrası bu etki görüldüğünden, sadece dikine hız eğrisi analizinde, baş bileşen için, baş minimumun da içinde bulunduğu 0.9 ve 0.1 evre aralıkları ve yoldaş bileşen için de yan minimumu da kapsayacak şekilde 0.35 ve 0.65 evre aralıkları çözümde kullanılmamıştır.

Çizelge 3.1 RZ Cas'ın baş ve yoldaş bileşenine ilişkin dikine hız değerleri.

Hel. JD 2400000 +	Evre	Vr_1 (km/s)	Yanılgı (km/s)	Vr_2 (km/s)	Yanılgı (km/s)
52910.5628	0.0220	-93.42	±4.70	-36.26	±7.86
52919.5741	0.5612	-24.70	±2.19	-151.15	±6.19
52922.5964	0.0898	-79.61	±1.86	81.08	±8.02
52923.5331	0.8735	12.28	±1.67	-192.94	±11.43
52924.5506	0.7248	23.90	±1.15	-242.00	±4.76
52958.4889	0.1191	-90.63	±2.27	101.65	±6.35
52958.6573	0.2600	-112.74	±2.25	152.72	±4.53
52959.4849	0.9524	-13.06	±1.45	-127.17	±3.83
52959.5257	0.9865	-14.50	±2.12	-46.95	±3.55
52959.6005	0.0491	-82.59	±1.58	16.59	±4.57
52962.4616	0.4429	-69.46	±1.79	55.74	±5.07
52963.4267	0.2503	-114.13	±2.50	158.42	±4.63
53063.3661	0.8641	14.76	±1.85	-211.93	±4.16
53063.4373	0.9237	-10.10	±1.71	-143.54	±4.12
53069.3632	0.8816	10.81	±2.02	-195.40	±5.97
53069.4172	0.9267	-12.23	±1.63	-141.00	±5.43



Şekil 3.1 RZ Cas'ın baş ve yoldaş bileşenleri için dikine hız değerleri ve kuramsal temsili.

Çizelge 3.2'de, dikine hız eğrileri kullanılarak yapılan yörünge çözümü sonucunda elde edilen parametre değerleri listelenmiştir. Şekil 3.1'de de RZ Cas'ın dikine hız eğrisi ile yörünge çözümünde bulunmuş parametrelerle oluşturulmuş kuramsal eğriler görülmektedir.

Çizelge 3.2 RZ Cas'ın farklı yıllara göre, dikine hız eğrisi çözümü sonucunda bulunan parametre değerleri. Parantez içerisindeki sayılar son basamaklardaki yanılgıları gösterir.

Parametre	Bu çalışma	[13]	[25]
K_1 (km/s)	73.34 (83)	70.9 (8)	71.36 (12)
K_2 (km/s)	208.80 (2.08)	213 (4)	-200.78 (34)
γ_1 (km/s)	---	45.5 (7)	-44.035 (95)
γ_2 (km/s)	---	-41 (4)	-44.42 (21)
γ (km/s)	-43.96 (66)	---	---
$m_1 sin^3 i$ ($M_\odot$)	2.06 (5)	2.16 (7)	1.84 (2)
$m_2 sin^3 i$ ($M_\odot$)	0.72 (2)	0.72 (2)	0,654 (6)
asini (km)	4.67×10^6 (4)	4.68×10^6 (7)	---
$q=m_2/m_1$	0.351 (5)	0.331 (7)	0.355 (1)

4. Işık Eğrisi Çözümü

Bu çalışmadaki temel amacımız, sıcak bileşenin zonklamasından kaynaklanan parlaklık değişimini elde etmek ve zonklamanın doğasını ortaya çıkarabilmektir. Bu nedenle her iki ışık eğrisinin de maksimumlarında ve yan minimumunda görülen zonklama kaynaklı parlaklık değişimlerinin analiz edilmesi gerekmektedir. Bileşenlerin yakınlık etkilerini ortadan kaldırmak amacıyla, ışık eğrileri Wilson ve Devinney programıyla analiz edildi.

4.1. AB Cas'ın Işık Eğrisi Çözümü

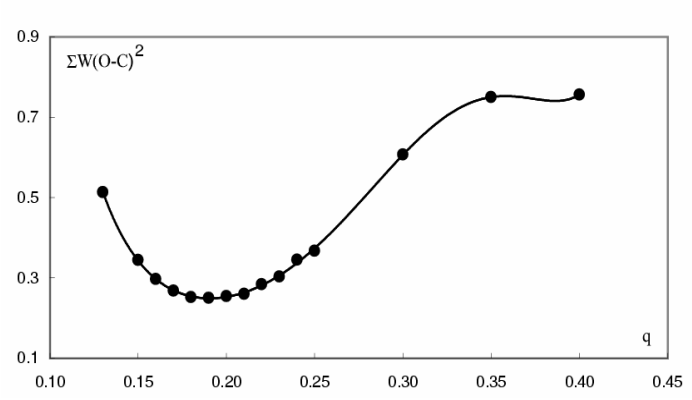
AB Cas'ın ışık eğrileri Wilson-Devinney (1992) [31] programıyla analiz edildi. Her bir gözlem noktası normalize noktaya dönüştürüldü. Işık eğrisinin maksimumlarında ve yan minimumlarında görülen zonklama etkisini ortadan kaldırmamak için, hiçbir gözlem noktasının ortalaması alınmadı. B ve V süzgeçlerindeki tüm gözlem noktaları 0.25 evrede ölçülen, sırasıyla $0^m.204$ ve $0^m.079$ parlaklıklarına göre normalize edildi. Çözümde B ve V bandlarında sırasıyla, 842 ve 892 gözlem noktası kullanıldı. Her gözlem noktası eş ağırlıkta alındı.

W-D çözümünde bazı parametreler serbest, bazıları da bilinen değerleriyle analiz süresince sabit parametre olarak kabul edildi. Yörünge eğikliği i, yoldaş yıldızın yüzey sıcaklığı T_2, baş yıldızın omega potansiyeli Ω_1, evre kayması Φ ve baş yıldızın kesirsel ışıtması L_1, çözüm süresince ayarlanabilir parametre olarak kabul edildi. Lineer kenar karama katsayıları $x_{1,2}$ [32]'den, bolometrik albedolar $A_{1,2}$ Rucinski [33]'den ve çekim kararma katsayıları $g_{1,2}$ radyatif atmosferler için (baş yıldız) von Zeipel [34]'den ve konvektif atmosferler için [35]'den, baş yıldızın yüzey sıcaklığı T_1, 8000 K olarak Rodriguez ve ark. [6]'dan alındı. Bu parametreler çözümde sabit parametre olarak kabul edildi. B ve V ışık eğrileri ayrı ayrı çözüldü.

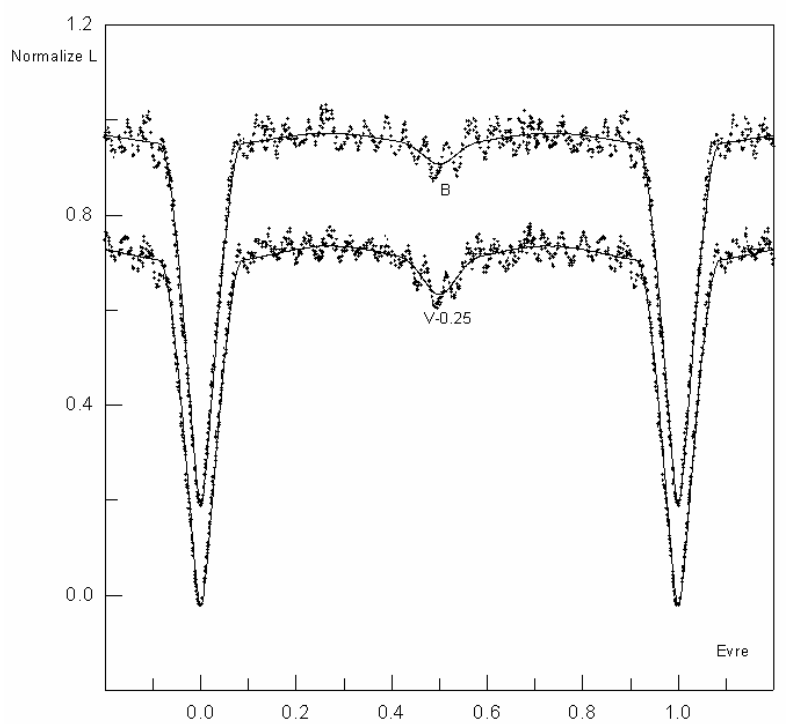
Fotometrik kütle oranını belirlemek için, q taraması B süzgeçinde yapıldı. Çözümde i, T_2, Ω_1, L_1 ayarlanabilir parametre olarak alındı. $\Sigma W(O\text{-}C)^2$ değeri 0.19 (bkz. Şekil 4.1.1) civarında minimum olduğu için, W-D çözümünde tüm iterasyonlarda q = 0.19 değeri sabit alındı.

Işık eğrisi çözümünde, üçüncü cismin ışık katkısı, l_3 de çözümde serbest parametre olarak bırakıldı ancak anlamlı bir sonuç vermedi. Çözüm, ayarlanabilir parametrelerin düzeltmeleri hatalardan küçük olana kadar devam ettirildi. Işık eğrisi çözümünün sonunda sistemin geometrik ve fiziksel parametre değerleri belirlendi ve Çizelge 4.1.1'de listelendi.

Bileşenlerin geometrik ve fiziksel öğeleri kullanılarak, Şekil 4.1.2'den görüldüğü gibi, hem B hem de V süzgeçinde normalize noktalarla uyumlu kuramsal temsili gösterimler oluşturuldu.



Şekil 4.1.1 Kütle oranı, *q*'ya karşı $\Sigma W(O-C)^2$ nın değişimi.



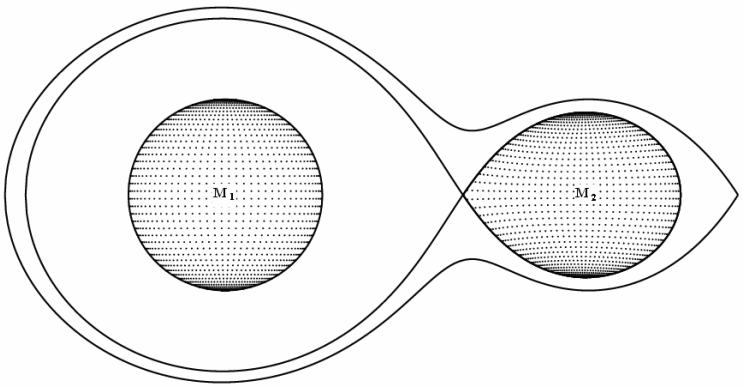
Şekil 4.1.2 AB Cas'ın normalize edilmiş gözlem noktaları ve W-D çözümü sonucunda elde edilen kuramsal eğrileri.

Bileşenlerin potansiyel değerlerinin değişimi sistemin yarı-ayrık olduğunu ortaya koyduğundan, çözüm MOD5'te yapıldı ve sistemin q = 0.19 kütle oranı değeri için, Roche gösterimi de Şekil 4.1.3'de gösterildi. Sonuç olarak; yoldaş bileşen Roche lobunu tamamen doldurmuştur ve baş bileşene madde aktarmaktadır.

Çizelge 4.1.1'den görüldüğü gibi, bu çalışmadaki çözüm sonucunda elde edilen parametre değerleriyle, Rodriguez ve ark. [4] tarafından elde edilen parametre değerlerinin birbirleriyle daha uyum içinde olduğu görülmektedir.

Çizelge 4.1.1 AB Cas'ın farklı yıllarda elde edilen ışıkölçüm çözümleri.

Parametre	B bu çalışma	V bu çalışma	(y) [6]	(y) [4]
i	$88^{\circ}.29(17)$	$88^{\circ}.26(14)$	$85^{\circ}.800$	$87^{\circ}.100$
T_1 (°K)	8000	8000	8000	8000
T_2 (°K)	4705(44)	4729(24)	4380	4714
Ω_1	3.9574(99)	3.9448(93)	4.2500	4.0220
Ω_2	2.2077	2.2077	2.2828	2.2350
Evre kayması	-0.0005	-0.0005	-0.0008	0.0045
Q	0.19	0.19	0.22	0.201
l_3	0.0	0.0	0	0
E	0.0	0.0	0	0
x_1	0.679	0.607	0.590	0.590
x_2	0.906	0.820	0.780	0.790
g_1	1.00	1.00	1.00	1.00
g_2	0.32	0.32	0.320	0.32
$L_1 / (L_1 + L_2)$	0.956	0.921	0.906	0.920
$L_2 / (L_1 + L_2)$	0.044	0.079	0.093	0.080
r_1 *(pole)*	0.265	0.266	0.248	0.2613
r_1 *(point)*	0.270	0.271	0.252	0.2661
r_1 *(side)*	0.268	0.269	0.251	0.2642
r_1 *(back)*	0.269	0.270	0.252	0.2655
r_2 *(pole)*	0.229	0.229	0.239	0.2332
r_2 *(point)*	0.337	0.337	0.350	0.3419
r_2 *(side)*	0.239	0.239	0.249	0.2426
r_2 *(back)*	0.271	0.271	0.281	0.2750
$\Sigma W(O-C)^2$	0.24979	0.18144		



Şekil 4.1.3 AB Cas'ın q = 0.19 için Roche gösterimi.

4.2. RZ Cas'ın Işık Eğrisi Çözümü

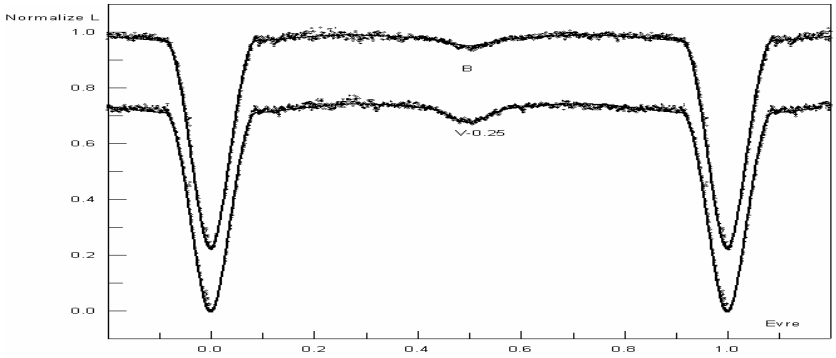
Dizgenin salt parametrelerini, geometrik ve fiziksel öğelerini belirlemek için elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney (2003) [36] programıyla analiz edildi. Her bir gözlem noktası normalize noktaya dönüştürüldü. B ve V süzgeçlerindeki tüm gözlem noktaları 0.25 evrede, sırasıyla $-0^m.627$ ve $0^m.423$'e göre normalize edildi. Işık eğrisinin maksimumlarında ve yan minimumlarında görülen zonklama etkisini ortadan kaldırmamak için, hiçbir gözlem noktasının ortalaması alınmadı. Çözümde B ve V bandlarında sırasıyla, eş ağırlıkta alınan 1294 ve 1307 gözlem noktası kullanıldı.

RZ Cas'ın W-D çözümünde, AB Cas'ın ışık eğrisi çözümünde kullanılan aynı serbest ve sabit parametreler seçilerek, B ve V renklerindeki ışık eğrileri, dikine hız eğrisi ile eş zamanlı olarak çözüldü. Bu parametrelere ek olarak, yarı büyük eksen uzunluğu a ve kütle merkezinin hızı $V\gamma$ iterasyon süresince ayarlanabilir parametre olarak kabul edildi. Kütle oranı q, yarı büyük eksen uzunluğu a ve kütle merkezinin hızı $V\gamma$ için, radyal hız çözümlerinden elde edilen ve Çizelge 3.2'de listelenen değerler, parametrelerin başlangıç değerleri olarak seçildi. Baş yıldızın yüzey sıcaklığı T_1, 8600 K olarak [10]'dan alındı. Eş zamanlı dönme parametreleri F_1, F_2 sırasıyla, 1.2 ve 1.0 değerinde sabit olarak kabul edildi. F_1 değeri, Fukuda'nın [37] baş bileşen için belirlediği *vsini* =85 km/s'e göre hesaplanmıştır.

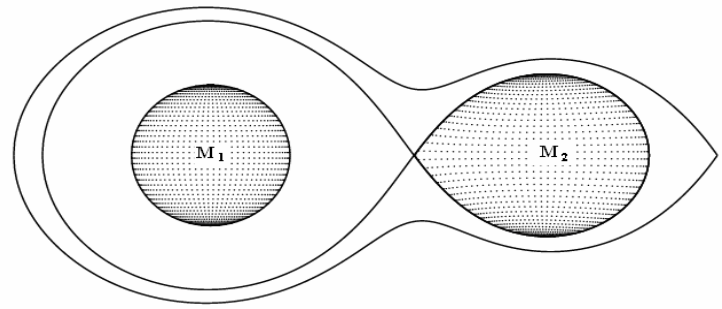
Işık eğrisi çözümü sonucunda elde edilen dizgenin fiziksel ve geometrik öğeleri, Çizelge 4.2.1'de listelendi. Çizelge 4.2.1'e baktığımızda, elde ettiğimiz çözümle, diğer yıllarda yapılan çözümleri karşılaştırdığımızda genelde bir uyum içinde olduğu görülmektedir. Bu çalışmada q değeri 0.338 olarak bulunmuştur ve diğer iki çalışmada q değeri Maxted ve ark.'nın [13] tayfsal çalışma sonucunda bulduğu q = 0.331 değerinde sabit olarak alınmıştır. Yörünge eğikliği i, üç farklı çözümden görüldüğü gibi, yaklaşık 82°-83° arasında değişim gösterir. Bileşenlerin geometrik ve fiziksel öğeleri kullanılarak, Şekil 4.2.1'den görüldüğü gibi, hem B, hem de V süzgeçinde normalize noktalarla uyumlu kuramsal temsili gösterimler oluşturulmuştur. Sistem yarı-ayrık olduğu için, çözüm MOD5'de yapıldı. Şekil 4.2.2'de sistemin q=0.338 için Roche geometrisi gösterilmektedir. Dizgenin yoldaş bileşeni Roche lobunu tamamen doldurmuş olup, baş bileşene madde aktarmaktadır [25].

RZ Cas'ın B ve V renklerindeki ışık eğrileri, elde edilen dikine hız değerleriyle, eş zamanlı olarak çözülmüş ve sisteme ilişkin bulunan salt parametre değerleri hatalarıyla beraber Çizelge 4.2.2'de listelenmiştir.

RZ Cas'ın W-D çözümü sonucunda elde edilmiş olan dikine hız eğrisi ve kuramsal temsili Şekil 4.2.3'de görülmektedir. Rossiter dönme etkisi nedeniyle, bileşenlerin dikine hız eğrilerinde bozulma göze çarpmaktadır. Baş bileşenin dikine hız eğrisi için, 0.9-1.1 ve yoldaş bileşen içinde 0.35-0.65 evre aralıklarında bozulma Şekil 4.2.3'de açık bir şekilde görülmektedir.



Şekil 4.2.1 RZ Cas'ın normalize gözlem noktaları ve WD çözümü sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile uyumu.



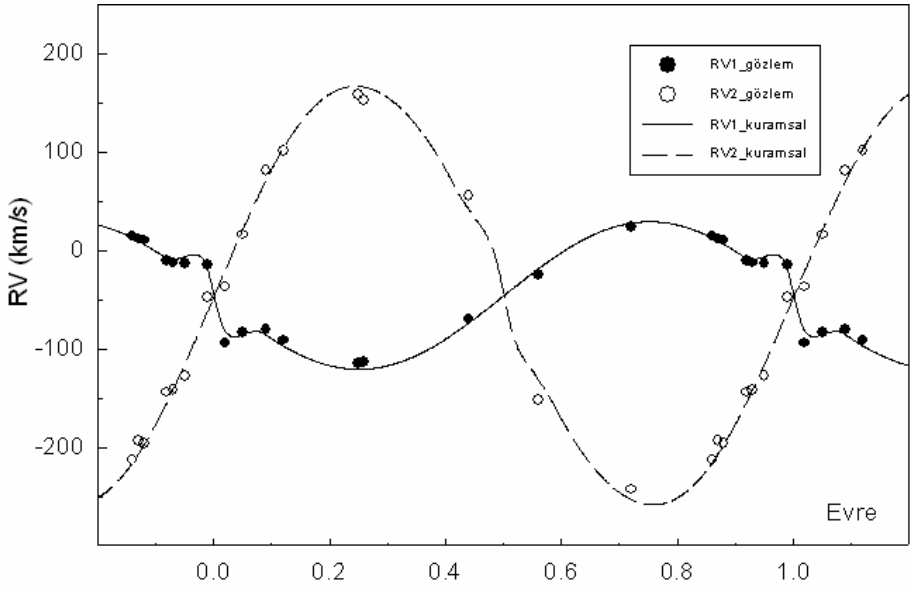
Şekil 4.2.2 RZ Cas'ın q = 0.338 için Roche gösterimi.

Çizelge 4.2.1 RZ Cas'ın farklı yıllarda elde edilen ışık eğrisi çözümleri.

Parametre	B&V bu çalışma	J&K [38]	[10]
i	$81^0.98(5)$	$82^0.01(80)$	$83^0.1(2)$
T_1 (°K)	8600	8720	8600
T_2 (°K)	4480(13)	4359(28)	4370(60)
Ω_1	4.6088(149)	4.408(450)	4.403(19)
Ω_2	2.5489	2.5339	2.534
Evre kayması	0.0011	0.0000	-0.0003
Q	0.338(2)	0.331	0.331
l_3	0.0	0.0	0.0
e	0.0	0.0	0.0
a	6.869(84)	-	-
$V\gamma$	43.89(1.29)	-	-
x_1	0.647 (B) 0.570(V)	0.250 (J) 0.150 (K)	0.65
x_2	0.908 (B) 0.824 (V)	0.470 (J) 0.320 (K)	0.95
g_1	1.00	1.00	1.00
g_2	0.32	0.320	0.32
$L_1 / (L_1 + L_2)$	0.968 (B) 0.932 (V)	0.767 (J) 0.664 (K)	0.974 (v)
$L_2 / (L_1 + L_2)$	0.032 (B) 0.068 (V)	0.233 (J) 0.334 (K)	0.026 (v)
r_1 *(pole)*	0.2337 (8)	0.245 (2)	0.2450 (12)
r_1 *(point)*	0.2359 (9)	0.250 (2)	0.2508 (13)
r_1 *(side)*	0.2339 (9)	0.247 (2)	0.2486 (12)
r_1 *(back)*	0.2353 (9)	0.249 (2)	0.2503 (13)
r_2 *(pole)*	0.2699 (4)	0.2684	0.2684
r_2 *(point)*	0.3906 (45)	0.3886	0.3886
r_2 *(side)*	0.2812 (5)	0.2796	0.2795
r_2 *(back)*	0.3139 (5)	0.3123	0.3122
$\Sigma W(O-C)^2$	0.64487		

Çizelge 4.2.2 RZ Cas'ın farklı yıllardaki çalışmalarda elde edilen salt parametreleri.

Parametre	B&V bu çalışma	[13]	[38]	[10]
M_1 ($M_\odot$)	2.28(9)	2.205(75)	2.21(26)	2.18(7)
M_2 ($M_\odot$)	0.77(3)	0.73(2)	0.73(7)	0.72(2)
R_1 ($R_\odot$)	1.62(2)	1.67(3)	1.69(6)	1.67(2)
R_2 ($R_\odot$)	1.99(3)	1.94(3)	1.95(6)	1.95(3)
T_1 (°K)	8600(100)	8600(100)	8720(100)	8610(5)
T_2 (°K)	4480(14)	4700(200)	4257(26)	4406(7)
$log\ g_1$	4.38(2)	4.34(2)	4.33(2)	4.33(3)
$log\ g_2$	3.73(3)	3.73(2)	3.72(1)	3.72(3)
$log\ L_1/L_\odot$	1.11(1)	1.12(2)	1.17(2)	1.14(3)
$log\ L_2/L_\odot$	0.15(2)	0.16(8)	0.05(1)	0.11(4)
M_{bol1} (mag)	2.01(3)	1.89(6)	1.81(5)	1.91(8)
M_{bol2} (mag)	4.40(4)	4.2(2)	4.66(30)	4.5(1)

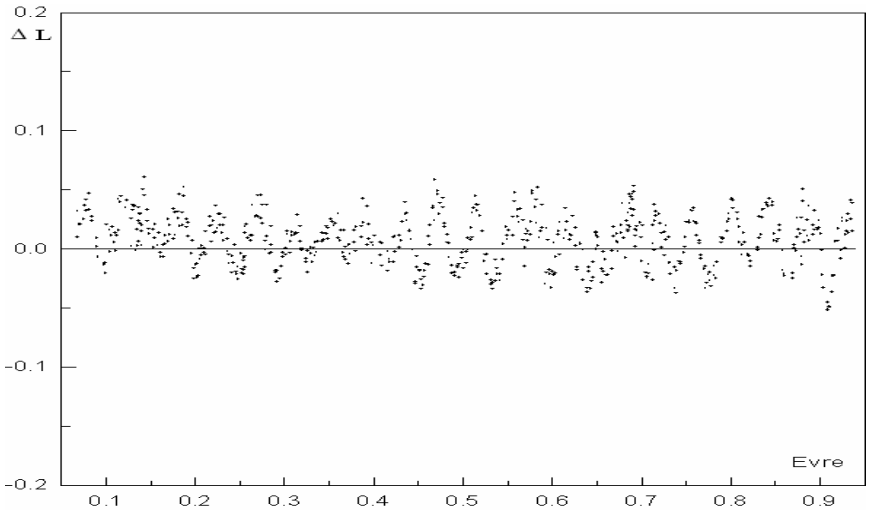


Şekil 4.2.3 RZ Cas'ın baş ve yoldaş bileşeni için, dikine hız değerleri ve W-D çözümü sonucunda bulunan kuramsal eğri gösterimi.

5. Frekans Analizi

5.1 AB Cas'ın Frekans Analizi

AB Cas'ın baş yıldızının zonklama doğasının ortaya çıkartılması için; ışık eğrisinin maksimumlarında görülen yakınlık etkilerinin ve minimumlardaki tutulma etkilerinin arındırılması ve geriye sadece zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimlerinin kalması gerekir. Bu nedenle; Wilson & Devinney (1992) [31] çözümüyle elde edilen kuramsal eğriden, her gözlem verisinin baş minimum olmayacak şekilde farkları alınmış ve geriye Şekil 5.1.1' de gösterildiği gibi, sadece zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimi kalmıştır.



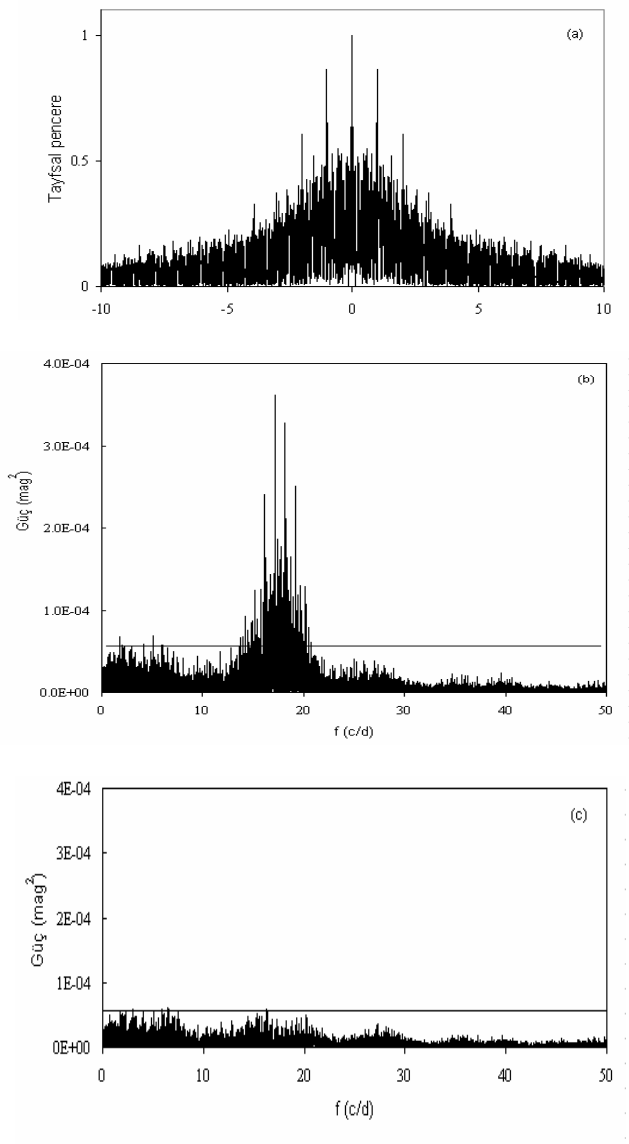
Şekil 5.1.1 AB Cas'ın V renginde hesaplanan ve gözlenen ışık eğrileri arasındaki fark.

Yansıma ve basıklık etkisinden arındırılmış ve MinI evresindeki veri de çıkarıldıktan sonra kalan veriye PERIOD 04 [39] (http://www.astro.univie.ac.at/~dsn/dsn/Period04/), paket programı uygulanarak frekans analizi yapıldı ve bulunan sonuçlar Çizelge 5.1.1'de listelendi. Bulunan sonuçlara göre çizilen; tayfsal pencere, güç tayfı ve artık güç tayfı (duyarlık sınırının üzerindeki frekans arındırıldıktan sonra kalan ikinci baskın frekans) sırasıyla, Şekil 5.1.2 a, b, c'de (V rengi) gösterilmektedir. Gözlemler tek bir gözlemevinden yapıldığı için, güç tayfında da görüldüğü gibi 1 c/d'lik "aliaslar" beklediğimizden daha güçlü bulunmaktadır.

Her iki renkte elde edilen zonklama frekansı daha önceki araştırmacılar tarafından elde edilenlerle uyum içindedir. Rodriguez ve ark. [10] 17.15637 c/d, Rodriguez ve ark. [6], Rodriguez ve ark. [4], tarih sırasına göre frekans değerini; 17,1563 c/d ve 17.1564 c/d olarak bulmuştur. Bu çalışmada frekans değeri, Çizelge 5.1.1'den görüldüğü gibi, B ve V süzgeçlerinde sırasıyla, 17.1564 c/d ve 17.1566 c/d olarak elde edildi. Ayrıca V renginde bizim bulduğumuz genlik değeriyle, Rodriguez ve ark.'nın [6] bulduğu genlik değeri karşılaştırıldı ve anlamlı bir genlik değişimi görülmedi.

Güç tayfında görülen frekansın anlamlı olup olmadığını, genlik için Breger ve ark.'nın [40]'nin verdiği 4σ (S/N)'lık belirtece göre (bu sınırın üstünde kalanların gerçek frekans, altında kalanlarınsa kabul edilemez olacağı) söyleyebiliriz. Bu belirteci referans alarak güçe dönüştürdüğümüzde, S/N miktarı B ve V renkleri için sırasıyla, 10.7 ve 10.5 olarak hesaplandı. Şekil 5.1.2 c'de görüldüğü gibi, ilk frekans arındırıldıktan sonra, artıklara ikinci bir duyarlık sınırı çizildiğinde, bulunan ikinci frekans gürültünün içersinde ve duyarlık sınırının altında kaldığından dolayı anlamlı bir frekans olmadığına karar verildi. Buradan, AB Cas'ın baş bileşeninin tek bir mod'la zonklama yaptığı sonucuna varıldı.

AB Cas'ın zonklama genliğinde geceden geceye bir değişim görülmektedir. Sonuç olarak baş bileşenin birden fazla mod ile zonklayabileceği düşünülebilir. Ancak elimizdeki veriyle, yalnızca tek bir mod bulunabilmiştir. Bu durum, farklı boylamlardaki birkaç gözlemevinin katılacağı bir kampanya ile denetlenebilir. Genlik değişimi için başka bir açıklama, yoldaş bileşenin Roche lobunu doldurarak, baş bileşene kütle aktarmasıdır ki bu da maddeyi az veya çok yoğun gördüğümüz evreye bağlı olarak zonklama genliğinde bir değişmeye neden olabilir.



Şekil 5.1.1 a.b.c V rengindeki a) Tayfsal pencere b) Güç tayfı ve duyarlık sınırı c) Temel moda ilişkin frekans çıkarıldıktan sonra geriye kalan güç tayfı ve duyarlık sınırı.

Çizelge 5.1.1 AB Cas'ın baş bileşeninin zonklama özellikleri.

Parametre	Frekans (cd^{-1})	Genlik (mag)	Evre
B	17.1564 (4)	0.0222 (10)	0.2471 (67)
V	17.1566 (4)	0.0196 (9)	0.2904 (71)

Petersen ve Jorgensen [41] eşitliği olarak bilinen, (5.1) eşitliği kullanılarak; zonklama sabiti $Q = 0^d.036$ (±0.006) olarak bulundu. Bu hesaplamada *g, M_{bol}, T_e* değerleri [6]'dan alındı. Zonklama sabitinin değerine göre de AB Cas'ın baş bileşeninin temel mod ile zonkladığı bulundu.

$$\log Q = -6.454 + \log P + 0.5 \log g + 0.1 M_{bol} + \log T_e \qquad (5.1)$$

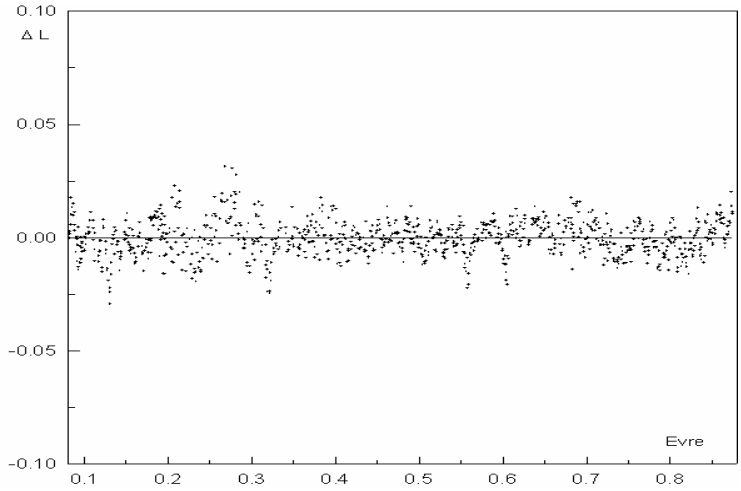
Burada P zonklama dönemi, g çekim sabiti, M_{bol} bolometrik parlaklık ve T_e etkin sıcaklıktır.

5.2 RZ Cas'ın Frekans Analizi

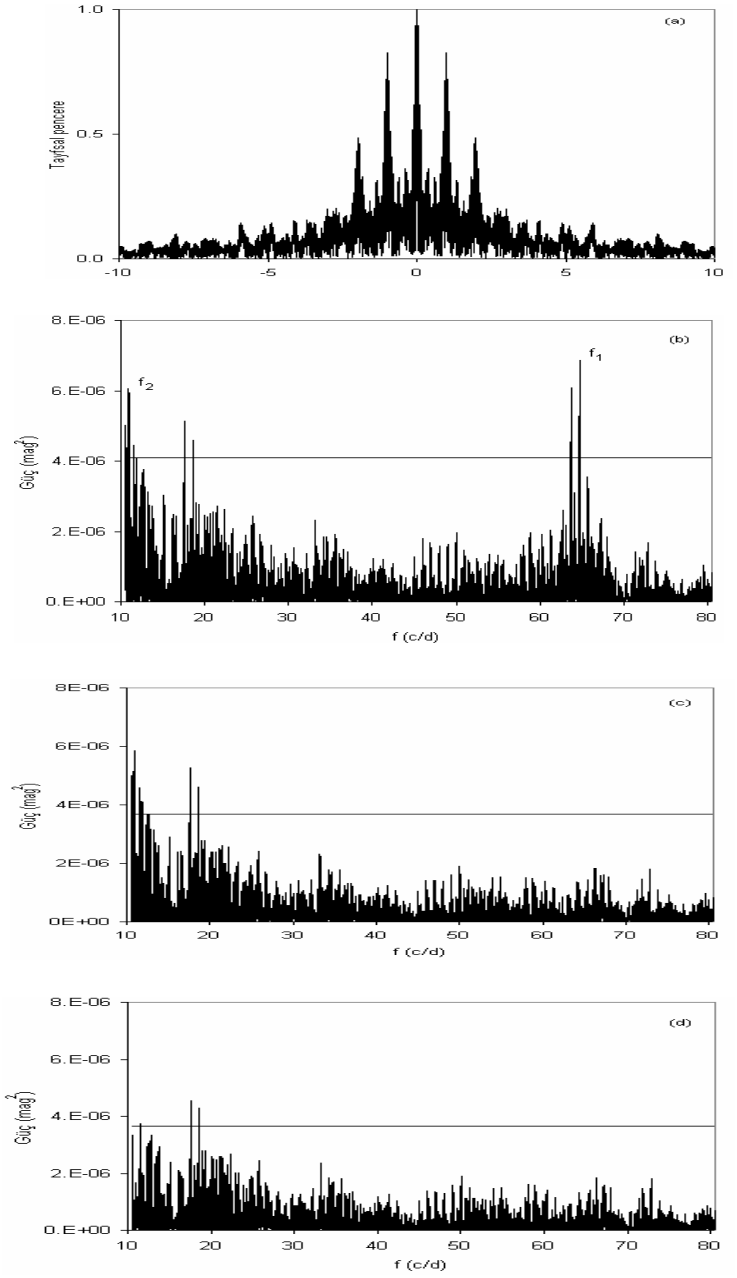
RZ Cas'ın baş yıldızının zonklama doğasının ortaya çıkartılması için; AB Cas da olduğu gibi ışık eğrisinin maksimumlarında görülen yakınlık etkilerinin ve minimumlardaki tutulma etkilerinin arındırılması ve geriye sadece zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimlerinin kalması gerekir. Bu nedenle; Wilson-Devinney (2003) [36] çözümüyle elde edilen kuramsal eğriden, baş minimum evresindeki veri atıldıktan sonra, her gözlem verisinin farkları alınmış ve geriye Şekil 5.2.1' de gösterildiği gibi, sadece zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimi kalmıştır.

Elde edilen veri; yansıma, basıklık vb. etkilerden arındırılmış oldu ve frekans analizi için, PERIOD 04 [39] programında kullanıldı. Bulunan sonuçlar Çizelge 5.2.1'de listelendi. Her iki renkte elde edilen baskın zonklama frekansı daha önceki araştırmacılar tarafından elde edilenlerle uyum içindedir. RZ Cas'ın baş bileşeni için; sadece Ohshima ve ark. [19], [42] çoklu dönem öngörmüşler ancak baskın frekansı 64.199 c/d, Rodriguez ve ark. [10] da 64.1935 c/d olarak bulmuştur. Bu çalışmada da çoklu dönem olduğunu belirledik ve baskın frekansı B renginde 64.1965 c/d ve V renginde ise 64.1972 c/d olarak elde ettik.

Bulunan sonuçlara göre çizilen; tayfsal pencere, güç tayfı ve artık güç tayfı (duyarlık sınırının üzerindeki frekans çıkarıldıktan sonra kalan ikinci baskın frekans ve üçüncü baskın frekans) sırasıyla, Şekil 5.2.2 a, b, c, d'de (V rengi) görülmektedir. Gözlemler tek bir gözlemevinden yapıldığı için, güç tayfında da görüldüğü gibi 1 c/d lik "aliaslar" beklenildiği üzere oldukça güçlü bulunmaktadır.



Şekil 5.2.1 V renginde hesaplanan ve gözlenen ışık eğrileri arasındaki fark.



Şekil 5.2.2 a.b.c.d V rengindeki a) Tayfsal pencere b) Güç tayfı ve duyarlık sınırı c) Birinci baskın moda ilişkin frekans çıkarıldıktan sonra geriye kalan güç tayfı ve duyarlık sınırı d) İkinci baskın moda ilişkin frekans çıkarıldıktan sonra geriye kalan güç tayfı ve duyarlık sınırı.

Güç tayfında görülen frekansın duyarlı olup olmadığına, AB Cas'da uygulanan yöntem kullanılarak genlik için belirlenen 4σ (S/N)'lık belirteçe göre karar verilmiştir. Bu belirteci referans alarak güçe dönüştürdüğümüzde, S/N miktarı B ve V renkleri için sırasıyla, 10.5 ve 10.47 olarak hesaplandı. Şekil 5.2.2 c ve d'de görüldüğü gibi, her iki renkte de ilk frekans arındırıldıktan sonra, artıklara ikinci bir duyarlık sınırı çizildiğinde, bulunan ikinci frekansın duyarlık sınırının üzerinde kaldığı ve δ Scuti yıldızlarına uygun bir dönem aralığına karşılık geldiği için, ikinci frekans anlamlı olarak kabul edildi. İkinci frekans çıkarıldıktan sonra bulunan üçüncü frekans gürültünün içersinde ve duyarlık sınırının altında kaldığından dolayı anlamlı bir frekans olmadığına karar verildi ve RZ Cas'ın baş bileşeninin iki mod'la zonklama yaptığı sonucuna varıldı.

(5.1) eşitliği kullanılarak zonklama sabiti $Q = 0^d.0117$ olarak bulundu. *g*, M_{bol}, T_{eff} değerleri için Çizelge 4.2.2'de listelen bu çalışmada bulunan değerler kullanıldı. Zonklama sabitinin değerine göre; RZ Cas'ın baş bileşeninin, Gamarova ve ark.'nın [43] yaptığı kuramsal çözümlere göre, $l = 2$, $|m| = 1, 2$ yüksek radyal mertebeli (n=6) çapsal olmayan mod ile zonkladığı sonucuna varıldı.

Çizelge 5.2.1 RZ Cas'ın baş bileşeninin zonklama özellikleri.

Parametre	Frekans (cd^{-1})	Genlik (mmag)	Evre
B	64.1965 (7)	2.7 (3)	0.347 (19)
	12.0957 (8)	2.5 (3)	0.478 (20)
V	64.1972 (7)	2.7 (3)	0.244 (20)
	10.5829 (8)	2.4 (3)	0.788 (23)

6. Sonuçlar

Bu çalışmada, δ Scuti türü bileşene sahip Algol türü dizgelerden olan AB Cas ve RZ Cas'ın ışıkölçümü yapılmış ve gözlem verileri analiz edilerek bileşenlerin özellikleri ortaya çıkartılmıştır.

Seçilen dizgelerden Algol türü çift olan AB Cas'ın 2001 yılında yapılan ışıkölçüm gözlemleri sonucunda elde edilen ışık eğrileri, W-D (Wilson-Devinney) programının 1992 sürümü ile analiz edilerek dizgeye ilişkin geometrik ve fiziksel parametreler belirlenmiştir (bkz. Çizelge 4.1.1). Sistemin bugüne kadar yapılmış olan tayfsal çalışması ve dikine hız eğrisinin çözümü olmadığından, ışık eğrisi analizine başlamadan önce yapılan kütle oranı taraması sonucunda, daha önce kabul edilenlerden farklı olarak q=0.19 bulunmuş ve ışık eğrisinin analizinde de bulunan bu değer kullanılmıştır.

AB Cas'ın baş bileşeni δ Scuti türü bir değişim göstermektedir. Bu nedenle tutulma ve yakınlık etkilerinden ileri gelen parlaklık değişimleri gözlenen parlaklıklardan çıkartılarak geriye kalan değişim PERIOD 04 [39] programıyla analizi edilmiş, baş bileşenin zonklama frekansı ve genliği belirlenmiştir.

Baş bileşenin zonklama genliğinde geceden geceye bir değişim olduğu bulunmuştur. Bu şekildeki bir değişim birden fazla mod olma olasılığını ortaya koyar. Yapılan frekans analizinde bulunan ikinci frekans değerinin, δ Scuti yıldızları için uygun frekans aralığına düşmediğinden ve Breger ve ark.'nın [40] ortaya koyduğu belirtece göre de duyarlılık sınırının altında kaldığından anlamlı olmadığı sonucuna varılmıştır. Bu genlik değişimini başka nedenler ortaya çıkarabilir. Bir neden olarak, dizgenin ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuştur; bu nedenle yoldaş bileşenden baş bileşene doğru bir kütle aktarımı olması beklenir. Bu kütle aktarımının etkin olduğu evrelerde küçük bir zonklama genliği, kütle aktarımının az etkin olduğu evrelerde ise büyük bir zonklama genliği beklenebilir [3], [30]. Hesaplanan zonklama sabiti $Q = 0^d.036$ (±0.006) değerine göre, baş bileşenin çapsal (radyal) temel modla zonklama yaptığı sonucuna varılmıştır [6].

Işıkölçümü yapılan diğer Algol türü çift sistem RZ Cas'ın ışık eğrileri Wilson-Devinney programının 2003 sürümü ile, dikine hız eğrisi değerleri de kullanılarak birlikte analiz edildi ve dizgenin geometrik, fiziksel (bkz. Çizelge 4.2.1) ve salt parametreleri (bkz. Çizelge 4.2.2) belirlendi. Özellikle son yıllarda yapılan ışık eğrisi çözümlerinde kütle oranı, hep Maxted ve ark.'nın [13] tayfsal çalışma sonucunda bulduğu, 0.331 değeri sabit olarak alınmasına karşın bu çalışmada kütle oranı serbest parametre olarak seçildi ve q = 0.338 olarak bulundu.

Dizgenin baş bileşeninin frekans analizi için, PERIOD04 programı kullanıldı. İki zonklama frekansı ve bunlara ilişkin zonklama genlikleri elde edildi (bkz. Çizelge 5.2.1). Her iki renkte elde edilen baskın zonklama frekansı daha önceki araştırmacılar tarafından elde edilenlerle uyum içindedir. RZ Cas'ın baş bileşeni için; sadece Ohshima ve ark. [19], [42] çoklu dönem öngörmüşler ancak baskın frekansı 64.199 c/d, Rodriguez ve ark. [10] da 64.1935 c/d olarak bulmuşlardır. Biz de çalışmamızda çoklu dönem olduğunu belirledik ve baskın frekansı B renginde 64.1965 c/d ve V renginde ise 64.1972 c/d olarak elde ettik.

Şekil 5.2.1 c,d'de görüldüğü gibi, her iki renkte de ilk frekans çıkarıldıktan sonra, artıklara ikinci bir duyarlılık sınırı çizildiğinde, bulunan ikinci frekansın duyarlılık sınırının üzerinde kaldığı ve δ Scuti yıldızlarına uygun bir dönem aralığına karşılık geldiği için, ikinci frekans anlamlı kabul edildi. İkinci frekansı çıkardıktan sonra bulunan üçüncü frekans, gürültünün içersinde ve duyarlılık sınırının altında kaldığından dolayı anlamlı bir frekans olmadığına karar verildi. Buradan, RZ Cas'ın baş bileşeninin iki mod'la zonklama yaptığı sonucuna varıldı. RZ Cas'ın zonklama genliği çok değişkendir. AB Cas çift yıldız sisteminde olduğu gibi, RZ Cas'ın yoldaş bileşeni de Roche lobunu doldurmuştur. Bu nedenle yoldaş bileşenden baş bileşene doğru bir kütle aktarımı beklenmelidir ki buna ilişkin kanıtlar tayfsal gözlemler ile ortaya çıkmıştır [25]. Bu nedenle, akan maddenin yoğun bulunduğu evreye göre zonklama genliğinde bir azalma ve maddenin olmadığı veya az yoğun olduğu evrede genlikte bir artma beklenmelidir.

RZ Cas'ın sıcak bileşenine ilişkin zonklama sabiti, (5.1) eşitliği kullanılarak, $0^d.0117$ olarak bulunmuştur. Zonklama sabitinin değerine göre; dizgenin baş bileşeninin, Gamarova ve ark.'nın [43] yaptığı kuramsal çözümlere göre, $l = 2$, $|m| = 1, 2$ yüksek radyal mertebeli (n=6) çapsal olmayan mod ile zonkladığı belirlenmiştir.

Kaynaklar

[1] Hoffmeister, C. (1929), *"132 neue Veränderliche"* Astronomische Nachrichten, 234, 33.

[2] Rodríguez, E. ve Breger, M. (2001), *"delta Scuti and related stars: Analysis of the R00 Catalogue"* Astronomy and Astrophysics, 366, 178-196

[3] Soydugan, E., Demircan, O., Akan, M. C. ve Soydugan, F. (2003), *"A Binary Star with a delta Scuti Component: AB Cassiopeiae"* The Astronomical Journal, 126, 1933-1938

[4] Rodríguez, E., García, J. M., Gamarova, A. Y., Costa, V., Daszynska-Daszkiewicz, J., López González, M. J., Mkrtichian, D. E. ve Rolland, A. (2004), *"delta Sct-type pulsations in eclipsing binary systems: AB Cas"* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 353, 310-318

[5] Tempesti, P. (1971), *"The Eclipsing Binary AB Cassiopeiae as a delta Scuti Star"* Information Bulletin on Variable Stars, No. 596

[6] Rodriguez, E., Claret, A. ve Sedano, J. L., Garcia, J. M., Garrido, R. (1998), *"The eclipsing binary system AB Cas: binarity and pulsation"* Astronomy and Astrophysics, 340, 196-202

[7] Irkaev, B. N., Chekanikhina, O. A. ve Frolov, M. S. (1978), *"Some Comments on AB Cas"* Information Bulletin on Variable Stars, No. 1383

[8] Ando H. (1980), "Preliminary study of light variations of the eclipsing binary AB Cassiopeiae" Astrophysics and Space Science, 71, 249-256

[9] Frolov, M.S., Pastukhova, E. N. ve Mironov, A. V. (1982), *"Investigation of the Pulsational Peculiarities of the Hotter Component in the Eclipsing Binary System AB Cas"* Information Bulletin on Variable Stars, No. 2179

[10] Rodríguez, E., García, J. M., Mkrtichian, D. E., Costa, V., Kim, S.-L., López-González, M. J., Hintz, E., Kusakin, A. V., Gamarova, A. Y., Lee, J. W., Youn, J.-H., Janiashvili, E. B., Garrido, R., Moya, A. ve Kang, Y. W. (2004), *"delta Sct-type pulsations in eclipsing binary systems: RZ Cas"* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 347, 1317.

[11] Müller, G. (1906), "Ein neuer Veränderlicher vom Algoltypus 77.1906 Cassiopejae" Astronomische Nachrichten, 171, 357

[12] Dugan, R. S. (1916), "The Eclipsing Variables RV Ophiuchi, RZ Cassiopeiae" Contr. Princeton University Obs., No. 4

[13] Maxted, P. F. L., Hill, G. ve Hilditch, R. W. (1994), *"Studies of early-type variable stars. 6: Absolute parameters of the Algol system RZ Cassiopeiae"* Astronomy and Astrophysics, 282, 821-830

[14] Narusawa, S. Y., Nakamura, Y. ve, Yamasaki, A. (1994), *"Photometric study of the active Algol system RZ Cassiopeiae"* The Astronomical Journal, 107, 1141-1148
[15] Arganbright, D. V., Osborn, W. ve Hall, D. S. (1988), "A Total Eclipse in RZ Cassiopeiae?" Information Bulletin on Variable Stars, No. 3224
[16] Nakamura, Y., Narusawa, S. ve Kamada, M. (1991), *"The Totality in a Primary Minimum of RZ Cassiopeiae"* Information Bulletin on Variable Stars, No. 3641
[17] Sarna, Marek J., Muslimov, A. ve Yerli, Sinan K. (1997), *"Magnetic activity and evolution of Algol-type stars"* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 286, 209-214
[18] Varricatt, Watson P., Ashok, N. M. ve Chandrasekhar, T. (1998), *"Near-Infrared Photometric Studies of RZ Cassiopeiae"* The Astronomical Journal, 116, 1447-1460
[19] Ohshima, O., Narusawa, Shin-Ya, Akazawa, H., Fujii, M., Kawabata, T. ve Ohkura, N. (1998), *"Detection of the delta Scuti Oscillation in RZ Cassiopeiae"* Information Bulletin on Variable Stars, No. 4581
[20] Olson, E. C. (1982), "Transient photometric disturbances in Algol-like binaries" Astrophysical Journal, 259, 702-718
[21] Davis, S. M., ve Balonek, T. J. (1996), *"RZ Cassiopeiae: Evidence for Spots on the Surface of the Primary Star in an Algol-type Eclipsing Binary System"* American Astronomical Society, 189, 7714
[22] Davis, S. M. 1996, in Benson P. J., Little-Marenin I-R., eds, Proc. (1996) *"RZ Cassiopeiae: Evidence for Hot Spots on the Surface of a Star"* Undergraduate Symposium On Resarch in Astronomy, p. 29
[23] Amado, P. J., Moya, A., Suárez, J. C., Martín-Ruiz, S., Garrido, R., Rodríguez, E., Catala, C., Goupil, M. J. (2004), *"The pre-main-sequence star HD34282: a very short-period delta Scuti-type pulsator"* Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 352, L12-15
[24] Rodríguez, E., López-González, M. J. ve López de Coca, P. (2000), *"A revised catalogue of delta Sct stars"* Astronomy and Astrophysics Supplement, 144, 469-474
[25] Lehmann, H. ve Mkrtichian, D. E. (2004), *"The eclipsing binary star RZ Cas. I. First spectroscopic detection of rapid pulsations in an Algol system"* Astronomy and Astrophysics, 413, 293-299
[26] McCluskey, G. E., Jr. and Kondo, Y. (1984), *"Observations of eight close binaries with the Einstein Observatory"* Astronomical Society of the Pacific, Publications, 96, 817-820
[27] Drake, S. A., Simon, T. ve Linsky, J. L. (1986), *"A 6 centimeter radio survey of short-period active binary stars"* Astronomical Journal, 91, 1229-1232
[28] Umana, G., Leto, P., Trigilio, C., Hjellming, R. M. ve Catalano, S. (1999), *"The radio spectrum of Algol-type systems: RZ Cassiopeiae"* Astronomy and Astrophysics, 342, 709-716
[29] Singh, K. P.; Drake, S. A. ve White, N. E. (1995), *"A study of coronal X-ray emission from short-period Algol binaries"* Astrophysical Journal, 445, 840-854
[30] Soydugan, E., Soydugan, F. İbanoğlu, C., Frasca, A., Demircan, O., Akan, M. C. (2006), "An Algol Type Binary With A Delta Scuti Component: RZ Cassiopeiae Revisited" Astronomische Nachrichten, 327, 905-916
[31] Wilson, R. E. (1992), Documentation of Eclipsing Binary Computer Model, Revision of 1992: May, University of Florida
[32] Diaz-Cordoves, J., Claret, A., ve Gimenez, A. (1995), *"Linear and non-linear limb-darkening coefficients for LTE model atmospheres"* Astronomy and Astrophysics Supplement, 110, 329
[33] Rucinski, S. M. (1969), *"The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes"* Acta Astronomica 19, 245
[34] von Zeipel H. (1924), "The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses" Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 84, 665-683
[35] Lucy, L. B. (1967), *"Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes"* Zeitschrift für Astrophysik, 65, 89
[36] van Hamme, W. and Wilson, R. E. (2003), *"Stellar atmospheres in eclipsing binary models"* ASPC, Conf. Ser. 298, 323
[37] Fukuda, I. (1982), *"A statistical study of rotational velocities of the stars"* Astronomical Society of the Pacific, Publications, 94, 271-284
[38] Varricatt, Watson P. (2000), "Photometric studies of close binary systems" Bulletin of the Astronomical Society of India, 28, 321-327
[39] Lenz, P. ve Breger, M. (2005), *"Period04 User Guide"* Communications in Asteroseismology, 146, 53-136
[40] Breger, M., Stich, J., Garrido, R., Martin, B., Jiang, S. Y., Li, Z. P., Hube, D. P., Ostermann, W., Paparo, M. ve Scheck, M. (1993b), "Nonradial Pulsation of the Delta-Scuti Star Bu-Cancri in the Praesepe Cluster" Astronomy and Astrophysics, 271, 482
[41] Petersen, J. O. ve Jorgensen, H. E. (1972), *"Pulsation of models in the lower part of the cepheid instability strip and properties of AI Vel and del SCT variables"* Astronomy and Astrophysics, 17, 367

[42] Ohshima, O., Narusawa, Shin-ya, Akazawa, H., Arai, K., Fujii, M., Kawabata, T., Morikawa, K., Ohkura, N. ve Takeuti, M. (2001), "Short-Period Light Variation of an Eclipsing Binary System: RZ Cassiopeiae" Astronomical Journal, 122, 418-424

[43] Gamarova, A. Y., Mkrtichian, D. E., Rodriguez, E., Costa, V. ve Lopez-Gonzalez, M. J. (2003), "Application of the Spatial Filtration Method to RZ Cas" ASPC, 292, 369

ALGOLLERDE KÜTLE AKTARIMININ BELİRTEÇLERİ: S Equ ve KO Aql'nın TAYF ANALİZİ

Faruk SOYDUGAN[1,2], Esin SOYDUGAN[1,2]

Özet:

Çift yıldızlardaki kütle aktarımı ve toplanması sürecini çözmek için dizgeyi oluşturan bileşenlerin salt öğeleri ve yörünge parametreleri iyi bilinmeli yani dizge iyi tanınmalıdır. Bu nedenle bu çalışmada, ilk olarak, Algol türü sistemler S Equ ve KO Aql için Catania Astrofizik Gözlemevi (İtalya)'nde *echelle* tayfçeker ile alınan tayf verisi kullanılarak bileşenlerin dikine hız değerleri ölçülmüştür. İki dizgenin soğuk bileşenlerinin ilk olarak dikine hız değişimleri belirlenmiş ve dizgelere ilişkin duyarlı ilk yörünge çözümleri yapılarak salt öğeler belirlenmiştir. Algollerde kütle aktarımının belirteçlerinden olan kütle alan bileşenlerin dönme hızları, tayf verisi kullanılarak belirlenmiş ve her iki bileşenin de sıcak bileşenlerinin eş-dönme değerlerine göre %30 daha hızlı döndükleri ortaya çıkarılmıştır. S Equ ve KO Aql'nın Hα fark tayfları, kütle aktarımı ve toplanmasına ilişkin önemli kanıtlar sunmuştur: Her iki dizgede de, özellikle birinci minimum öncesi ve sonrası soğurma yapıları ile karşılaşılmıştır. Bu yapıların dikine hız değişimleri kullanılarak madde toplanmasının akan maddenin sıcak yıldıza çarptığı bölge etrafında yoğunlaşma gösterdiği belirlenmiştir. Yine her iki dizgenin Hα fark tayfları, salma özellikleri de göstermekte olup bu salmanın da soğuk bileşenlerin manyetik etkinliği ile ilişkili olabileceği önerilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *çift yıldızlar: Algoller, tayfbilim, kütle aktarımı*

Abstract:
The absolute parameters of the components and the orbit elements of the binary system should be known precisely to understand the mass accretion process. Therefore, in this study, firstly, the radial velocities of the components of Algol type binaries S Equ and KO Aql have been measured using the spectroscopic data obtained with *echelle* spectrograph at Catania Astrophysical Observatory (Italy). The radial velocity variations of the cooler components of the systems have been determined for the first time and according to the precise orbital solutions, the absolute parameters of the components have been obtained. The rotational velocities of the hotter components, which is an indicator of mass transfer in Algol type binaries, have been determined for the systems S Equ and KO Aql using the spectral data, and it is found that both of the hotter components rotate 30% faster than the synchronized values. The Hα difference profiles of the systems presented important evidences on the mass transfer and mass accretion. In both systems, especially before the primary eclipse and after wards, we observed strong absorption. Using the radial velocities of this absorption features; we have found that the mass accretion is very dense around the impact region of the hotter components. The Hα difference profiles of S Equ and KO Aql indicate also emission features, which should be related with magnetic activity of the cooler components.

Key words : *binary stars: Algols, spectroscopy, mass transfer*

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale*
[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Çanakkale*
e-mail: sfaruk@physics.comu.edu.tr, esints@physics.comu.edu.tr

1. Giriş

Algol türü dizgeler, çift yıldızların evrimlerinin anlaşılmasında önemli role sahiptirler. Onların evrim durumlarının tam olarak belirlenmesi de gösterdikleri kütle aktarımı sürecinin anlaşılmasına bağlıdır. Son yıllarda tayf gözlemlerinde ulaşılabilen yüksek yayma gücü sayesinde bu tür dizgelerin kütle aktarımına ilişkin gösterdikler izler daha ayrıntılı incelenmeye başlanılmıştır [1]. Bir çift dizgedeki kütle aktarımı sürecini çözmek için bileşenlerin salt öğeleri ve yörünge parametreleri iyi bilinmelidir. Algollerde soğuk bileşenlerin toplam ışınıma katkıları oldukça düşüktür. Bu nedenle, dikine hız değişimlerinin çıkarılması oldukça güçtür. Yüksek çözümleme gücündeki tayflar bu problemi çözmemize olanak verirken aynı zamanda dizgenin bileşenlerinin salt öğelerini daha duyarlı bulmamızı sağlamaktadır. Tayf verisi yardımıyla özellikle son yıllarda Algollerin sıcak bileşenlerinin dönme hızları duyarlı biçimde ölçülmeye başlanmış ve dönme hızlarının kütle aktarımına ilişkin kanıtlar taşıdığı belirtilmiştir. Yaklaşık 50 yıldır üzerinde çalışılan fakat son yıllarda daha duyarlı tayf verisi kullanılarak, kütle aktarımı ve maddenin sıcak bileşen etrafındaki dağılımına ilişkin kanıtlar, özellikle optik bölgede Hα, Hβ gibi çizgiler kullanılarak yapılan analizler ile ayrıntılı biçimde ortaya çıkarılmaya başlanmıştır. Işıkölçüm çalışmalarında ise, kütle aktarımının etkileri kendisini genellikle uzun dönemli Algollerin ışık eğrilerinde göstermektedir. Bunlara ilişkin verinin toplanması da oldukça güç olduğundan, bu tür çalışmalar daha çok hem uzun hem de kısa dönemli Algoller için, dizgenin gözlenen minimum zamanları kullanılarak yapılan yörünge dönemi değişimleri ile ilgili analizler üzerinde yoğunlaşmıştır.

Bu çalışmada, seçilen Algol türü dizgeler, S Equ ve KO Aql olup kütle aktarımı sürecinde olmaları beklenmektedir. Kısa dönemli çok sayıda Algol türü dizgenin Hα fark tayflarını incelendiğinde S Equ ile KO Aql'nın da bazı benzer sistemler gibi etkin kütle aktarımı gösterebileceği ve bu kütle aktarımı sürecinin oldukça değişken olabileceğini önerilmiştir [2]. Bu iki dizgede, soğuk bileşenlerin dikine hızlarının bugüne kadar elde edilememiş olması da bu dizgelerin seçilmesinde anahtar olmuştur.

2. Seçilen Yıldızların Özellikleri

2.1 S Equ

S Equ (BD +040 4584, HIP 103419, V≈8^m.4), P=3.436 gün yörünge dönemine sahip yarı-ayrık Algol türü bir dizgedir. Sıcak ve soğuk bileşenlerin tayf türleri [3] sırasıyla B7V ve G8III olarak verilmektedir. Cester ve ark. 'nın [4] çalışmasında, birinci tutulma öncesi ve sonrası asitmetriler gösterdiği belirlenen ışık eğrileri analiz ederek dizgenin fiziksel ve geomerik parametreleri belirlenmiştir. Sıcak yıldızın tayf türü Roman tarafından B8V ve daha sonra B9.5V olarak verilmiştir [6]. Soğuk bileşene ilişkin tayf türü ise, Hα'nın kırmızı bölgesinde yapılan çalışma sonucunda F9 III-IV olarak tahmin edilmiştir [7]. S Equ'ya ilişkin en son ışık eğrisi çözümü Zola [8] tarafından yapılmış ve çözüm sonucunda olası bir üçüncü cismin varlığı ortaya konulmuştur. Ayrıca, bu çalışmada sistemin mutlak parametreleri daha önce yayınlanan birinci bileşenin dikine hız eğrisi [6] kullanılarak hesaplanmıştır.

Bugüne kadar S Equ'ya ilişkin madde aktarımı ile ilgili özellikleri ortaya koyan birkaç tayf çalışması yayınlandı [1,2,9]. Bu çalışmalarda, sistemin tayflarında, küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru olan kütle aktarımı sonucunda oluşan toplanma bölgesinin (halka veya disk) neden olduğu tek pikli ve bazen de zayıf çift pikli salma özelliği ile karşılaşıldı.

Bunun yanında, S Equ'ya ilişkin oluşturulan Doppler görüntülerinde, dizgedeki ek salma ve soğurmaların kaynağının, akan madde, toplanma diski ve soğuk bileşenin kromosferik aktivitesi olabileceği önerilmiştir [9,10].

S Equ'ya ilişkin O-C eğrileri birkaç kez yayınlanmasına rağmen [6, 11] ayrıntılı dönem değişimi çalışması Qian & Zhu [12] ve Soydugan ve ark. [13] tarafından

yayınlanmıştır ve her iki çalışmada da değişimin nedenlerinin küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene madde aktarımı ve olası üçüncü cisim olabileceği önerilmiştir.

2.2 KO Aql

KO Aql'nın (BD $+10^0$ 3655, HIP 92177, V $\approx 8^m.4$) Algol türü bir dizge olduğu 1930 yılında belirlenmiş [14] ve yörünge dönemini ilk olarak 2.864071 gün olarak bulunmuştur [15]. Sıcak bileşenin tayf türü A0 olarak verilmiştir [16]. Soğuk bileşenin ise, toplam ışınıma katkısının optik bölgede oldukça küçük olması ve yüksek çözünürlükte tayfının alınamamış olmasından dolayı tayf türüne ilişkin çelişkili bilgiler, ışık eğrisi sonuçlarından gelmektedir. İkinci bileşeninin Roche lobunu doldurmuş G0 tayf türünde olması gerektiğini önerilirken [17] , son ışık eğrisi analizi de [18] ikinci bileşenin Roche lobunu doldurmuş K2-4 yıldızı olduğunu göstermiştir. Sistemin yörünge döneminde artış olduğu ortaya konmuş [17] ve yörünge dönemi analizi yapılarak dönem değişim miktarı $\approx$ 0.375 s/yıl olarak belirlenmiştir [18].

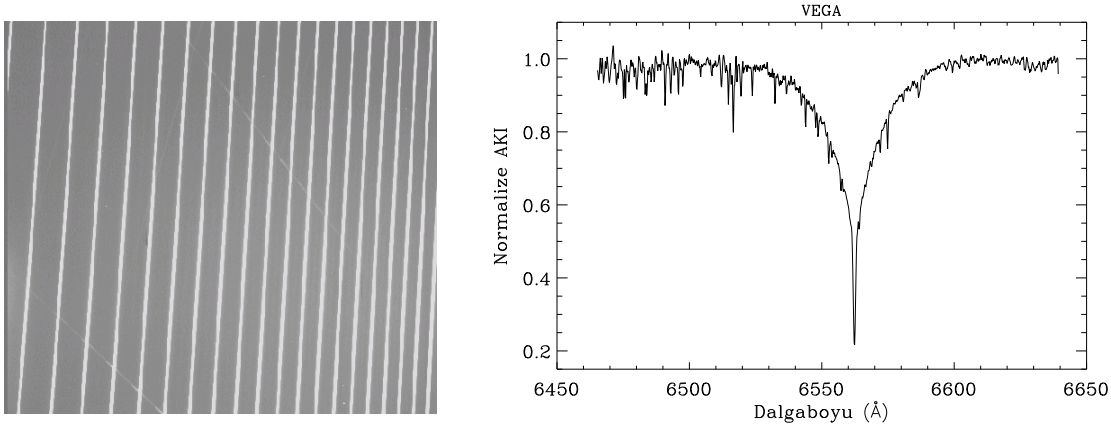
Dizgenin sadece birinci bileşenine ilişkin dikine hız eğrisi ve çözümü yayınlanmıştır [16]. Hα yöresinde yalnızca 0.611 evrede alınmış tayf verisi yayınlanmış ve oluşturalan fark tayfında alıcı bileşen etrafındaki maddenin kanıtı olabilecek ek salma ve soğurma yapısı belirlenmiştir [2].

3. Gözlemler

Bu çalışmanın temelini oluşturan tayfsal gözlemler, 12 Eylül-19 Kasım 2003 ile 02 Mart-29 Temmuz 2004 tarihleri arasında iki ayrı gözlem sezonunda İtalya'nın Catania şehrinde bulunan INAF-Catania Astrofizik Gözlemevi'ndeki 91cm Cassegrain türü teleskoba bağlı *echelle* tayfçekeri ile yapılmıştır. 300 çizgi/mm echelle çapraz yayma düzenine sahip tayfçeker ile yüksek çözünürlükte tayflar elde edilmektedir. Kullanılan yarık genişliği 400 μm olup kullanılan ağ açısı (Hα için) 223:40'dır. Gözlemler 19 tayf dizisi üzerinde Hα, Hβ ve Hγ çizgilerini kapsayacak şekilde 4300Å-6650Å dalgaboyu aralığında yapılmıştır. Tayfsal çözümleme gücü ($\lambda/\Delta\lambda$) ise tüm tayf dizileri için yaklaşık 22000 yöresinde olup Hα için $\Delta\lambda \approx$ 0.30Å'dür. Kullanılan CCD, 1024x1024 (SITE arkadan aydınlatmalı) boyutlarında olup herbir pikselin boyutu 24 μm x 24 μm'dir. Sinyal/gürültü oranı (S/G), gözlenen sistemlerin parlaklığına, poz süresine ve hava-gökyüzü koşullarına göre değişmesine karşın tayfı alınan Algoller için bu değer 30-80 arasında değişmektedir.

Tayf gözlemlerinde genel olarak dikine hız ölçmek ve tayfın belli bölgesinde veya özel bir çizgi üzerindeki farklı fiziksel süreçler nedeniyle ortaya çıkabilecek değişimleri belirlemek için S Equ ve KO Aql yanında uygun standart yıldızlar da gözlenmiştir. Bunun yanında, atmosfer kaynaklı tayf çizgilerini yıldızların tayflarından arındırmak amacıyla gözlem sezonuna bağlı olarak her gece Altair ve α Leo uygun poz süreleri ile gözlenmiştir.

Alınan tayfların indirgeme işlemleri, IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paketi içinde yer alan programlar yardımıyla sonuçlandırılmıştır. Bu aşamada uygulanan adımlar şu şekilde sıralanabilir: sıfır düzeyinin (BIAS) çıkarılması, düz alan (FLAT) görüntülerinin normalize edilmesi, saçılmış ışık düzeltmesi, görüntülerin tayfa dönüştürülmesi, Th-Ar lambası tayfları kullanılarak dalgaboyu kalibrasyonunun yapılması, düz alan görüntülerine bölme, tayfın normalize edilmesi. Alınan tayfların ham görüntüsüne ilişkin bir örnek Şekil 1'de sol panelde verilmektedir. Buradan da görüleceği üzere, tayflar 19 dizi (order) üzerinde kaydedilmiştir. Yukarıdaki indirgeme aşamaları, bu şekildeki bir görüntüye uygulandığında (atmosferik çizgiler arındılmadan önce) sadece ikinci tayf dizisi için elde edilen tayf ise Şekil 1 sağ panelde gösterilmektedir.



Şekil 1. Vega'nın 01 Mayıs 2004 tarihinde alınmış tayfının indirgenmeden önceki ham CCD görüntüsü (sol panel). Alınan tayf görüntüsünde soldan ikinci diziye (Hα bölgesi) ilişkin indirgenmiş tayfı (sağ panel).

4. Tayf Analizi

4.1 Dikine Hız Eğrileri ve Yörünge Çözümleri

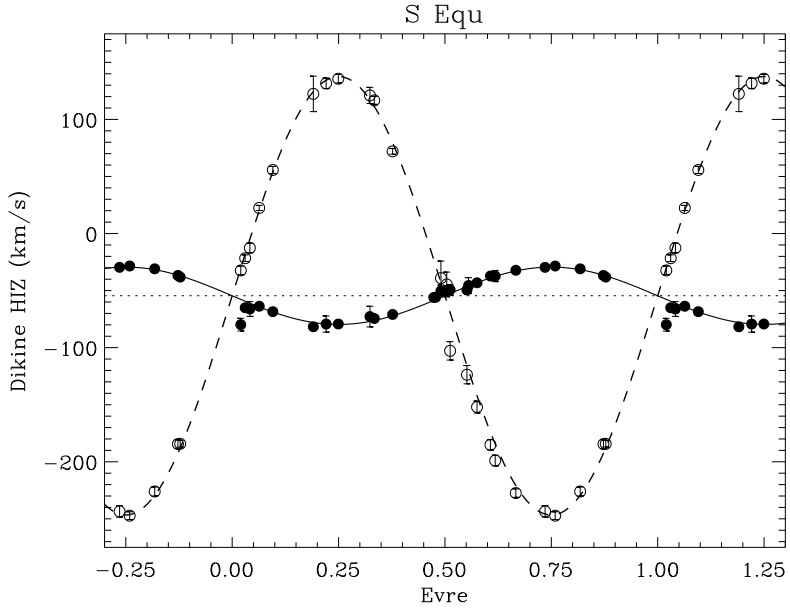
Algol türü dizgelerde kütle aktarımına ilişkin tayfsal belirteçler aranacağı zaman, doğru atmosfer modelleri yapılmalıdır. Bu ancak bileşenlerin salt öğeleri iyi bilindiğinde gerçekleştirilebilir. Bu nedenle, S Equ ve KO Aql'nın kütle aktarımı, toplanması ve/veya diğer fiziksel süreçlere ilişkin bilgi çıkarabilmek amacıyla tayf analizi yapılmadan önce şu ana kadar tam olarak belirlenemeyen dikine hız değişimleri ve yörünge çözümleri üzerinde durulacaktır.

4.1.1. S Equ'nun Dikine Hız Eğrisi ve Çözümü

S Equ'nun kütle aktarımına ilişkin tayf çalışmaları yapılmasına rağmen [1,2,6] bugüne kadar sadece Plavec [6] tarafından yayınlanan birinci bileşenin dikine hız eğrisi ve çözümü bulunmaktadır.

S Equ'nun bu çalışmada elde edilen tayf verileri kullanılarak dizgenin bileşenlerinin dikine hız değerleri, *"çapraz korelasyon"* yöntemi ile IRAF paketi içinde yer alan *FXCOR* programı [19] kullanılarak belirlenmiştir. Bu işlem sırasında, dikine hız standardı olarak yavaş dönme hızına sahip ve dikine hız değerleri değişim göstermeyen yıldızlar seçilmiştir. Bunlar, sıcak bileşen için Vega, soğuk bileşen için β Vir'dir.

Dikine hız ölçümleri sırasında, farklı fiziksel süreçlerden (kütle aktarımı, manyetik etkinlik gibi) etkilenebilecek ve oldukça geniş çizgiler olan Balmer serisi (Hα, Hβ ve Hγ) ve NaI D_2 çizgilerinden kaçınılmıştır. Ayrıca atmosfer kaynaklı çizgilerin (tellurik çizgi) yoğun bulunduğu tayf bölgesinden (örneğin 6270Å-6320Å ve Hα yöresi) bu çizgiler çıkarılmıştır. Yukarıda belirtilen çizgileri içeren tayf dizileri dikine hız ölçümünde kullanılmamış olup bunun dışında kalan tüm diziler dikine hız ölçümünde kullanılmıştır. Her bir dizide ölçülen dikine hız değerlerinin ağırlıklı ortalaması o gözlem evresi için dikine hız değeri olarak verilmektedir. Şekil 2'de S Equ'nun her iki bileşeninin (içi dolu daireler sıcak bileşenin, içi boş daireler soğuk bileşenin dikine hızlarını temsil etmektedir) ölçülen dikine hızları yanılgıları ile birlikte gösterilmektedir.



Şekil 2. S Equ'nun sıcak (içi dolu daire) ve soğuk bileşenlerinin (içi boş daire) dikine hız değerleri ile onların kuramsal temsili. Sürekli ve kesikli çizgi sırasıyla sıcak ve soğuk bileşen için elde edilen kuramsal eğrilerdir.

Çizelge 1. S Equ'nun dikine hız çözümünden bulunan yörünge parametreleri ile Plavec [6] tarafından verilen sıcak bileşenin dikine hız çözüm sonuçları.

Parametre	**Bu çalışma**	**Plavec (1966)**
T_0 (HJD)	52503.086[a]	
P (gün)	3.436128[a]	
V_0 (km/s)	-54.5 ± 0.5	-48.9
K_1 (km/s)	25.1 ± 0.6	22.5
K_2 (km/s)	192.1 ± 1.2	
q (=M_2/M_1)	0.131 ± 0.003	
$M_1 \sin^3 i$ (M⊙)	3.23 ± 0.06	
$M_2 \sin^3 i$ (M⊙)	0.42 ± 0.01	
$a_1 \sin i$ (km)	$1.19x10^6 \pm 3.0x10^4$	$1.06x10^6$
$a_2 \sin i$ (km)	$9.08x10^6 \pm 5.6x10^4$	

[a] Kreiner [20]'den alınmıştır.

Dikine hız ölçümlerinde sıcak bileşen için yanılgılar genellikle 1-2 km/s, soğuk bileşen için ise 4-5 km/s yöresinde olduğundan şekilde yanılgı çizgilerinin tümü görülememektedir. Elde edilen dikine hız eğrilerinin çözümleri, IDL programı yardımıyla, dairesel yörünge varsayımında, en küçük kareler yöntemi ile yapılmıştır. Burada, Rossiter dönme etkisi ve diğer bozucu etkilerden kaçınmak için çözümde baş minimum için 0.95-0.05 ve yan minimum için 0.45-0.55 evre aralığından kaçınılmıştır.

Yörünge çözümünde bulunan parametreler ve yanılgıları ise Çizelge 1'de verilmektedir. Burada ayrıca, Plavec [6] tarafından sıcak bileşen için yapılan dikine hız eğrisi çözüm sonuçları da yer almaktadır.

4.1.2. KO Aql'nın Dikine Hız Eğrisi ve Çözümü

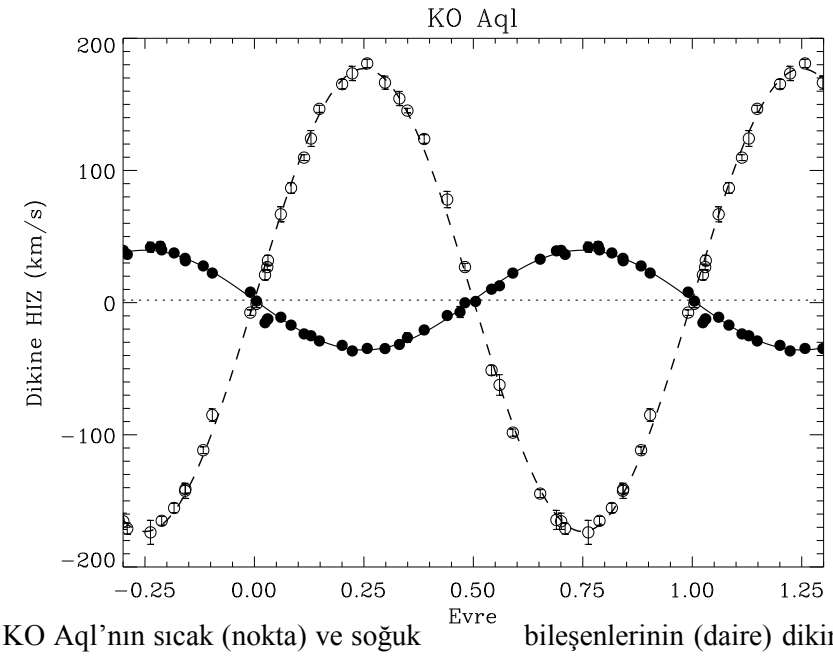
KO Aql'nın bugüne kadar sadece Sahade [16] tarafından yayınlanmış dikine hız eğrisi bulunmaktadır. Sıcak bileşene ilişkin bu dikine hız değerleri oldukça saçılmalıdır. Soğuk bileşenin dikine hız eğrisi ise bu çalışmaya kadar elde edilememiştir.

KO Aql dikine hız ölçümleri için de S Equ için uygulanan aşamalar izlenmiş ve IRAF paketindeki *FXCOR* programı ile çapraz korelasyon yöntemi kullanılarak dikine hız ölçümleri yapılmıştır. Sıcak ve soğuk bileşenler için Vega ve α Boo dikine hız standardı olarak kullanılmıştır.

Şekil 3'de KO Aql'nın her iki bileşeninin ölçülen dikine hızları yanılgıları ile gösterilmektedir (noktalar sıcak bileşenin, daireler soğuk bileşenin dikine hızlarını temsil etmektedir). Elde edilen dikine hız eğrileri, S Equ için kullanılan yöntem izlenerek çözülmüştür. Çözüm sonucunda bulunan kuramsal eğriler de Şekil 3'de gösterilmekte olup sürekli çizgi birinci bileşen için kesikli çizgi de ikinci bileşen için kuramsal sinüs eğrileridir.

KO Aql'nın dikine hız eğrisi çözümü sonucunda bulunan yörünge parametreleri Çizelge 2'de verilmektedir. Burada ayrıca, karşılaştırma amacıyla Sahade [16] tarafından yayınlanan sıcak bileşene ilişkin dikine hız çözüm sonuçları da yer almaktadır ancak bu dikine hız eğrisi saçılma göstermesine rağmen sıcak bileşene ilişkin çözüm sonuçlarının bu çalışma ile hemen hemen aynı olması şaşırtıcıdır.

KO Aql'nın bu çalışma ile ilk kez soğuk bileşenine ilişkin dikine hız değişimi ortaya çıkarılarak dizgenin ilk duyarlı yörünge çözümü ve parametreleri verilmiştir.



Şekil 3. KO Aql'nın sıcak (nokta) ve soğuk bileşenlerinin (daire) dikine hız değerleri ile onların kuramsal temsili. Sürekli ve kesikli çizgi sırasıyla sıcak ve soğuk bileşen için elde edilen kuramsal eğrilerdir.

Çizelge 2. KO Aql'nın yörünge parametreleri ile Sahade [16] tarafından verilen sıcak bileşenin dikine hız çözüm sonuçları.

Parametre	**Bu çalışma**	**Sahade (1945)**
T_0 (HJD)	52501.707[a]	26585.442
P (gün)	2.864068[a]	2.863844
V_0 (km/s)	1.9 ± 0.1	-2.7
K_1 (km/s)	37.8 ± 0.2	37.8
K_2 (km/s)	175.1 ± 0.9	
q (=M_2/M_1)	0.216 ± 0.002	
$M_1 \sin^3 i$ (M⊙)	2.36 ± 0.03	
$M_2 \sin^3 i$ (M⊙)	0.51 ± 0.01	
$a_1 \sin i$ (km)	$1.49x10^6 \pm 1.0x10^4$	$1.5x10^6$
$a_2 \sin i$ (km)	$6.90x10^6 \pm 3.4x10^4$	

[a] Kreiner [20]'den alınmıştır.

4.2 Sıcak Bileşenlerin Dönme Hızları

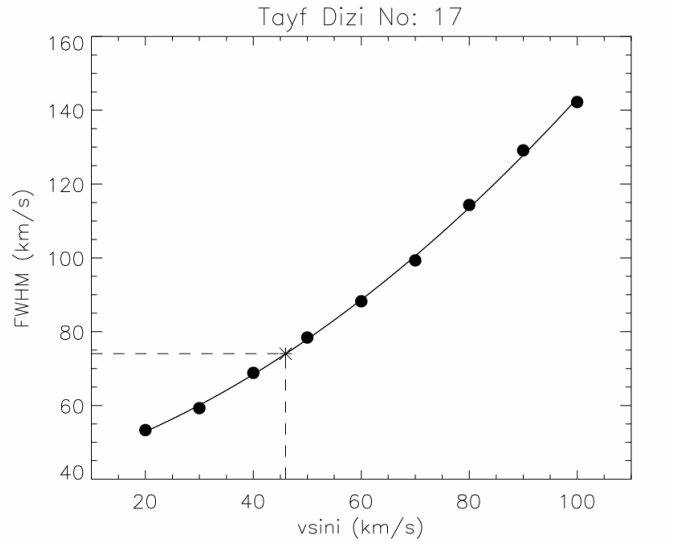
Son yıllarda yapılan çalışmalarda Algollerin sıcak bileşenlerinin dönme hızlarının kütle aktarımına ilişkin önemli ipuçları verdiğini ortaya konulmuştur [21]. Kısa dönemli Algollerde dönme hızları eş-dönme değerine yakın iken, uzun dönemli Algollerde bu değerden oldukça uzaklaşmakta olup çok yüksek dönme hızları ile karşılaşılmaktadır. Bu nedenle, bu çalışma kapsamında tayf verisi alınan S Equ ve KO Aql'nın sıcak bileşenlerinin dönme hızları ölçülerek eş-dönme hızları ile karşılaştırılacak ve kütle aktarımının bu parametre üzerinde etkisi araştırılacaktır.

Dönme hızı ölçümünde kullanılan yöntem, dönme hızı ölçülecek yıldız ile standart yıldızların karşılaştırılmasına dayanır: Dönme hızı ölçümü yapılacak yıldızın tayf türü ve ışıtma sınıfına olası en yakın, düşük dönme hızına sahip standart yıldız gözlenir ve daha sonra bu standart yıldızın tayfı farklı hızlarla döndürülerek sentetik standart tayflar oluşturulur. Oluşturulan sentetik tayflar, gözlenen standart yıldızın tayfı ile karşılaştırılır ve dönme hızı ile ilgili çapraz korelasyon fonksiyonunun FWHM'ı (yarı yüksekliktekli en büyük genişlik) arasındaki ilişki bulunur. Son olarak, değişen yıldız ile standart yıldızın gözlenen tayfı karşılaştırılarak bulunan FWHM değeri kullanılarak *vsini*-FWHM korelasyonundan ilgili yıldızın *v sini* değeri ölçülebilir. Bu yöntem uygulanarak, S Equ ve KO Aql'nın sıcak bileşenlerine ilişkin *v sini* değerleri her iki bileşen için de uygun standart yıldız olan Vega kullanılarak oluşturulan korelasyon yardımıyla ölçülmüştür. Ölçüm sırasında, en duyarlı sonuç veren ve çok sayıda metal çizgisi içeren 17. (4490Å-4600Å) ve 18. (4400Å-4510Å) tayf dizileri kullanılmıştır. Şekil 4'de, 17. dizi için elde edilen korelasyonun grafiği verilmektedir.

S Equ ve KO Aql için farklı gözlem gecelerinde ve tutulmalardan uzak evrelerde elde edilmiş çok sayıda tayf verisinden sıcak bileşenlerin *v sini* değerleri belirlenmiş ve bu değerlerin ağırlıklı ortalaması ölçüm değeri olarak kabul edilmiştir (bkz. Çizelge 3). S Equ ve KO Aql'nın sıcak bileşenleri için eş-dönme hızları ise, ilgili salt öğeler kullanılarak aşağıdaki eşitlik ile hesaplanabilir:

$$v \sin i = \frac{2\pi}{P} R \sin i \qquad (1)$$

Buruda, P, yörünge dönemi, R, ilgili yıldızın yarıçapı ve i de yörünge eğikliğidir. Bu eşitlik ile, S Equ ve KO Aql'nın sıcak bileşenlerine ilişkin hesaplanan eş-dönme hızları ve ölçülen *v sini* değerleri Çizelge 3'te verilmektedir. Ayrıca, F = $(v \sin i)_{\text{gözlem}} / (v \sin i)_{\text{eş}}$ olarak tanımlanan ve eş-dönmeden ayrılmanın bir ölçüsü olan "F" parametresi de verilmektedir. Çizelge 3'ten görüldüğü üzere, hem S Equ hem de KO Aql'nın sıcak bileşenleri eş-dönme değerinden yaklaşık %30 daha hızlı dönmektedirler. Kütle aktarımı ve toplanmasının belirteci olan bu parametre, bu dizgelerdeki kütle aktarımı sürecini doğrulamaktadır.



Şekil 4. Vega standart yıldızı kullanılarak 17. tayf dizisi (4490Å – 4600Å) için elde edilen *v sini*-FWHM korelasyonu ve onun ikinci derece polinom ile temsili (sürekli çizgi)

Çizelge 3. S Equ ve KO Aql'nın ölçülen *v sini* ve hesaplanan eş-dönme hız değerleri

Yıldız	**P(gün)**	**i (^{o})**	**R_1 (R⊙)**	**$(v\ sini)_{gözlem}$ (km/s)**	**$(v\ sini)_{eş}$ (km/s)**	**F**
S Equ	3.436128[a]	88.3[b]	2.73	52 ± 4	40	1.30
KO Aql	2.864068[a]	77.9[c]	1.77	41 ± 2	31	1.32

[a] Kreiner [20], [b] Zola [8], [c] Mader & Angione [18]

4.3 Hα Fark Tayfları

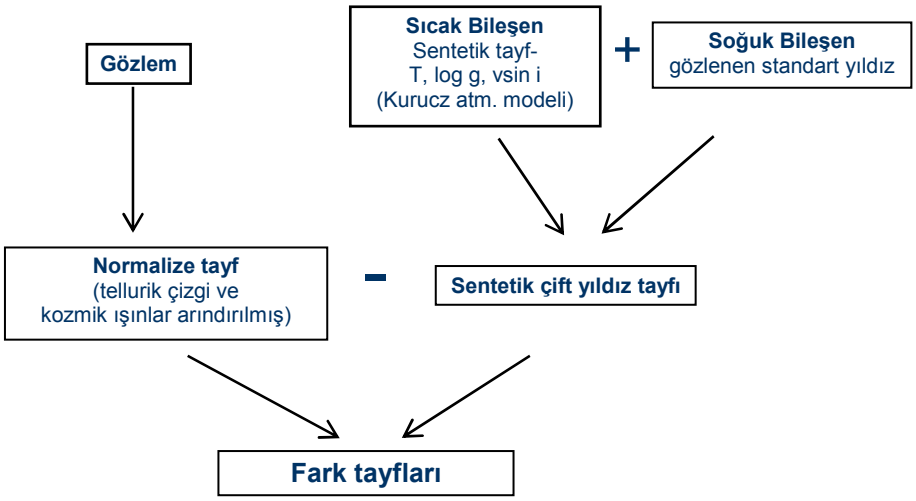
Algollerde yaklaşık 50 yıldır yapılan tayf çalışmaları göstermiştir ki optik bölgede kütle aktarımının etkisinin en baskın görüldüğü çizgilerden biri Hα (6562.8 Å)'dır. Aynı zamanda, bu çizgi değişimlerinin, belirli yörünge dönemine sahip dizgelerde kütle aktarımı nedeniyle benzer olduğu belirlenmiştir. Basit olarak, yörünge dönemi P>6 gün olan dizgelerde sürekli ve çift pikli salma yapıları hemen hemen her evrede görülürken, P<6 gün olanlarda ise tek pikli, daha zayıf ve değişken Hα salması ve özellikle birinci minimum öncesi ve sonrası soğurmalar ile karşılaşılır. Kütle aktarımının etkisi, aynı zamanda zayıf salma ve soğurmalar şeklinde Hβ (4861 Å) çizgilerinde de görülebilir. Bunun yanında, HeI (5876 Å), OI (7774 Å) ve HeI (6678 Å) gibi çizgilere ilişkin çalışmalar da kütle aktarımı ile ilgili kanıtlar sunmaktadır.

Algollerde belirli tayf çizgilerinin değişimleri üzerine çalışırken bunun sadece kütle aktarımı nedeniyle ortaya çıktığını düşünmek başka önemli fiziksel süreçleri göz ardı etmek anlamına gelebilir. Kütle aktarımından sonra Algollerde en önemli fiziksel süreçlerden biri de soğuk alt-dev veya dev bileşenlerinin olası manyetik etkinlikleridir. Bu durumda, Hα çizgi değişimlerinde, kütle aktarımının yanında soğuk yıldızın manyetik etkinliğinin de katkısı olabilir.

Hα çizgisi, farklı tarih ve evrelerde yukarıda sayılan nedenlerden dolayı değişiklik gösterebilir. Fakat bu değişimleri ayrıntılı çalışabilmek için, çizgilere ilişkin bileşenlerin fiziksel ve geometrik özelliklerine göre sentetik tayflar oluşturulmalı ve daha sonra bu model tayflardan gözlenen tayfları çıkararak ilgili çizgilere ilişkin fark tayfları oluşturulmalıdır. Fark kesitlerindeki değişimler, dizgede farklı fiziksel süreçlerin işaretleridir ve bunlar üzerine çalışıp yorumlar yapmak daha doğru sonuçlara ulaşılmasını sağlayacaktır. Bu nedenle, ilk

olarak bu çizgilere ilişkin sentetik tayfların ve fark kesitlerinin nasıl oluşturulduğunu inceleyelim: Bu çalışmada, örten çift dizgelere ilişkin sentetik tayf oluşturulması amacıyla, soğuk bileşenlerin tayf türü ve ışıtma sınıflarına en yakın standart yıldızlar gözlenirken, sıcak yıldızlar için ise en uygun sentetik tayflar yıldızların sıcaklık ve log g değerlerine göre [22] atmosfer modelleri yardımıyla oluşturulmuştur. Fark tayfları oluşturulurken izlenen yol aşağıda verilmektedir. Bu aşamaların daha ayrıntılı açıklamaları Soydugan [23]'de bulunabilir.

Çizelge 4. S Equ ve KO Aql'nın fark tayfları oluşturulurken izlenen yolun şematik gösterimi.



4.3.1 S Equ'nun Hα Fark Tayfları

Bugüne kadar S Equ'nun özellikle Hα fark kesitlerine ilişkin önemli çalışmalar yapılmıştır [1, 9, 10]. Bu çalışmalarda, S Equ'nun tek veya bazen çift pikli kısa zaman ölçeğinde değişkenlik gösteren Hα salmaları gösterdiği belirlenmiştir. Ayrıca, bu dizgede, bu tür salmalarda soğuk bileşenin manyetik etkinliğinin de rol oynayabileceği belirtilmektedir. Bunun yanında, yapılan başka bir çalışmada, S Equ'nun Hα tayfları incelenmiş ve gözlenen salmaların, bileşenler arası bölgeden ve oluşan geçici toplanma diskinden kaynaklanabileceği önerilmiştir [2].

Bu çalışmada, S Equ'nun Hα çizgisinin fark tayfları oluşturularak değişimleri incelenecek ve kütle aktarımı ve toplanmasına ilişkin kanıtlar aranacaktır.

Hα fark kesitlerini oluşturmak için ilk olarak S Equ'ya ilişkin sentetik tayfların oluşturulması gerekmektedir. Bu amaç için kullanılan parametreler ve soğuk bileşen için seçilen standart yıldız ve özellikleri Çizelge 5'de verilmektedir.

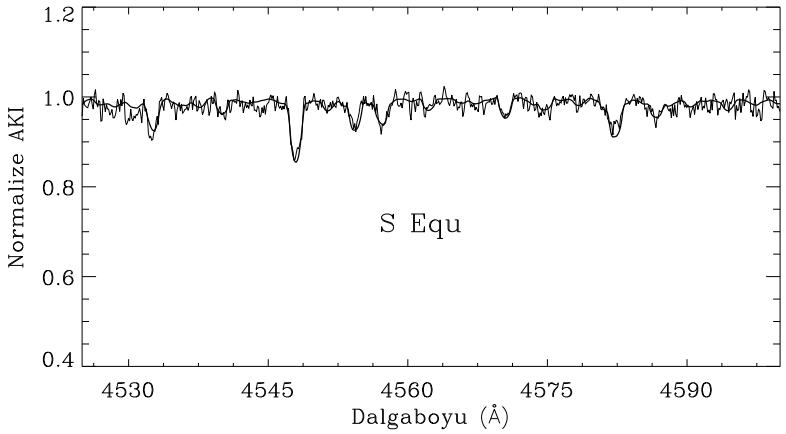
Çizelge 5. S Equ'nun sentetik tayfı oluşturulurken bileşenlerine ilişkin kullanılan parametreler.

Sıcak Bileşen			**Soğuk Bileşen**	
T (K)	**log g**	***v sini* (km/s)**	**Standart**	***v sini* (km/s)**
11500	4.07	52	10 Tau (F9 IV-V)	48

S Equ sentetik tayfları oluşturulmadan önce sıcak bileşenin T ve log g değerleri denetlenmiştir. Bunun için ölçülen *v sini* değeri sabit parametre olarak alınmıştır. Soğuk bileşen toplam tayftan çıkarılmış ve geriye kalan sıcak bileşene ilişkin tayf verisi, T ve log g değerleri ile oluşturulmuş sentetik tayflarla, 4300Å–4600Å aralığında karşılaştırılmıştır. Sonuç olarak, Çizelge 5'de sıcak bileşen için verilen T ve log g değerlerinin uygun olduğu

belirlenmiştir. Bu aşamadan sonra, çizelgede verilen parametreler kullanılarak çiftin sentetik tayfı oluşturulmuştur. Sentetik tayfın, gözlem ile uyumu Şekil 5'de gösterilmektedir.

S Equ'ya ilişkin Hα fark kesitlerini oluşturmak için, en yüksek S/G oranına sahip ve tüm evrelere yayılmış tayflar seçilerek, bunlardan atmosfer kaynaklı çizgiler ve kozmik ışınlar arındırıldı. Bu aşamadan sonra, Çizelge 5'deki parametreler kullanılarak, yukarıda anlatılan aşamalar izlendi ve fark kesitleri oluşturuldu. Şekil 6'da, gözlenen Hα tayfı (sol panel, ince çizgi), sentetik tayf (sol panel, kalın çizgi) ve fark tayflarına (sağ panel) örnekler gösterilmektedir. Şekillerin sol panellerinde gözlem tarihi ve sağ panellerinde ise onlara karşılık gelen çiftin evresi (ϕ) gösterilmektedir. Dikine noktalı çizgi ise, Hα'nın laboratuar dalgaboyuna (6562.8 Å) karşılık gelmektedir.



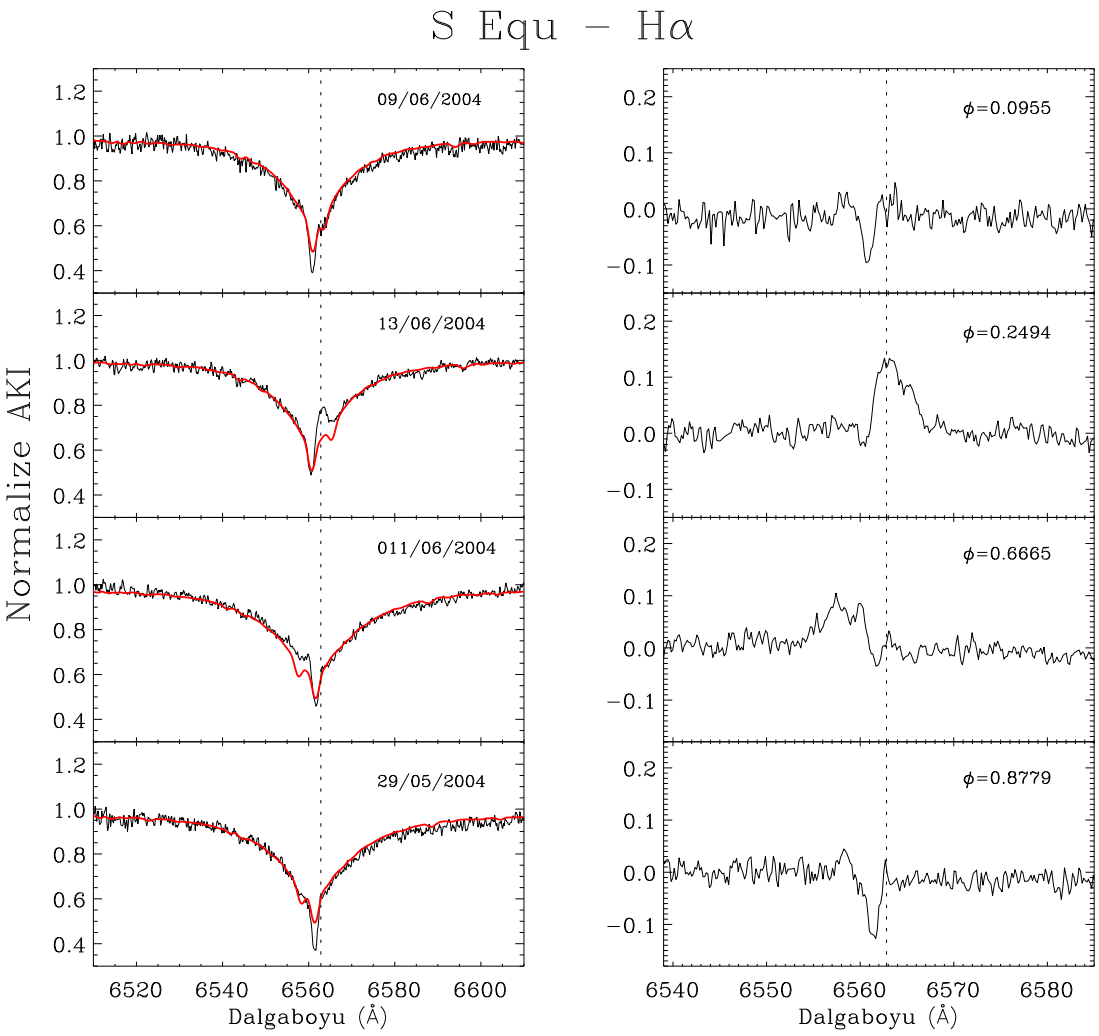
Şekil 5. S Equ için Çizelge 5'deki parametreler kullanılarak oluşturulan sentetik tayfın (kalın çizgi) gözlenen tayf (ince çizgi) ile uyumu.

S Equ'ya ilişkin Hα fark tayfları incelendiğinde, ek salma ve soğurma özellikleri ile karşılaşılmıştır. Hα fark tayflarında en belirgin özellikler, birinci minimum öncesi-sonrası ek soğurma ve tutulmadan uzaklaştıkça azalan bu ek soğurmanın yanında ortaya çıkan salma yapılarıdır. Tutulmalar dışında görülen fark tayfı, şiddet değişiklik gösterse de, genel olarak benzer yapısını korumaktadır. Bu fark kesiti, Şekil 7'de gösterildiği gibi, genellikle zayıf bir soğurma (A) ile iki pikli salma (Hα'nın merkez dalgaboyuna yakın olan-B, uzak olan-C) özelliği göstermektedir. Bu yapıda, bazen soğurma ve bazen de salmalardan biri tamamen ortadan kaybolmaktadır.

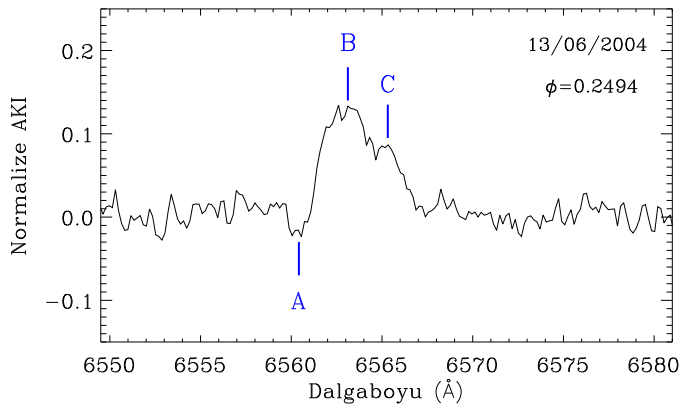
Algollerin Hα fark tayflarında görülen ek salma-soğurma özelliklerinin iki ana kaynağı olduğu düşünülmektedir. Soğurmanın kaynağı için, kütle aktarımı ve sonucunda belirli bölgelerde oluşan yığılmalar gösterilebilir. Salmaların kaynağı ise, kütle aktarımı ve toplanması sürecinin yanında soğuk bileşenin manyetik etkinliği de olabilir. Bu nedenle, özellikle salma yapıları, kütle aktarımı ile manyetik etkinlik sürecinin ortaya çıkardığı bileşke yapılar şeklinde görülebilir.

Bu durumda, çizgi fark kesitlerinde ortaya çıkan bu salma ve soğurmaların kaynağı ne olmalıdır? Eğer dizgede kütle aktarımı ve manyetik etkinlik birlikte varsa, bu süreçlerin varlığı fark tayflarından nasıl anlaşılabilir? Bu soruların cevabını verebilecek ana parametrelerden ikisi, ek salma-soğurma özelliklerinin eşdeğer genişlikleri (EW) ve onların merkez dalgaboylarına karşılık gelen dikine hız (Vr) değerleridir.

A,B ve C soğurma ve salma yapılarına ilişkin EW ve Vr değerlerinin yörünge evresine göre değişimleri Şekil 8'de gösterilmektedir. Buradaki ek soğurma ve salma yapılarının özellikle Vr değerlerinin değişimi bize onların kaynakları ile ilgili bilgi vermektedir.



Şekil 6. S Equ'nun gözlenen Hα tayfı (sol panel, ince çizgi), sentetik tayf (sol panel, kalın çizgi) ve fark kesitleri (sağ panel) gösterilmektedir. Dikey noktalı çizgi ise, Hα'nın laboratuar dalgaboyunu (6562.8 Å) göstermektedir.



Şekil 7. S Equ'nun tutulmalar dışındaki Hα fark tayflarında çoğunlukla karşılaşılan yapı.

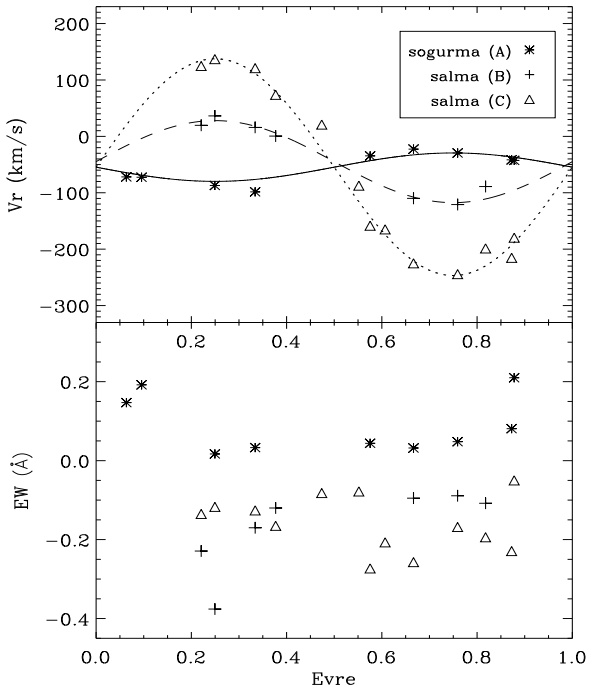
Ek soğurma yapısı (A): Bu yapının Vr değerleri, dizgedeki sıcak bileşenin dikine hız değişimini izlemektedir. Bu da, ek soğurma kaynağının sıcak bileşen üzerinden veya ona çok yakın bir bölgeden geldiğinin kanıtıdır. Eş-zamanlı olarak, EW değerlerinin değişimi de izlenirse, özellikle birinci tutulma öncesi ve sonrası ek soğurma yapısının EW değerlerinin büyük, tutulmalardan uzaklaştıkça ise oldukça küçük olduğu söylenebilir. Bu durumda,

tutulmadan hemen önce ve sonra bu ek soğurmayı üreten bölge, diğer evrelere göre daha yoğundur. Kısa dönemli Algollerde, akan maddenin sıcak bileşen ile çarpıştığı ve daha sonra onun etrafında dağılımlar gösterdiği daha önce açıklanmıştı. Akan maddenin sıcak yıldızla çarpıştığı bölge, en açık şekilde birinci tutulmadan önce ve sonra görülür. A yapısının da burada büyük EW değerler göstermesi, akan maddenin sıcak yıldızla karşılaştığı yerde yığılmasının kanıtı olabilir.

Ek salma yapısı (B): Bu yapıya ilişkin Vr değerleri ise, soğuk ve sıcak bileşenin dikine hız değerlerinden farklı bir değişim göstermektedir. Fakat bu dağılımının da evreye göre dönemli bir değişim gösterdiği söylenebilir. Bu durumda, Vr değişimi bir sinüs ile temsil edildiğinde, ≈ 73 km/s'lik bir genlik değeri elde edilir. Bu değer kullanılarak, B salma yapısının dizgenin kütle merkezinden ne kadar uzakta olduğu aşağıdaki eşitlik yardımıyla tahmin edilebilir.

$$a_B = a_2\left(\frac{K_B}{K_2}\right) \tag{2}$$

Burada, a_2, soğuk bileşenin kütle merkezine uzaklığı ve K_2'de yine soğuk bileşenin dikine hız yarı-genliği olup bu değerler Çizelge 1'den alındığında, B salma yapısının kütle merkezine olan uzaklığı (a_B) yaklaşık olarak 3 x 10^6 km bulunur. Fakat bu salma, bileşenleri birleştiren doğrultunun biraz üzerinden gelmektedir. Çünkü dikine hız değişiminde sıfır evreye karşılık gelen hız (çift için V_0 = -54.5 km/s), -45 km/s'dir ki bu çiftin uzay hızından yaklaşık 10 km/s daha büyüktür. Soğuk bileşenden akan maddenin, yörünge hareketi nedeniyle ortaya çıkan koriolis kuvveti nedeniyle bileşenleri birleştiren doğrultunun biraz üzerinde bir akış yoluna sahip olduğu düşünülürse, B salması, bileşenler arası bölgede akan maddenin ürettiği salmadır. Bu salmanın özellikle maksimum evrelerde görülmesi de bunu doğrulamaktadır.



Şekil 8. S Equ'nun Hα fark tayflarında görülen salma ve soğurma yapılarına ilişkin EW ve Vr değerlerinin yörünge evresine göre değişimi. Üst panelde görülen sürekli çizgi sıcak bileşenin, noktalı çizgi ise soğuk bileşenin dikine hız değişimini temsil etmektedir. Kesikli çizgi ise, ek salma yapısının (B) dikine hız değerlerine yapılan sinüs temsilini göstermektedir.

Ek salma yapısı (C): Bu yapının Vr değerleri incelendiğinde, soğuk bileşenin dikine hız değişimini izlediği görülür. Bu da, C salma yapısının soğuk bileşenden kaynaklandığını gösterir. Algollerde, soğuk bileşenlerin manyetik etkinlik göstermeleri beklenmekte olup bu şekildeki bir salmanın da S Equ'nun soğuk bileşenin manyetik etkinliğinin sonucu olduğu önerilebilir. C salmasına ilişkin EW değerleri ise, 0.1-0.3 Å aralığında değişim göstermektedir.

4.3.2 KO Aql'nın Hα Fark Tayfları

KO Aql için bugüne kadar kütle aktarımı ve toplanmasına ilişkin ayrıntılı tayf çalışması yapılmamıştır. Sadece, maksimum evrede alınan bir tayfın Hα çizgisi incelenmiş ve kütle aktarımının kanıtı olabilecek ek salma-soğurma yapısı ile karşılaşılmıştır [2].

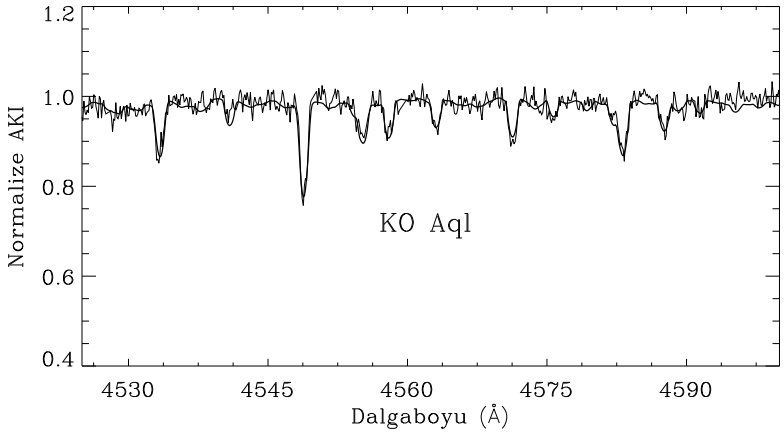
Bu çalışmada, KO Aql'nın Hα fark tayfları oluşturularak değişimleri ilk kez ayrıntılı olarak incelecenek ve kütle aktarımı - toplanmasına ilişkin kanıtlar aranacaktır. Hα fark kesitlerini oluşturmak için ilk olarak, S Equ için yapıldığı gibi, sentetik tayfların oluşturulması gerekmektedir. Bu amaç için kullanılan parametreler ve soğuk bileşen için seçilen standart yıldız ve özellikleri Çizelge 6'da verilmektedir.

KO Aql'nın sentetik tayfları oluşturulmadan önce, S Equ'da yapılan analize benzer olarak sıcak bileşenin T ve log g değerleri denetlenmiş ve bu değerlerin Çizelge 6'da verilenlerle yakın olduğu görülmüştür. Daha sonra çizelgedeki bu parametreler kullanılarak çiftin sentetik tayfı oluşturulmuştur. Sentetik tayfın, gözlem ile uyumu Şekil 9'da gösterilmektedir.

KO Aql'nın sentetik tayfları yukarıda verilen parametreler yardımıyla oluşturuldu ve gözlenen tayf ile oluşturulan sentetik tayfların farkları alındı. Şekil 10'da, gözlenen Hα tayfı (sol panel, ince çizgi), sentetik tayf (sol panel, kalın çizgi) ve fark tayflarına (sağ panel) ilişkin örnekler gösterilmektedir.

Çizelge 6. KO Aql'nın sentetik tayfı oluşturulurken bileşenlerine ilişkin kullanılan parametreler.

Sıcak Bileşen			**Soğuk Bileşen**	
T (K)	**log g**	***v sini* (km/s)**	**Standart**	***v sini* (km/s)**
9900	4.34	41	α Boo (K1.5 III)	60

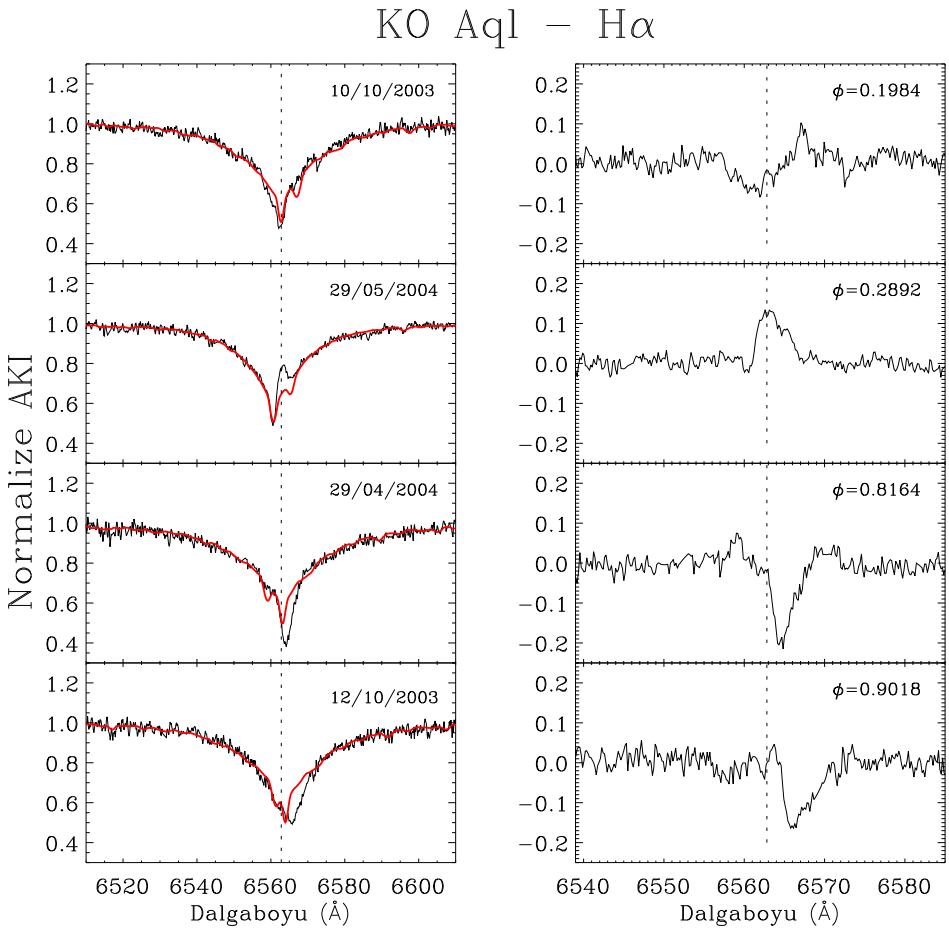


Şekil 9. KO Aql için Çizelge 6'daki parametreler kullanılarak oluşturulan sentetik tayfın (kalın çizgi) gözlenen tayf (ince çizgi) ile uyumu.

Şekil 10'da gösterilen Hα fark tayfları, KO Aql dizgesinde farklı süreçlerin neden olabileceği ek salma-soğurma özellikleri göstermektedir. Hα fark tayflarında, S Equ'ya benzer olarak, birinci minimumdan önce ve sonra soğurma, tutulmadan uzaklaştıkça ise salmalar daha etkin şekilde görülmektedir. Salma yapıları oldukça karmaşık olup, birinci tutulmadan önce görülen soğurma ise S Equ'ya göre oldukça güçlüdür. Fark tayflarının tümü incelendiğinde, genellikle her birinde bir soğurma ve salma yapısı ile karşılaşılmaktadır. Bu nedenle, tekrarlayan bu soğurma yapısı A ve salma yapısı B ile isimlendirilmiştir.

Ek salma ve soğurmaları oluşturan kaynakları ve süreçleri belirlenmek üzere A ve B yapılarının EW ve Vr değerlerinin çiftin yörünge evresine göre değişimleri Şekil 11'de gösterilmektedir.

A soğurma yapısının dikine hız değerleri, bazı evreler için birinci bileşenle uyumlu olsa da (örneğin 0.25-0.35 evre aralığında), genellikle çok daha büyüktür. Özellikle, birinci minimumdan önce ve sonra dikine hız değerleri ± 200 km/s değerine yaklaşmaktadır. Eş zamanlı olarak EW değerlerinin de değişimi incelenirse, maksimum evrelerde çok küçük iken baş minimuma yaklaşırken sistematik olarak büyümekte ve tutulmadan sonra da sistematik olarak azalmaktadır. Bu da soğurmayı oluşturan maddenin, baş minimumdan önce ve sonra görülen evrelerde yığılma gösterdiğini ve oldukça yoğun olduğunu kanıtlar. Madde etkisini özellikle, 0.8-0.2 evre aralıklarında göstermektedir.



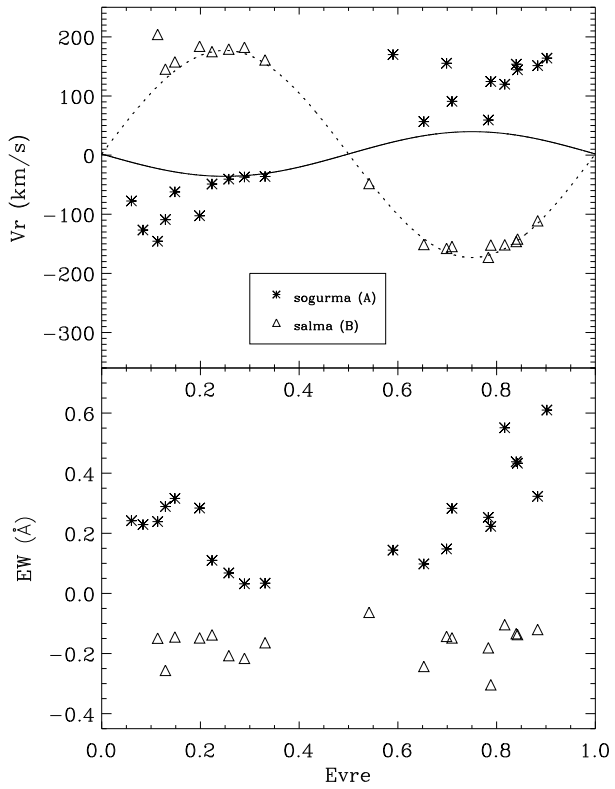
Şekil 10. KO Aql'nın gözlenen Hα tayfı (sol panel, ince çizgi), sentetik tayf (sol panel, kalın çizgi) ve fark kesitleri (sağ panel) gösterilmektedir. Dikey noktalı çizgi ise, Hα'nın laboratuvar dalgaboyunu (6562.8 Å) göstermektedir.

Soğurmayı oluşturan madde, akan maddenin sıcak bileşen ile karşılaştığı bölge ve onun yöresi olarak düşünülebilir. Ancak, S Equ ile karşılaştırdığımızda, soğurucu madde çok daha geniş alana yayılmıştır ve oldukça yoğundur. Yüksek dikine hızlar göstermesi de bu tür kısa dönemli Algollerde karşılaşılabilen bir durumdur. Çünkü akan maddenin bir kısmı sıcak yıldız ile çarpışmasından sonra geriye yansıyabilir ve sıcak bileşen etrafında yüksek hızlarla rasgele hareket edebilir. Bu hareket, bazen alıcı bileşenle eş-yönlü, bazen de zıt yönlü olabilir.

B salma yapısının dikine hız değerlerinin soğuk bileşenin dikine hız değişimini izlediği Şekil 11'den açıkça görülmektedir. Bu da, salmanın soğuk bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanabileceğini ortaya koyar. Bugüne kadar yapılan ışık eğrisi çözümlere göre soğuk bileşenin sıcaklığı, onun K1–4 tayf türünde olabileceğini göstermektedir. Bu bileşenin eş-dönme hızının da yaklaşık 60 km/s olduğu düşünülürse, bu tür bir manyetik etkinlik göstermesi beklenebilir.

5. Sonuçlar

Bu çalışma kapsamında seçilen dizgelerden S Equ ve KO Aql'nın şu ana kadar sadece baş bileşenlerine ilişkin yeterince duyarlı olmayan dikine hız değişimleri yayınlanmıştır. Bu nedenle, her iki dizgenin bileşenlerinin salt öğeleri duyarlı olarak bilinmemekteydi. Tayf analizlerinde bileşenlerin salt öğelerinin iyi bilinmemesi, yanlış modellerin yapılmasına ve gerçekçi olmayan fark tayflarına ulaşılmasına neden olacağından ilk olarak bu dizgelerin dikine hız değişimleri çıkarılmıştır.



Şekil 11. KO Aql'nın Hα fark tayflarındaki salma ve soğurma yapılarının EW ve Vr değerlerinin yörünge evresine göre değişimi. Üst panelde görülen sürekli çizgi sıcak bileşenin, noktalı çizgi ise soğuk bileşenin dikine hız değişimini temsil etmektedir.

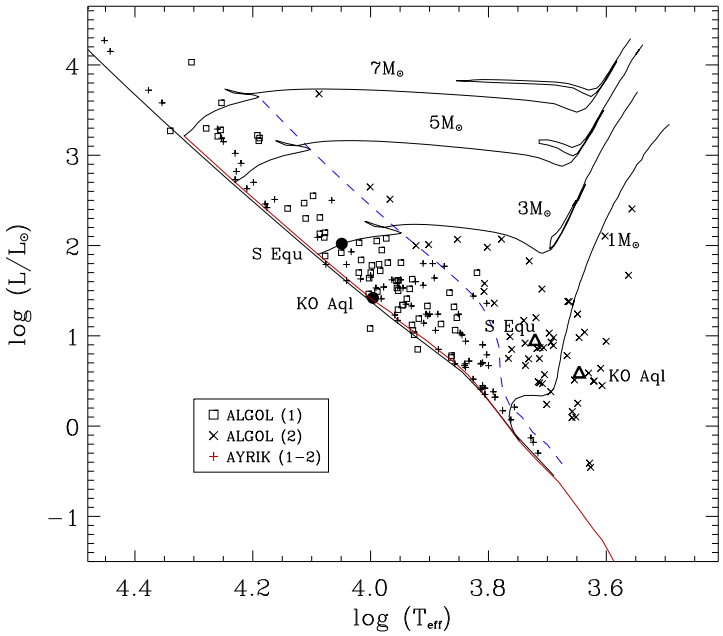
S Equ ve KO Aql'nın sıcak bileşenlerinin oldukça duyarlı dikine hız değişimleri çıkarılırken, soğuk bileşenlerinin ilk kez bu çalışmada dikine hız değişimleri elde

edilmiş ve dizgelerin yörünge çözümleri yapılmıştır. Bu çözümler, S Equ ve KO Aql için sırasıyle daha önce yayınlanan ışık eğrisi çözümleri [8,18] kullanılarak dizgelere ilişkin bileşenlerin ilk kez duyarlı salt öğeleri belirlenmiştir (Çizelge 7). Klasik Algollerin ve ayrık dizgelerin HR diyagramındaki konumları, S Equ ve KO Aql'nın da bu çalışma da belirlenen salt öğeleri kullanılarak noktalandığı Şekil 12'de gösterilmektedir. Şekildeki Güneş kimyasal bolluğu için hesaplanan ZAMS, TAMS kolları ve farklı kütleli yıldızlar için evrim yolları, Girardi ve ark. [24]'den alınmıştır. Yine Güneş bolluğu için hesaplanan orta ve büyük kütleli yıldızlar için çizilen diğer ZAMS kolu da Claret & Gimenez [25]'den alınmıştır. Şekilde yer alan ayrık dizgelerin bileşenlerinin salt öğeleri Andersen [26]'dan alınırken, klasik Algollere ilişkin veriler de en son yayınlanan katalogdan derlenmiştir [27]. Şekilden görüldüğü gibi, ayrık dizgelerin bileşenlerinin tümü anakolda yer almaktadır. Klasik Algollerin de baş bileşenlerinin büyük bir kısmının ayrık dizgelere benzer olarak anakol ömürlerini henüz tamamlamadıkları görülür. Algollerin yoldaş bileşenlerinin ise hemen hemen tamamı, anakoldan ayrılmış ve alt-devler veya devler bölgesine yerleşmiştir. Bu çalışmada yer alan S Equ ve KO Aql'nın baş bileşenleri de henüz anakol da yer almakta olup evrimleşmemişlerdir. Yoldaş bileşenlerinin ise, Algollerin diğer yoldaş bileşenleri gibi, evrimleşip anakoldan ayrılmış oldukları açıkça görülmektedir.

Çizelge 7. S Equ ve KO Aql'nın bileşenlerinin salt öğeleri.

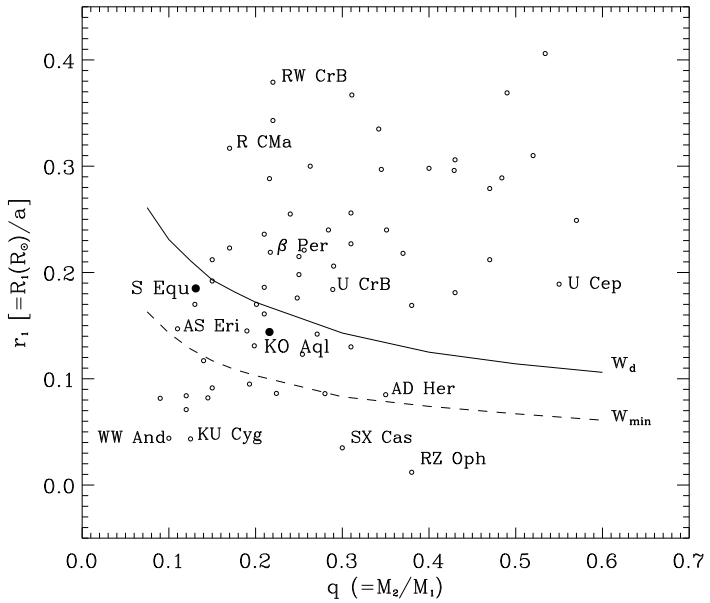
Parametre/Dizge	**S Equ**		**KO Aql**	
	Baş Bileşen	***Yoldaş Bileşen***	***Baş Bileşen***	***Yoldaş Bileşen***
M (M⊙)	3.23 ± 0.06	0.42 ± 0.01	2.52 ± 0.05	0.54 ± 0.01
R (R⊙)	2.73 ± 0.04	3.63 ± 0.04	1.77 ± 0.02	3.41 ± 0.03
T (K)	11200[a]	5255 ± 42[a]	9900[b]	4430[b]
Log L (L⊙)	2.02 ± 0.04	0.96 ± 0.08	1.42 ± 0.04	0.60 ± 0.07
log g	4.07 ± 0.04	3.04 ± 0.04	4.34 ± 0.03	3.11 ± 0.03

[a] Zola [8], [b] Mader & Angione [18]



Şekil 12. Algoller ve ayrık dizgeler için HR diyagramı. Algollerin baş bileşenleri "□" sembolü ile, yoldaş bileşenleri ise "×" ile gösterilmiştir. Ayrıca, "+" sembolü, ayrık dizgelerin bileşenlerini temsil etmektedir. S Equ ve KO Aql'nın baş ve yoldaş bileşenleri ise sırası ile, "●" ve "Δ" ile gösterilmiştir.

Kütle aktarımı gösteren dizgelerde, akan maddenin alıcı bileşen etrafında nasıl bir yapı oluşturacağı, o dizgelerin r_1-q diyagramındaki yerine bağlıdır. ω_d ve ω_{min} eğrileri de bu diyagramda çizildiğinde [28], o dizgenin kuramsal olarak ne tür bir toplanma yapısı oluşturabileceği öngörülebilir. Şekil 13'de, bazı Algollerin bu diyagramdaki yerleri gösterilmektedir. Ayrıca, bu çalışmada salt öğeleri belirlenen S Equ ve KO Aql'nın da konumları belirlenmiştir. Bu durumda, S Equ ve KO Aql, ω_d ve ω_{min} arasındaki bölgede yer almaktadır ve oldukça değişken, bazen tek bazen de çift pikli salma yapısı ve toplanma bölgesine ilişkin soğurma yapısı göstermelidir. Bunun yanında, ani şekilde oluşan ve kaybolan toplanma halkası ile de karşılaşılabilir. Ayrıca, yapılan kuramsal hesaplamalar, farklı q değerleri için soğuk bileşenden sıcak bileşene doğru akacak maddenin akış yolunun hesaplanmasını olanaklı kılar [28]. S Equ ve KO Aql için bu akış yolları IDL programı yardımıyla hesaplandığında her iki dizgede de [29], akan madde baş bileşen ile çarpıştığı görülmektedir. KO Aql'da çarpışma daha üst enlemlerde gerçekleşmektedir. Bu durumda, bu dizgelerde kararlı disk yapısının oluşamayacağı açıktır.



Şekil 13. Algoller için r_1-q diyagramı ve S Equ ile KO Aql'nın bu diyagramındaki konumları.

Algollerde tayf verisi kullanılarak sıcak bileşenlere ilişkin yapılan dönme hızı ölçümleri, etrafında oluşan toplanma yapıları nedeniyle bu bileşenlere ilişkin gerçek *v sini* değerlerini vermez. Fakat, bu değerler kütle aktarımı ve toplanma süreci açısından oldukça önemli bilgiler taşır.

Kısa dönemli Algollerde, toplanma yapısı zayıf ve bileşenler birbirine oldukça yakın olduğundan bileşenlerin dönme hızları eş-dönme değerinde veya ondan biraz büyüktür. Kütle aktarımı açısından aktivite arttıkça *v sini* değerlerinin beklenenden oldukça büyük çıktığı görülür. Bu çalışmada yer alan S Equ ve KO Aql için de sıcak bileşenlerin dönme hızları tayf verisi kullanılarak ölçülmüş ve sırasıyla 52 ve 42 km/s değerleri elde edilmiştir. Eş-dönme değerleri ile karşılaştırma yapmak üzere, F değerleri hesaplandığında ise her ikisi için de yaklaşık 1.3 değeri bulunmuştur. Bu durumda, kütle aktarımının etkisi ile S Equ ve KO Aql'nın sıcak bileşenleri beklenenden %30 daha hızlı dönmektedir.

Kütle aktarımına ilişkin en önemli kanıtlar, bazı tayf çizgilerinde görülen zamana ve yörünge evresine bağlı değişimlerden çıkarılmaktadır. Optik bölgede alınan tayflarda, kütle aktarımı, etkisini en çok Hα çizgisindeki değişimlerle belli eder. Bu çalışmada da, S Equ ve KO Aql'nın tayf verisi kullanılarak, Hα çizgilerinde kütle aktarımının etkisi araştırılmıştır.

S Equ'nun özellikle Hα fark tayfları kütle aktarımına ilişkin önemli kanıtlar sunmaktadır. Hα fark tayflarında, tutulma öncesi ve sonrası soğurma yapıları görülürken, tutulmalardan uzaklaştıkça soğurmaların şiddeti azalmakla birlikte iki pikli salma yapılarının ortaya çıktığı belirlenmiştir. Soğurma yapısının, tutulma yakınında büyük EW göstermesi ve dikine hız değişiminin de baş bileşen ile uyumlu olması, bu yapıyı oluşturan maddenin sıcak bileşen yakınında akan maddenin çarptığı bölgede toplandığını göstermektedir. B ile gösterilen salma yapılarından biri ise, sadece tutulmalardan uzaklaşıldığında ortaya çıkmaktadır. Bu yapının EW değişimi yörünge evresine göre anlamlı bir değişim göstermezken, dikine hız değişimi ise soğuk bileşen ile aynı yönlü fakat daha küçük genlikli sinüs benzeri bir değişim göstermektedir. Bu değişimin genliğinden, B salmasının kaynağının, dizgenin kütle merkezinden yaklaşık olarak $3 \; x \; 10^6$ km uzaktaki ve bileşenleri birleştiren doğrultunun üzerindeki bir bölgeden geldiğini göstermektedir. Bu da maddenin akış yoluna karşılık gelir. Akan madde, bu salmanın kaynağını oluşturmaktadır. Diğer salma yapısı C ise, dikine hız değişiminin soğuk bileşenle hemen hemen aynı olması nedeniyle, soğuk bileşen tarafından üretilmektedir. Soğuk bileşenin olası manyetik etkinliği bu salmanın kaynağını oluşturabilir. S Equ'nun daha önce oluşturulan Doppler görüntülerinde de buna benzer kanıtlar bulunmuştur [10].

KO Aql dizgesine ilişkin Hα fark tayfları da kütle aktarımına ilişkin önemli kanıtlar sunmaktadır. Bu çalışma ile ilk kez ayrıntılı olarak KO Aql'nın kütle aktarımı özellikleri çalışılmıştır. Fark tayflarında genel olarak soğurma ve tek pikli salma yapısı ile karşılaşılmıştır. Soğurma özellikle birinci tutulma öncesi ve sonrası oldukça güçlüdür. Hα fark tayflarında ortaya çıkan soğurma ve salma yapılarının EW ve dikine hız değişimleri ölçülerek yorumlanmıştır.

Buna göre, soğurma yapısının EW değerleri birinci tutulma öncesi ve sonrası çok güçlüdür fakat özellikle tutulma öncesinde daha geniş evre aralığında görülebilmektedir. Dikine hız değişimi ise bazı evrelerde sıcak bileşen ile uyumlu olsa da genelde çok daha büyük hızlar göstermektedir. Kısa dönemli Algollerde gelen madde sıcak yıldız ile çarpıştığında, maddenin bir kısmı yıldızın fotosferine sızarken bir kısmı da geri yansır ve sıcak bileşen etrafında yayılarak yığılmalar oluşturur. Yansıyan maddenin ölçülen hızları birkaç yüz km/s yöresine çıkabilmektedir. Bu nedenle, KO Aql'da bu yüksek hızlar bu şekildeki bir sürecin sonucunda ortaya çıkabilir. Ayrıca, S Equ'ya göre çok daha yoğun bir madde çarpışma bölgesi etrafında çok daha geniş bir bölgeye yayılmıştır. Salma yapılarının dikine hız değişimleri ise, soğuk bileşenle oldukça benzerlik göstermektedir. Bu da KO Aql'nın soğuk bileşeninin manyetik etkinliğinin sonucu üretilen salmalar olabilir.

S Equ ve KO Aql'nın optik bölgedeki tayf verisi kullanılarak kütle aktarımına ilişkin önemli kanıtlar ortaya çıkarılmıştır. Ayrıca, daha önce yapılan yörünge dönem değişimlerine ilişkin çalışmalar ve Hα fark tayflarından soğuk bileşenlerinin manyetik akvite gösterdikleri önerilebilir. Bu çalışmadan sonra, özellikle kızılöte bölgede yapılacak gözlemler, bu dizgelerdeki kütle aktarımı, toplanması ve soğuk bileşenin manyetik etkinliğine ilişkin önemli ek kanıtlar sunarken kütle aktarımı ve toplanması sürecini daha iyi açıklamamıza yardımcı olabilir.

Kaynaklar

[1] Richards, M. T. and Albright, G.E. (1999), "Morphologies of Halpha Accretion Regions in Algol Binaries", Astrophysical Journal Suplement Series, 123, 537.

[2] Vesper, D., Honeycutt, K. and Hunt, T. (2001), "Survey of Halpha Mass Transfer Structures in Classical Algol-Type Binaries", Astronomical Journal, 121, 2723.

[3] Plavec, M.J. (1983), "Interacting binary stars - Freaks or rosetta Stones", Royal Astronomical Society of Canada and Canadian Association of Physicists, Joint Plenary Session, vol. 77, Dec. 1983, p. 283–304. NSF-NASA-supported research, 77, 283.

[4] Cester, B., Giuricin, G., Mardirossian, F. et al. (1979), "Revised photometric elements of seven R CMa systems", Astronomy & Astrophysics Suplement Series, 36, 273.

[5] Catalano, S. & Rodono, M. (1968), "Photometric elements of the binary system S Equ", Memorie della Societa Astronomia Italiana, 39, 617
[6] Plavec, M.J. (1966), "S Equulei, a new close binary with gaseous streams", Bulletin of the Astronomical Institute of Czechoslovakia, 17, 295
[7] Plavec, M.J. & Polidan, R.S. (1976), "in IAU Symp. 73, Structure and Evolution of Close Binary Systems, eds. P. Eggleton, S. Mitton and J. Whelan", Dordrecht: Reidel, 289
[8] Zola, S. (1992), "Photometric study of the binary system S Equ", Acta Astronomica, 42, 93
[9] Richards, M. T. (2001), "in H.M.J. Boffin, D., Steedhs, J. Cuypers (eds.), Astrotommography – Indirect Imaging Methods in Observational Astronomy, Lecture Notes in Physics", 573, 276 (Springer, Berlin).
[10] Richards, M. T. (2004), "Doppler tomography of Algols", Astronomische Nachrichten, 325, 229
[11] Kreiner, J.M. (1971), "Investigation of Changes in Periods of Eclipsing Variables", Acta Astanomica, 21, 365
[12] Qian, S. B. & Zhu, L.Y. (2002), "S Equulei: A Low Mass Ratio Algol-Type Eclipsing Binary at the Active Phase of Mass Transfer", Astrophysical Journal Suplement Series, 142, 139
[13] Soydugan, F., Demircan, O., Soydugan, E. and İbanoğlu, C. (2003), "Orbital Period Changes of Algol-type Binaries: S Equulei and AB Cassiopeiae", Astronomical Journal, 126, 393
[14] Hoffmeister, C. (1930), "93 neue Veränderliche", Astronomische Nachrichten, 240, 193
[15] Plaut, L. (1932), "Beobachtungen veränderlicher Sterne", 1932, Astronomische Nachrichten, 244, 289
[16] Sahade, J. (1945), "Spectrographic Observations of the Eclipsing Variables W Ursae Minoris, XZ Sagittarii, and KO Aquilae", Astrophysical Journal, 102, 470
[17] Blanco, C. & Cristaldi, S. (1974), "The Eclipsing Binary System KO Aquilae", PASP, 86, 187
[18] Mader, J.A. & Angione, R.J. (1996), "A Photometric Analysis of the Binary System KO Aquilae", PASP, 108, 404
[19] Tonry, J. & Davis, M. (1979), "A survey of galaxy redshifts. I - Data reduction techniques", Astronomica Journal, 84, 1511
[20] Kreiner, M.J. (2004), "Up-to-Date Linear Elements of Eclipsing Binaries", Acta Astanomica, 54, 207
[21] Etzel, P.B. & Olson, E.C. (1993), "New six-color intermediate-band photometry and photometric solutions for U Cephei", Astronomical Journal, 106, 1627
[22] Kurucz, R.L. (1979), "Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars", Astrophysical Journal Suplement Series, 40, 1
[23] Soydugan, F. (2005), "Algol Türü Örten Çift Yıldızlarda Kütle Aktarımı", Ege Üni., Fen Bil. Enst., Doktora Tezi.
[24] Girardi, L., Bressan, A., Berteli, G. and Chiosi, C. (2000), "Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun}, and from Z=0.0004 to 0.03", Astronomy & Astrophysics Suplement Series, 141, 371
[25] Claret, A. and Gimenez, A. (1989), "A detailed grid of evolutionary stellar models during hydrogen burning phases", Astronomy & Astrophysics Suplement Series, 81, 1
[26] Andersen, J. (1991), "Accurate masses and radii of normal stars", Astronomy and Astrophysics Review, 3, 91
[27] Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, İ., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakış, V. and Demircan, O. (2004), "Catalogue of Algol type binary stars", Astronomy & Astrophysics, 417, 263
[28] Lubow, S.H. and Shu, F.H. (1975), "Gas dynamics of semidetached binaries", Astrophysical Journal, 198, 383
[29] Gies, D.R. (2004), özel iletişim.

TX HER VE HS HER ÇİFT YILDIZLARININ IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Hakan Volkan ŞENAVCI[1], Tolga ÇOLAK[1], Zekeriya MÜYESSEROĞLU[1], Selim Osman SELAM[1], Berahitdin ALBAYRAK[1]

Özet

Bu çalışmada algol türü TX Her ve HS Her örten çift yıldızlarının B ve V bandı ışık eğrileri, sistemlerin fiziksel parametrelerini elde etmek amacıyla Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programı kullanılarak çözüldü. TX Her'e ilişkin gözlemler Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde Mayıs, Haziran, Temmuz ve Ağustos 2003 tarihlerinde, HS Her'e ilişkin gözlemler ise 1988-1989, 1994-1995 ve 2002-2004 tarihleri arasında elde edildi. Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen 3 ışık eğrisine ek olarak HS Her yıldızının daha önceden yayınlanmış iki ışık eğrisiyle birlikte toplam 5 ışık eğrisinin eş zamanlı çözümü yapıldı. TX Her için ilk kez Wilson-Devinney analiz programı kullanılarak elde edilen sonuçlar, sistemin bileşenlerinin kütlece ve yarıçapça birbirine yakın olan tipik ayrık bir algol türü sistem olduğunu göstermektedir. HS Her'in ışık eğrisi çözümlerinden sistemin daha önceden dönem analiziyle belirlenmiş yörünge dışmerkezliği değerini doğrulayan sonuçlar elde edildi. Bununla birlikte HS Her'e ait bir tayfsal kütle oranı olmamasına rağmen 5 ışık eğrisinin çözümlerinin birleştirilmesiyle oldukça güvenilir bir fotometrik kütle oranı elde edildi.

Anahtar kelimeler: *örten değişen çift yıldızlar, ışık eğrisi analizi, TX Her, HS Her*

Abstract

In this study new photometric B, V light curves were obtained for two algol type systems TX Her and HS Her to determine the physical parameters of the systems using the Wilson-Devinney light curve analysis program. The light curves were obtained at the Ankara University Observatory during May, June, July and August 2003 for TX Her and 1988-1989, 1994-1995 and, 2002-2004 for HS Her. In addition to three light curves obtained at Ankara University Observatory, two more light curves from the literature were added to analysis of HS Her and total five light curves analyzed with a simultaneous solution. The results for TX Her by using the WD code for the first time indicate that the system is a typical detached algol type system which the components have almost similar masses and radii. From the light curve solution of HS Her, the eccentiricity of the orbit which is previously determined by the period analysis was confirmed. Although, the absence of the spectroscopic mass ratio, a precise value of photometric mass ratio for HS Her is determined by the simultaneous solution of five light curves.

Keywords: *eclipsing binary stars, light curve analysis, TX Her, HS Her*

[1] *Ankara ÜniversitesiGözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara e-posta: volkan@astro1.science.ankara.edu.tr*

1. Giriş

TX Her (HD 156965, BD +42° 2823, HIP 84670) yörünge dönemi 2.0598 gün olan Algol türü bir çift sistem olup, değişen yıldız olduğu 1910 yılında Miss Cannon tarafından keşfedildi [1]. Bileşenlerin tayf türleri A5 ve F0 olarak belirlendi [2]. Sisteme ilişkin ilk fotoelektrik fotometri çalışması Botsula [3] tarafından yapıldı. Botsula [4], 1968'deki diğer bir fotometrik çalışmasında 1. minimumun transit olduğunu belirtmiştir ki bu tayfsal olarak da desteklenmektedir. Ayrıca aynı çalışmada ikinci minimumun, birinci minimuma göre daha geniş bir profile sahip olduğundan bahsedilmiştir. Sisteme ait detaylı bir tayfsal çalışma Popper [5] tarafından yapıldı. Fotometrik ve radyal hız gözlemlerinin analizinden elde edilen salt parametreler; $M_1 = 1.62 \pm 0.04M_{\odot}$, $M_2 = 1.45 \pm 0.03M_{\odot}$, $R_1 = 1.60 \pm 0.05R_{\odot}$, $R_2 = 1.50 \pm 0.05R_{\odot}$, $\log L_1 = 0.99 \pm 0.08L_{\odot}$, $\log L_2 = 0.74 \pm 0.08L_{\odot}$ olarak verilmiştir.

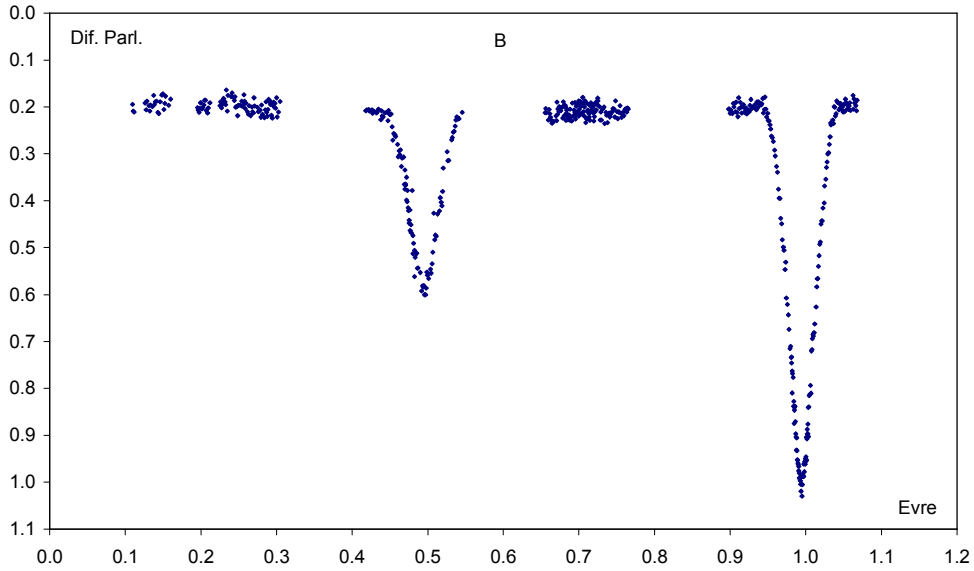
Sisteme ait bir diğer fotometrik çalışma Vetešnik ve Papoušek [6] tarafından yapıldı. Sistemin ışık eğrisinde, tutulmalar dışında bünyesel bir değişimden kaynaklanan etkiler ve 1. minimumda küçük bir asimetrinin var olduğunu söylediler. Botsula'nın bahsettiği 2. minimum genişliğinin kendi gözlemlerinde görülmediğini de irdelemişlerdir. Sistemin fotoelektrik olarak bir diğer çözümü Lacy vd. [7] tarafından EBOP ışık eğrisi analiz programı kullanılarak gerçekleştirildi.

TX Her'in dönem değişimi bir çok araştırmacı tarafından irdelenmiştir. Dönem değişiminin, sisteme fiziksel olarak bağlı bir üçüncü cismin yarattığı ışık-zaman etkisinden kaynaklandığını ilk kez Botsula [3] öne sürdü. Daha sonra Plavec vd. [8], Vetešnik & Papoušek [6], van Hamme [9], Kreiner & Zola [10], Wolf [11] ve Ak vd. [12] aynı etkiyi dikkate alarak, sistemdeki dönem değişimini incelediler.

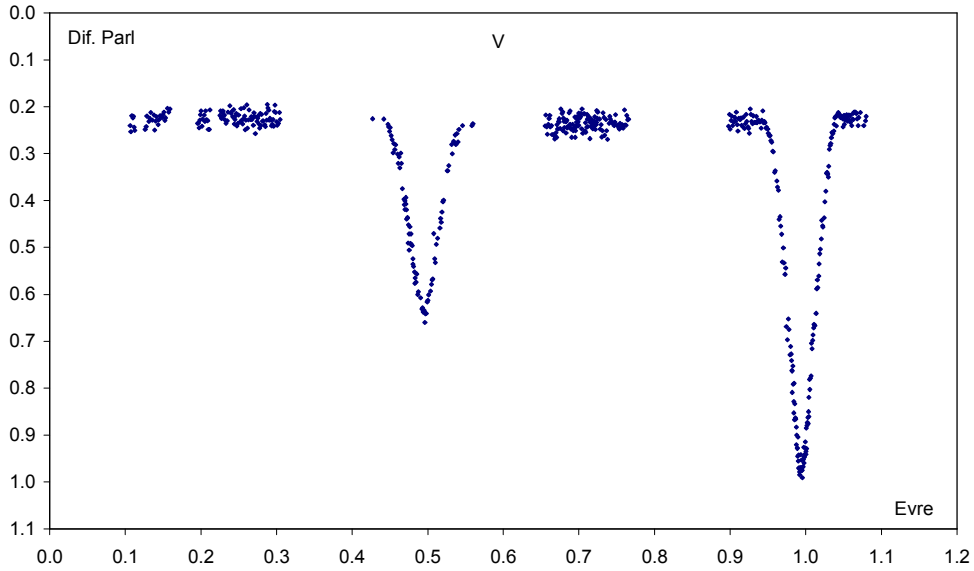
HS Her (HD 174714, HIP 92478, BD +24° 3552) 1.637434 gün yörünge dönemine sahip Algol türü bir çift yıldız sistemidir. HS Her'in değişen yıldız olduğu 1934'de Martynov [13] ve 1940'da Jacchia [14] tarafından, birbirlerinden bağımsız olarak keşfedildi. Sisteme ait ilk tayfsal çalışma Cesco ve Sahade [15] tarafından yapılmış olup bu çalışmada birinci bileşenin B5 ile B8 tayf türü aralığında bir anakol yıldızı olduğu ileri sürüldü. Aynı çalışmada elde edilen tek çizgili radyal hız gözlemleri sonucunda 0.05'lik bir dış merkezlik ve 0.10 değerinde bir kütle fonksiyonu elde ettiler. Hall ve Hubbard [16] sistemin ilk fotometrik çalışmasında birinci ve ikinci bileşenlerin tayf türlerini sırasıyla B5 ve A4 olarak belirleyerek yaptıkları analiz sonucunda sistemin mutlak parametrelerini $M_1 = 4.7\ M_{\odot}$, $M_2 = 1.6\ M_{\odot}$, $R_1 = 3\ R_{\odot}$, $R_2 = 1.7\ R_{\odot}$ olarak belirlediler. Yine aynı çalışmada sisteme ilişkin gerçekleştirilen ilk dönem analizi sonucunda 15.5 yıllık bir döneme sahip eksen dönmesinin varlığı ileri sürüldü. Martynov ve Lavrov [17] yeni bir ışık eğrisi çözümü ile sistemin mutlak parametrelerini $M_1 = 4.7\ M_{\odot}$, $M_2 = 1.6\ M_{\odot}$, $R_1 = 3\ R_{\odot}$, $R_2 = 1.7\ R_{\odot}$ olarak hesapladılar ve eksen dönmesinin varlığını doğrulayarak dönemini 110-130 yıl olarak hesapladılar. Giuricin ve Mardirossian [18] sistemin mutlak parametrelerini $M_1 = 6.5\ M_{\odot}$, $M_2 = 1.9\ M_{\odot}$, $R_1 = 3\ R_{\odot}$, $R_2 = 1.7\ R_{\odot}$ olarak hesapladılar. Todoran [19] ve Khaliullina ve Khaliullin [20] eksen dönmesinin dönemini sırasıyla 60 yıl ve 92 yıl olarak hesapladılar. Bastian [21] sistemdeki dönem değişimini eksen dönmesi yerine 3. bir bileşenin yarattığı ışık-zaman etkisine atfederek 60 yıllık bir dönem hesapladı. Todoran & Agerer [22] sistemin dönem değişiminin eksen dönmesinden kaynaklandığını ileri sürdüler. Wolf vd. [23] sisteme ilişkin dönem değişiminin her iki olgudan da kaynaklanabileceği kabulu altında eksen dönmesi için 78 yıl, ışık – zaman etkisi için 85 yıllık bir dönem hesapladı. Son olarak Çolak & Müyesseoğlu [24] ışık – zaman etkisini gözardı ederek sistemin dönem değişim nedeninin eksen dönmesi olduğu kabulu altında 77 yıllık bir dönem belirlediler.

2. Gözlemler

TX Her'e ait gözlemler 31 Mayıs, 27-28 Haziran, 4, 11, 19, 20 Temmuz ve 18, 23 Ağustos 2003 tarihlerinde Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 30 cm lik Maksutov-Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile BV bandlarında gerçekleştirildi. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak sırasıyla A2 tayf türünden BD+42°2830 ve F8 tayf türünden BD+42°2822 yıldızları kullanıldı. Diferansiyel B, V ışık eğrileri Şekil 2.1. ve Şekil 2.2.'de verildi. Bu gözlemlerden elde edilen minimum zamanları ve daha önce sisteme ilişkin elde edilmiş minimum zamanlarından sistemin düzeltilmiş ışık elemanları: HJD MinI=2440008.3705(7)+2.^{d}0598097(3)xE olarak hesaplandı.



Şekil 2.1. TX Her'in B-Bandı ışık eğrisi.



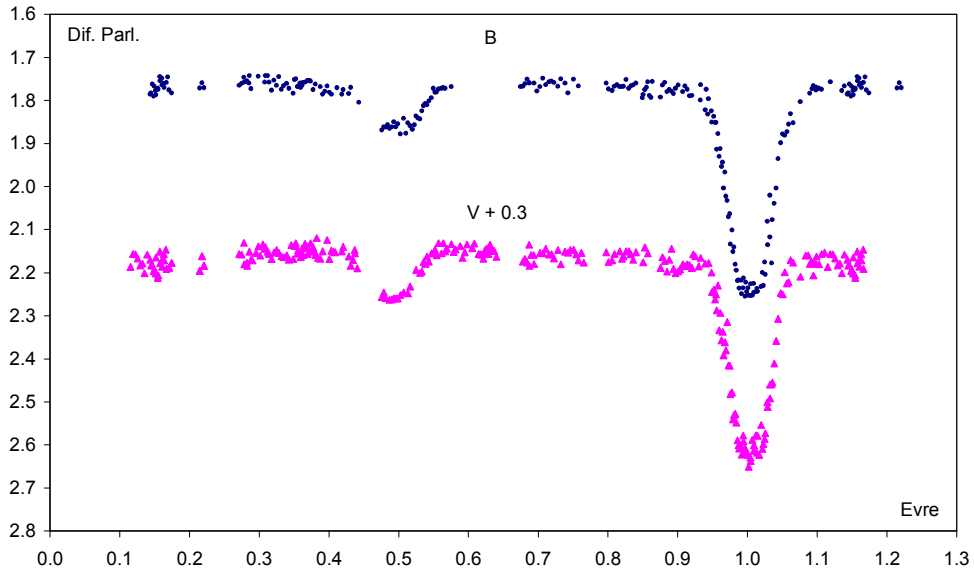
Şekil 2.2. TX Her'in V-Bandı ışık eğrisi.

HS Her'e ait gözlemler 1988-1989, 1994-1995 ve 2002-2004 gözlem sezonlarında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 30 cm lik Maksutov-Cassegrain teleskobuna bağlı EMI 9798QB fotokatlandırıcısı (1988-89 sezonu gözlemleri) ve SSP-5A fotometresi ile BV bandlarında gerçekleştirildi. Bu gözlemlerden elde edilen minimum zamanları ve daha önce sisteme ilişkin elde edilmiş minimum zamanlarından sistemin düzeltilmiş ışık elemanları HJD

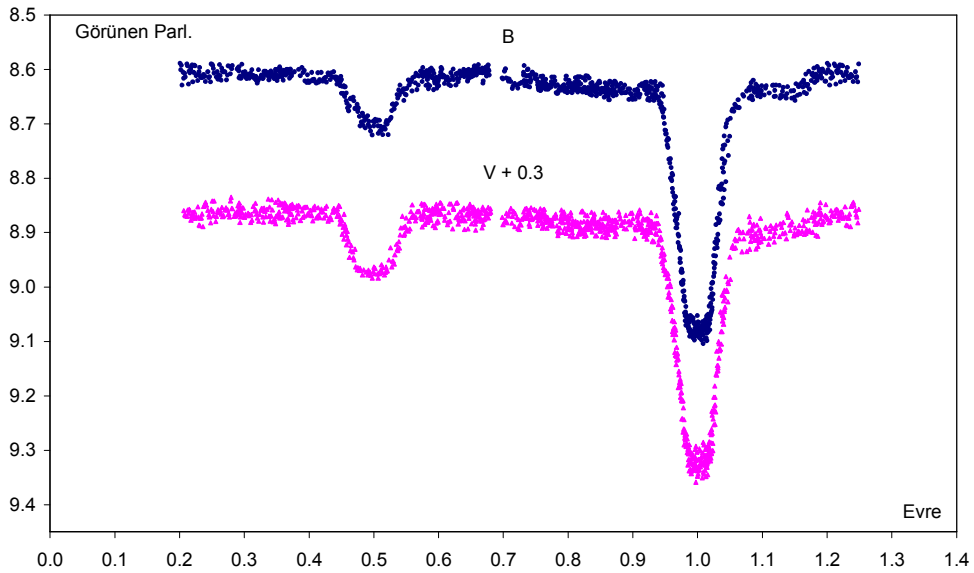
MinI=2452856.3646+1.^{d}6374341xE olarak hesaplandı. Gözlemlerde kullanılan mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler Tablo 2.1.'de, ilgili gözlem sezonlarında elde edilen ışık eğrileri ise Şekil 2.3, 2.4 ve 2.5'de verildi.

Tablo 2.1. HS Her'in gözlemlerinde kullanılan mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler

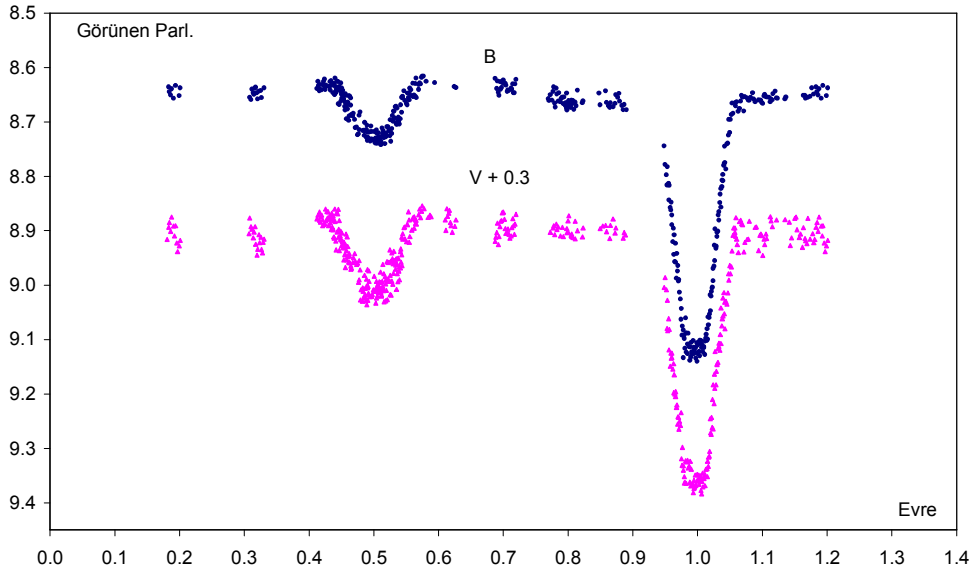
Yıl	Mukayese	Tayf Türü	Denet	Tayf Türü
1988	HD 179369	A0	HD 174159	B9
1989	HD 179369	A0	HD 174159	B9
1994	HD 179369	A0	HD 174159	B9
1995	HD 179369	A0	HD 174159	B9
2002	HD 343238	A2	HD 343123	B8
2003	HD 343238	A2	HD 343123	B8
2004	HD 343238	A2	HD 343123	B8



Şekil 2.5. HS Her'in 1988-89 yılı B ve V bandı ışık eğrisi.



Şekil 2.4. HS Her'in 1994-95 yılı B ve V bandı ışık eğrisi.



Şekil 2.3. HS Her'in 2002-03-04 yılı B ve V bandı ışık eğrisi.

3. Işık Eğrisi Analizi

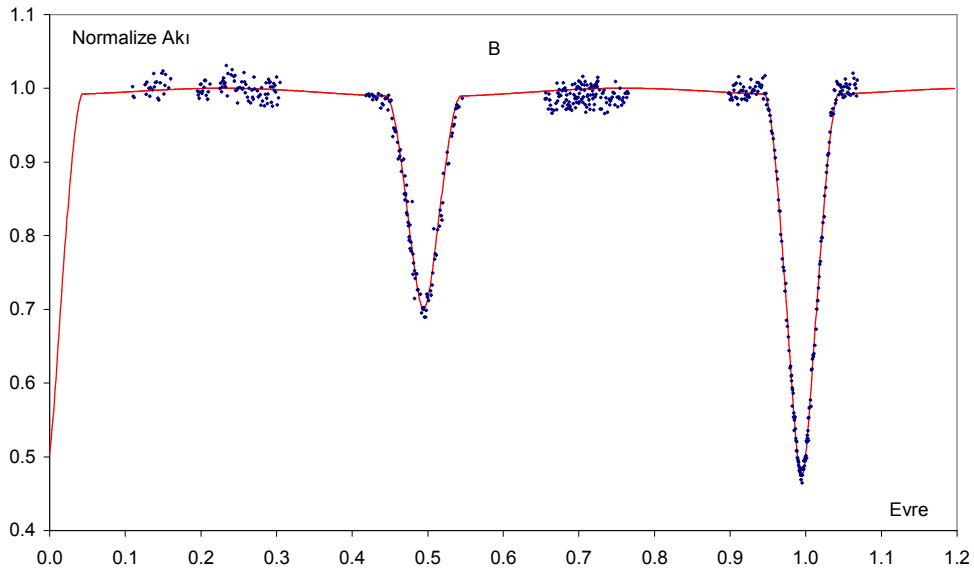
TX Her'in B ve V ışık eğrileri, Wilson & Devinney [25] programı kullanılarak Popper'ın [5] sistem için yayınladığı radyal hız eğrileriyle birlikte eş zamanlı olarak analiz edildi. Işık eğrisi analizi için programa normal noktalar yerine doğrudan gözlemsel veriler girildi. Petrie'nin [2] belirlediği tayf türüne göre sisteme ait birinci bileşenin sıcaklığı Popper'ın [26] sıcaklık kalibrasyon tablolarından T_1 = 7300 K olarak belirlendi. Bileşenlere ilişkin sıcaklıklara bağlı olarak lineer olmayan kenar kararma katsayıları van Hamme'nin [27] tabloları kullanılarak belirlendi. Çekim kararma katsayıları ve albedo değerleri sistemin fiziğine uygun bir şekilde sırası ile Lucy [28] ve Rucinski'den [29] alındı. Model atmosfer olarak WD-2003 programında mevcut bulunan Kurucz [30] yıldız atmosferi modeli kullanıldı.

Analiz sırasında Wilson-Devinney programında sistemin doğasına uygun olarak ayrık çiftleri temsil eden MOD-2 kullanıldı. Başlangıç girdi parametreleri olarak Lacy vd.'nin [7] elde ettikleri parametreler kullanıldı. Analiz esnasında serbest bırakılan parametreler i, T_2, Ω_2, L_1 ve a dır. q parametresi tayfsal olarak belirlenen değerinde sabit tutuldu. Diğer sabit tutulan parametreler ise T_1, Ω_1, L_2, $X_{1,2}$, $g_{1,2}$ dir.

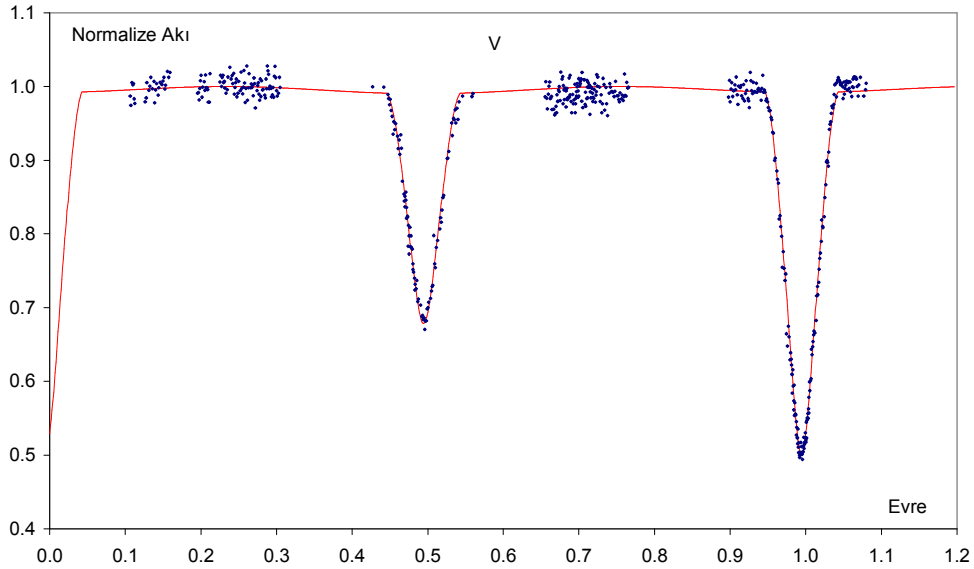
Sisteme ait çözüm sonuçları, sistemin her iki renkteki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile sistemin 0.25 evresinde izlenen geometrik modeli sırası ile Çizelge 3.1., Şekil 3.1. Şekil 3.2. ve Şekil 3.3.'de sunuldu.

Çizelge 3.1. TX Her'in ışık eğrisi analizi sonuçları ve mutlak parametreleri

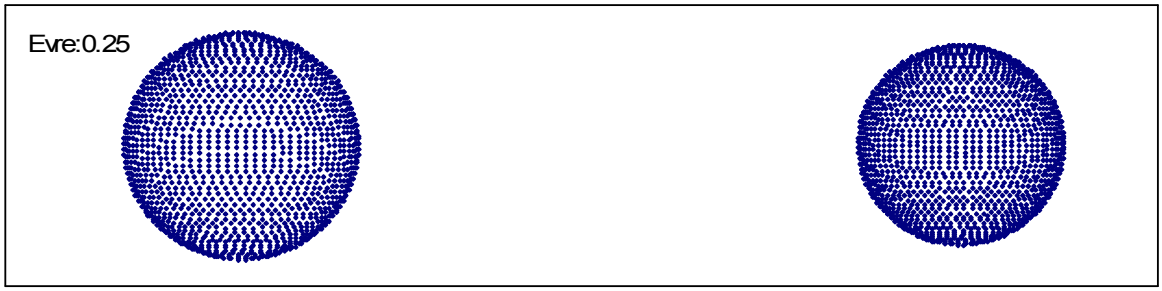
Parametre	B-Bandı	Hatası	V-Bandı	Hatası
q = m2 / m1	0.897		0.897	
i	87.445	0.076	87.445	0.076
T_1	7300		7300	
T_2	6565	10	6565	10
Ω_1	7.0777		7.0777	
Ω_2	7.3576	0.045	7.3576	0.045
X_1	0.786, 0.301		0.687, 0.294	
X_2	0.802, 0.244		0.707, 0.279	
g_1	1.0		1.0	
g_2	0.32		0.32	
L_1	0.6967	0.0031	0.6679	0.0031
L_2	0.3033		0.3321	
Mutlak Parametreler				
Parametre	**1. Bileşen**		**2. Bileşen**	
$M/M_\odot$	1.66		1.49	
$R/R_\odot$	1.62		1.42	
a	9.9756±0.024			



Şekil 3.1. Wilson-Devinney yöntemiyle B bandı için elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile gözlemsel ışık eğrisinin karşılaştırması



Şekil 3.2. Wilson-Devinney yöntemiyle V bandı için elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile gözlemsel ışık eğrisinin karşılaştırması



Şekil 3.3. TX Her'in 0.25 yörünge evresinde izlenen geometrik modeli

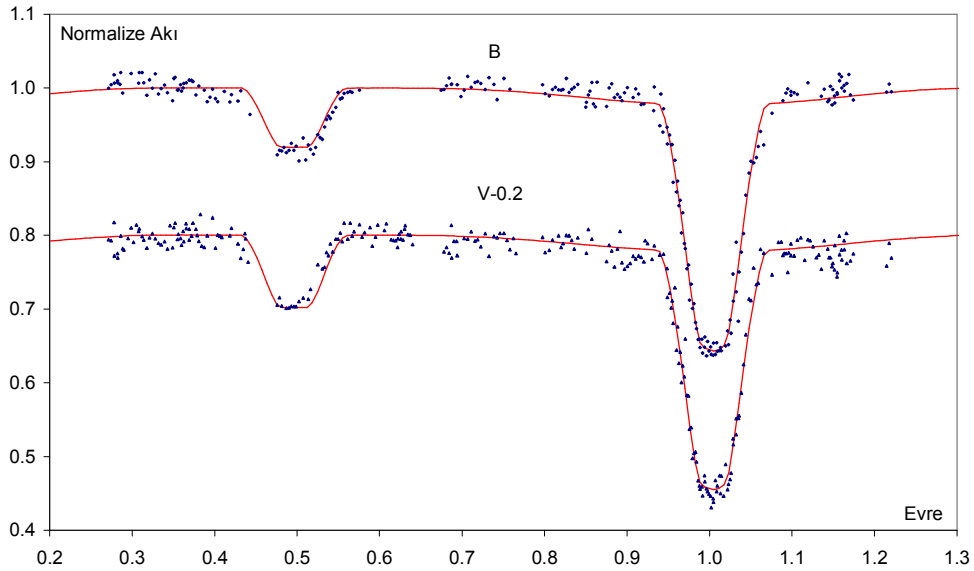
HS Her'in sezonluk ışık eğrilerine ek olarak Martynov & Lavrov [17] ve Hall & Hubbard [16] tarafından elde edilen ışık eğrileri Wilson&Devinney [25] analiz programı kullanılarak çözüldü. Işık eğrisi analizi için programa normal noktalar yerine doğrudan gözlemsel veriler girildi. Birinci bileşenin tayf türünün B5 olduğu kabulu altında sıcaklığı Popper'ın [26] sıcaklık kalibrasyon tablolarından T_1 = 15500 K olarak belirlendi. Bileşenlere ilişkin sıcaklıklara bağlı olarak lineer olmayan kenar kararma katsayıları van Hamme'nin [27] tabloları kullanılarak belirlendi. Çekim kararma katsayıları ve albedo değerleri sistemin fiziğine uygun bir şekilde sırası ile Lucy [28] ve Rucinski'den [29] alındı. Model atmosfer olarak WD-2003 programında mevcut bulunan Kurucz [30] yıldız atmosferi modeli kullanıldı.

Analiz sırasında Wilson-Devinney programında sistemin doğasına uygun olarak ayrık çiftleri temsil eden MOD-2 kullanıldı. İkinci bileşene ilişkin bolometrik albedo değeri daha uygun fitler elde etmek amacıyla serbest bırakıldı. Diğer serbest bırakılan parametreler ise i, T_2, Ω_1, Ω_2, e, A_2, L_1 ve q'dur.

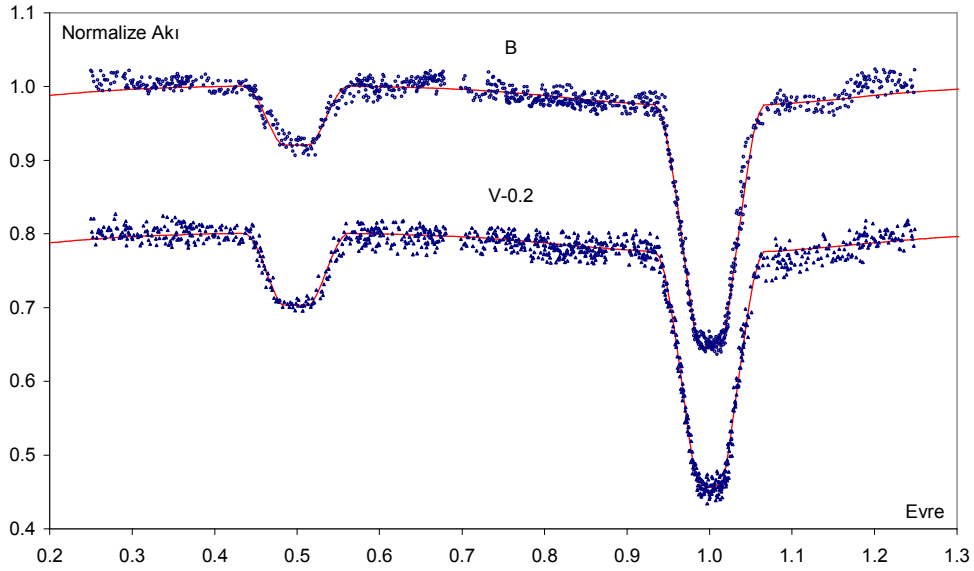
Sisteme ait çözüm sonuçları, sistemin ilgili yıllara ait gözlemsel ve kuramsal ışık eğrilerine ek olarak diğer araştırmacılar tarafından elde edilen ışık eğrilerinin bu çalışmadaki çözümü ile sistemin 0.25 evresinde izlenen geometrik modeli sırası ile Çizelge 3.2., Şekil 3.4., Şekil 3.5., Şekil 3.6., Şekil 3.7., Şekil 3.8. ve Şekil 3.9.'da sunuldu.

Çizelge 3.2. HS Her'in ışık eğrisi analizi sonuçları

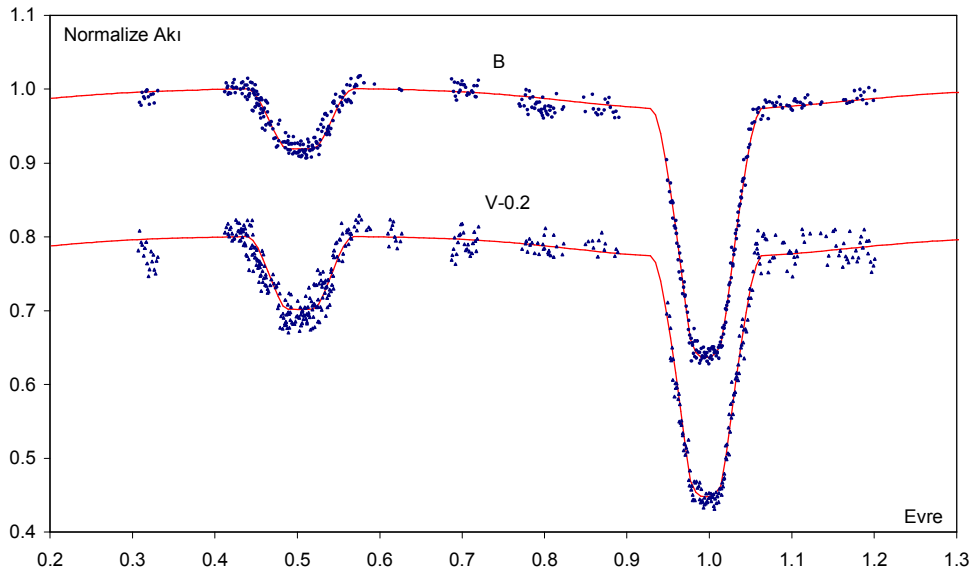
Parametre	1988-1989	1994-1995	2002-2004	Hall&Hubb.	Mart.&Lavr.
q = m2 / m1	0.3164±0.0010	0.3162±0.0004	0.3162±0.0007	0.3178±0.0005	0.3165±0.0006
i	89.33±1.29	88.19±0.15	88.47±0.22	88.08±0.13	87.83±0.15
T_1	15500	15500	15500	15500	15500
T_2	8100±78	7972±9	7935±23	7970±10	7980±18
Ω_1	4.320±0.017	4.382±0.008	4.295±0.013	4.332±0.016	4.333±0.006
Ω_2	3.555±0.010	3.605±0.004	3.535±0.006	3.581±0.011	3.586±0.004
A_1	1.0	1.0	1.0	1.0	1.0
A_2	0.634±0.063	0.817±0.023	0.806±0.042	0.782±0.058	0.556±0.038
g_1	1.0	1.0	1.0	1.0	1.0
g_2	1.0	1.0	1.0	1.0	1.0
L_1(U)					0.9692±0.0007
L_2(U)					0.0308
L_1(B)	0.9406±0.0010	0.9455±0.0003	0.9454±0.0007	0.9692±0.0007	0.9457±0.0009
L_2(B)	0.0594	0.0545	0.0546	0.0308	0.0543
L_1(V)	0.9218±0.0009	0.9271±0.0003	0.9268±0.0006	0.9453±0.0007	0.9274±0.0009
L_2(V)	0.0782	0.0729	0.0732	0.0547	0.0726
e	0.0224±0.0011	0.0218±0.0014	0.0208±0.0007	0.0200±0.0006	0.0190±0.0003



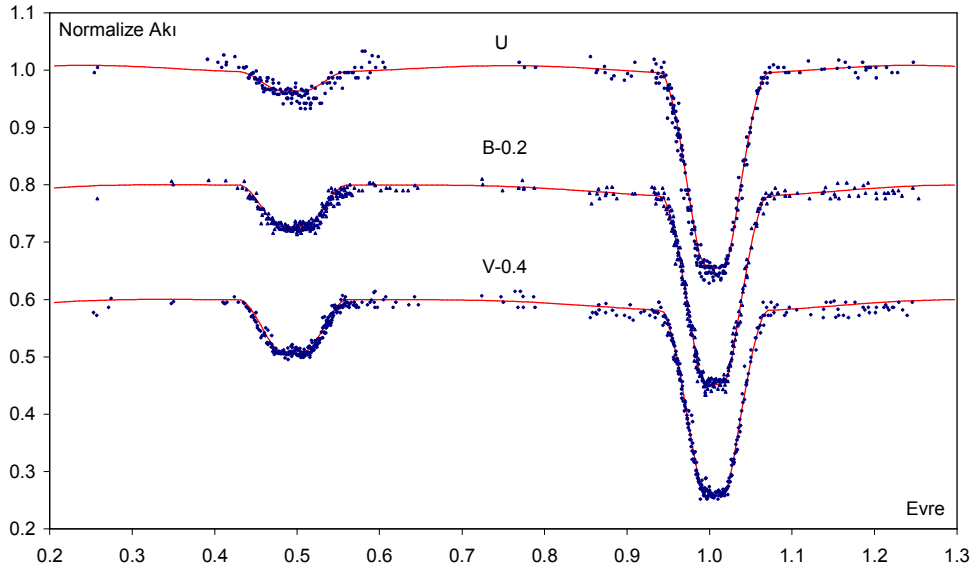
Şekil 3.4. HS Her'in 1988-89 yılı gözlemsel ışık eğrisinin Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile karşılaştırması



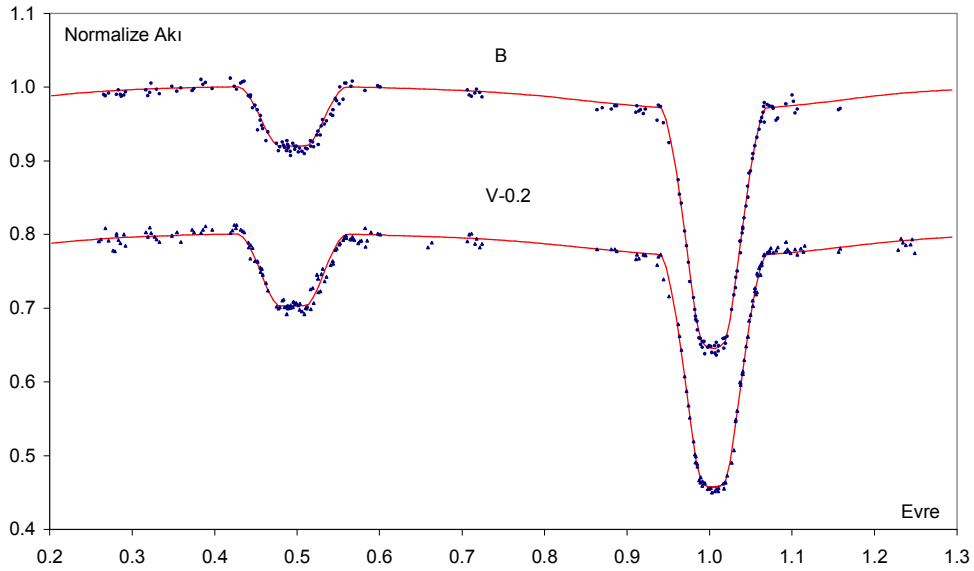
Şekil 3.5. HS Her'in 1994-95 yılı gözlemsel ışık eğrisinin Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile karşılaştırması



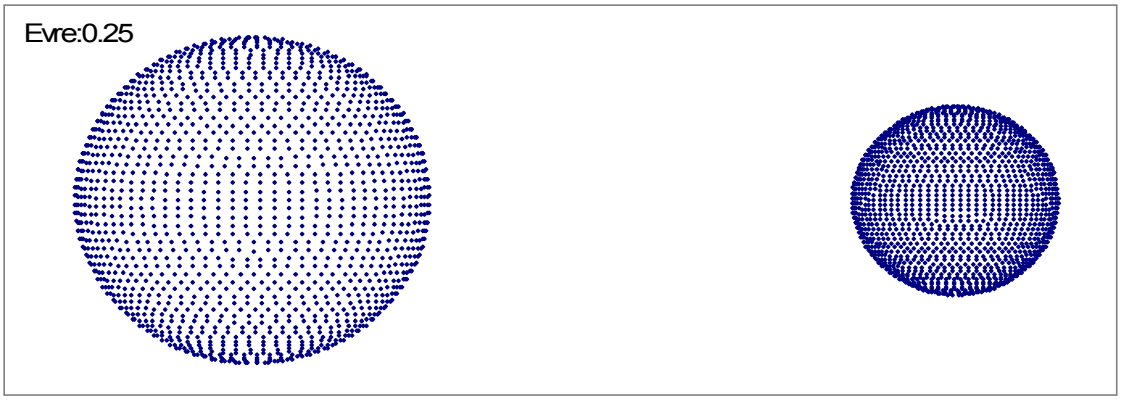
Şekil 3.6. HS Her'in 2002-03-04 yılı gözlemsel ışık eğrisinin Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile karşılaştırması



Şekil 3.7. HS Her'in Martynov & Lavrov [17] tarafından gözlenen ışık eğrisinin Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile karşılaştırması



Şekil 3.8. HS Her'in Hall & Hubbard [16] tarafından gözlenen ışık eğrisinin Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen kuramsal ışık eğrisi (düz çizgi) ile karşılaştırması



Şekil 3.9. HS Her'in 0.25 yörünge evresinde izlenen geometrik modeli

4. Sonuç

Bu çalışmada TX Her örten çift yıldızının Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen B ve V bandı ışık eğrileri ile HS Her çift sisteminin farklı yıllara ait beş adet ışık eğrisinin Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programı kullanılarak yapılan çözümlerinden elde edilen sonuçlar sunulmuştur.

TX Her için elde edilen ışık eğrilerinde herhangi bir asimetriye rastlanmazken sistemin Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programı ile ilk kez yapılan eş zamanlı analiz sonuçlarına göre sistem, bileşenlerinin kütle ve yarıçapça birbirine yakın olduğu tipik bir ayrık Algol türü sistemdir.

Literatürde HS Her'e ait şimdiye kadar yayınlanmış çözümler daha eski yöntemlerle ve yörünge dışmerkezliği ihmal edilerek gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmada ise dışmerkezlik ve eksen dönmesi parametreleri çözümlere dahil edilmiştir. B5 türü bir anakol yıldızı olan birinci bileşenin sıcaklığı 15,500 K alınarak ikinci bileşenin sıcaklığı beş farklı ışık eğrisi çözümünün ağırlıklı ortalamasından 7,970 K olarak hesaplanmıştır. Daha önceki ışık eğrisi analizi çalışmalarında ihmal edilmiş olan dışmerkezlik için elde edilen e = 0.020 değeri ise literatürdeki dönem analizi çalışmalarıyla (Wolf vd. [23], Çolak ve Müyesseroğlu [24]) oldukça uyumludur.

Bu çalışmanın diğer bir önemli bulgusu, tayfsal kütle oranı bulunmayan HS Herculis sistemi için oldukça güvenilir bir fotometrik kütle oranı elde edilmiş olmasıdır. Beş ışık eğrisinden elde edilen kütle oranı değerleri tek tek birbirleriyle oldukça uyumlu olup bu beş değerin ağırlıklı ortalamasından q = 0.3167 ± 0.0003 değeri elde edilmiştir. Tayfsal kütle oranının bulunmadığı bu sistem için elde ettiğimiz bu değer, hatasının çok küçük olması ile de oldukça güvenilir bir değer olarak kabul edilebilir.

Kaynaklar

[1] Pickering, E.C., 1910, "The variable Star, 124045, +46° 1817", *HarCi* No.159, 3.
[2] Petrie, R.M., 1950, "The magnitude differences between the components of eighty-two spectroscopic binaries*", PDAO* 8, 327.
[3] Botsula, R.A., 1956, *Peremmenye Zvezdy* 11, 26.
[4] Botsula , R.A., 1968*, Izv. Astron. Obs. Kazan* No. 36, 240.
[5] Popper, D.M., 1970, "Rediscussion of Eclipsing Binaries. IX. TX Herculis and Zeta Phoenicis", *ApJ* 162, 925-933.
[6] Vetešnik, M., Papoušek, J., 1973, "Photoelectric photometry of TX Herculis", *BAICz* 24, 57-70.

[7] Lacy, C.H., Frueh, M.L. Turner, A.E., 1987, "The surface-brightness anomaly in eclipsing binaries" *AJ* 94, 1035-1042.
[8] Plavec, M., Pěkný, Z. Smetanová, M., 1960, "Problem of period variability of the detached eclipsing binary systems", *BAICz* 11, 180.
[9] van Hamme, W., 1982, "The period behaviour of the detached close binary system TX Herculis", *A&A* 107, 409-411.
[10] Kreiner, J.M., Zola, S., 1989, "Period Variability of the Detached Eclipsing Binary System TX-Herculis", *AcA* 39, 243-249.
[11] Wolf, M., 1990, "Light-Time Effect in Eclipsing Binaries", *AAVSO* 19, 12-16.
[12] Ak T., Albayrak B., Selam S.O., Tanrıverdi T., 2004, "A new light-time effect study of TX Herculis", *NewA* 9, 265-272.
[13] Martynov, D.J., 1940, *Bull. Astron. Obs. Engelhardta*, 18, 38.
[14] Jacchia, L., 1940, "New Eclipsing Variable H.V.10229 = B.D. +24°3552" *BharO*, 912, 20.
[15] Cesco, C.U., Sahade, J., 1945, "The Spectroscopic Orbit of SVS 923 Herculis" *ApJ*, 101, 114-117.
[16] Hall, D.S. and Hubbard, G.S., 1971, "A UBV Photometric Study of HS Herculis" *PASP*, 83, 459-470.
[17] Martynov, D.J., Lavrov, M.I., 1972, "Photometric Investigation of the Eclipsing Binary HS Herculis", *Peremennyje Zvezdy*, 18, 269.
[18] Giuricin, G. and Mardirossian, F. 1981, "Revised Photometric Elements of QY Aql, V388 Cyg, and HS Her", *Ap&SS*, 76, 111-118.
[19] Todoran, I., 1992, "A New Suspected Apsidal Period for HS Herculis", *AN*, 313, 183-186.
[20] Khaliullin, Kh.F., Khaliullina, A.I., 1992, "The apsidal motion in the Eclipsing binary HS Herculis", *ATSir*, 1552, 15-16.
[21] Bastian, U., 1993, "HS Herculis: Not Apsidal Motion, but a Third Body", *AN*, 314, 39-41.
[22] Todoran, I., Agerer, F., 1994, "Remarks on the Period Variation of HS Herculis and SW Cygni", *AN*, 315, 349-352.
[23] Wolf, M., Harmanec, P., Diethelm, R., Hornoch, K., Eenens, P., 2002, "Apsidal Motion and Light-Time Effect in Eclipsing Binaries HS Herculis and U Ophiuchi**", A&A**, 383, 533-539.
[24] Çolak, T., Müyesseroğlu, Z., 2005, "There is no third body in the eclipsing binary system HS Herculis", *IBVS* No.: 5619,1.
[25] Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", *ApJ*, 166, 605-619.
[26] Popper, D.M., 1980, "Stellar masses" *ARA&A*, 18, 115-164.
[27] van Hamme, W., 1993, "New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves", *AJ,* 106, 2096-2117.
[28] Lucy, L., B., 1967, "Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes" *Zeitschr. F. Astrophys*., 65, 89-92.
[29] Rucinski, S., M., 1969, "The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes", *Acta Astr*., 19, 245-255.
[30] Kurucz, R., L.,1993, "*New Atmospheres for Modelling Binaries and Disks, in E., F., Milone (ed.), Light Curve Modeling of Eclipsing Binary Stars*", pp93-102, Springer, New York

TT HER ÇİFT SİSTEMİNİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

Taner TANRIVERDİ[1], Selim O. SELAM[1], Berahitdin ALBAYRAK[1]

Özet

Bu çalışmada TT Her'in, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yeni gözlemlerinden hesaplanan minimum zamanları ve yayınlanmış tüm minimum zamanları birleştirilerek ayrıntılı bir dönem analizi yapılmıştır. O-C eğrisinin karakteri azalan parabolik bir değişim üzerine binmiş çevrimsel bir değişim göstermektedir. Sistemin O-C eğrisindeki parabolik değişim sistemdeki kütle transferi/kaybı nedeniyle olabilir. Sistemin döneminde izlenen çevrimsel değişimin nedeni ise, sisteme bağlı üçüncü bir cismin yarattığı ışık zaman etkisi veya baş bileşenin çevrimli manyetik etkinliği olarak yorumlanmıştır.

Anahtar Kelimeler: *çift yıldızlar: yakın çift yıldızlar, çift yıldızlar: örten çift yıldızlar, TT Her*

Abstract

In this study a detailed period analysis of TT Her was performed by using the new times of minima calculated from the observations obtained at Ankara University Observatory and all other times of minima published in the literature. O-C curve shows a cyclic variation superimposed on a quadratic variation. The quadratic variation may result from mass exchange/loss mechanism in the system. The reason for the cyclic variation can be either the light time effect of a gravitationally bound third body or magnetic activity of the primary component of the system.

Keywords: *binaries: close, binaries: eclipsing, TT Her*

1. Giriş

TT Her'in ışık değişimi gösterdiği ilk olarak Harvard fotoğrafik plakları kullanılarak Pickering [1,2] tarafından keşfedildi. Pickering bu çalışmasında sistemin fotoğrafik parlaklığını $10^m.0$ ve ışık değişim genliğini ise $0^m.8$ olarak belirledi. Kısa süre sonra Luizet [3] sistemin ilk gözlemlerini yaparak, 20.755 gün dönemli Algol türü bir değişen olduğunu ileri sürdü. Daha sonra McLaughlin [4,5,6,7] yaptığı bir dizi gözlemden faydalanarak 0.91207 gün yörünge dönemli β Lyrae türü örten değişen olduğunu iddia etti. Bazı araştırmacılar ilave gözlemler yaparak yeni minimum zamanı ve dönem değerleri buldular [8,9,10,11,12,13]. Tsesevich [14] TT Her'in döneminin değiştiğini buldu. Sanford [15] ilk defa sistemin baş bileşenine ait dikine hız eğrisini elde ederek, tayfsal yörünge elemanlarını belirledi. Ayrıca, baş bileşenin tayf türünü A0 olarak belirledi ve dört tayfta yoldaşa ait tayfsal çizgilerin varlığına rastladı. Sistemin fotoelektrik ışık eğrisi birçok araştırmacı [16,17,18,19] tarafından elde edildi. Modellemelerde büyük sıcaklık farkının açıklanamayışı nedeniyle ve ışık eğrisi

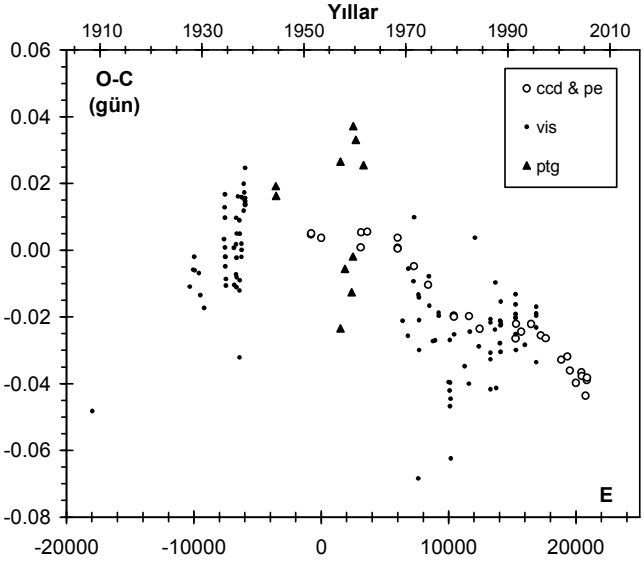
[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara*
Tel 3126720/1271, Fax 3122232395, taner@astro1.science.ankara.edu.tr

modellerinin yetersiz olmasından dolayı, sistemin ışık eğrisi çözülemedi [17,20,21]. Burchi vd. [19] ve Kwee ve van Genderen [20] ayrıca dönemin azaldığını iddia ettiler ve sistemin dönemindeki azalmanın kütle aktarımı nedeniyle olabileceğini söylediler [20]. Lipari ve Sistero [22] kısa dönemli değen veya değmeye yakın çiftlerde ($P_{yör}$ < 1.0 gün) ısısal ayrılmanın derecesini çalıştı ve TT Her gibi ısısal ayrılmanın fazla olduğu sistemlerin, yarı-ayrık, değmeye yakın çift sistemler olarak dikkate alınmaları gerektiğini söylediler. Daha sonra Milano vd. [22] Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programını [23] kullanarak fotoelektrik ışık eğrilerinin eşzamanlı çözümlerini yaptı. Milano vd. [22] sistemin dönem değişimi hakkında da çalışmalar yaptı. O-C eğrisinde izlenen parabolik değişimin, baş bileşenden yoldaşa $\Delta M = 1.0 \times 10^{-7}\ M_{\odot}$ yıl^{-1} mertebesinde bir kütle aktarımından kaynaklanabileceği söylediler.

2. Gözlemler ve (O-C) Değişimi

Gözlemler Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapıldı ve minimum zamanı gözlemleri 9 Temmuz 2004, 27 Haziran ve 7 Temmuz 2005 tarihlerinde elde edildi. Sırasıyla BD +17° 3118 ve BD +17° 3119 mukayese ve denet yıldızı olarak kullanıldı. Minimum zamanları Kwee ve van Woerden [24] metodu ile hesaplandı. TT Her'in 103 görsel, 10 fotoğrafik, 30 fotoelektrik ve ccd olmak üzere 153 minimum zamanı toplandı. Minimum zamanları 1908 yılından 2005 yılına kadar olan 97 yıllık bir zaman aralığını kapsamaktadır.

Bu çalışmada ele alınan minimum zamanları için oluşturulan O-C diyagramı Şekil 1'de verilmiştir. bağlı değişimi. Görsel ve fotoğrafik veriler gösterdikleri aşırı saçılma nedeniyle analizler sırasında dikkate alınmamıştır. Bu nedenle analizlerde değerlendirilen veriler, 55 yıllık bir zaman aralığını kapsamaktadır. Sistemin döneminin azaldığı, O-C diyagramında izlenen parabolik değişimin karakterinden görülmektedir (bkz Şekil 2a). O-C diyagramına yapılan parabolik yaklaşımdan kalan artıkların ise çevrimsel bir değişim gösterdiği görülmektedir (bkz. Şekil 2b). Kısacası O-C değişim karakteri parabolik bir değişim üzerine binmiş çevrimsel bir yapı içermektedir. Yapılan fit denemelerinde artık karelerinin toplamı, sadece, parabol ve parabol + çevrimsel değişim için sırasıyla 0.00119 gün^2 ve 0.00014 gün^2 mertebesindedir. Artık karelerinin toplam değerinin, çevrimsel değişimi de dikkate aldığımız zaman önemli ölçüde azaldığını görmekteyiz. Bu nedenle O-C eğrisinde parabolik değişimin yanı sıra çevrimsel bir değişimin de olduğunu rahatlıkla söyleyebiliriz.



Şekil 1. TT Her'in yayınlanmış tüm minimum zamanları ile oluşturulan O-C grafiği.

O-C eğrisi son yıllardaki minimum zamanları da dikkate alındığında iki maksimum ve bir minimum içeren çevrimsel bir değişimi de içermektedir (Şekil 2b). Bu durum Milano vd. [22] tarafından yapılan çalışmada kullanılan verinin zaman aralığının yeterli olmaması nedeniyle fark edilememiştir. Milano vd. [22]'un yaptığı çalışmadan yirmi altı yıl sonraki minimum zamanları da içeren O-C diyagramı bu ilave değişimi ortaya çıkarmıştır. Sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü bir cismin var olduğu varsayımı ile Irwin [25]'un ışık zaman etkisi için vermiş olduğu aşağıdaki bağıntı kullanılarak ışık zaman etkisine bağlı çözümler elde edildi[26] ve kuramsal O-C eğrisi Şekil 2b'de ve sonuçları analiz sonucu elde edilen parametreler ise Çizelge 1'de verildi.

$$(O\text{-}C) = O\text{-}[T_0 - P_{yör} \times E + \frac{1}{2}\frac{dP}{dE} \times E^2 + \frac{A}{\sqrt{1-e'^2\cos^2 w'}}\{\frac{1-e'^2}{1+e'\cos\nu'}\sin(\nu'+w')+e'\sin w'\}] \quad (1)$$

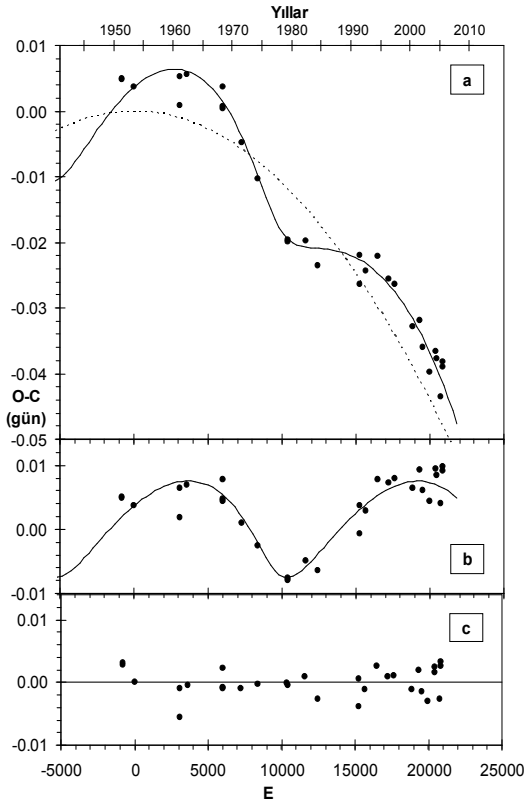
burada

$$A = \frac{a_{12}\sin i'\sqrt{1-e'^2\cos^2 w'}}{2.590x10^{10}}$$

A gün kesrinde çevrimsel değişimin yarı genliği, a_{12} ′, e′,i′, w′ parametreleri ise yakın çiftin üçüncü cisimle oluşturduğu ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin sırasıyla yarı-büyük eksen uzunluğu, dış merkezliği, eğimi ve enberi noktasının boylamıdır. ν' gerçek anomali, $2.590\ X\ 10^{10}$ *i*se km/gün biriminde ışık hızının değeridir. E, $P_{yör}$, T_0 ve dP/dE ise yakın çift sistem için sırasıyla çevrim sayısı, yörünge dönemi, başlangıç minimum zamanı ve dönem değişim miktarıdır. T've P_{12} ise üçüncü cisim yörüngesi için enberi noktasından geçiş anı ve yörünge dönemidir. Bu parametrelerin hataları ters-problem çözme yöntemine dayalı doğrusal olmayan en küçük kareler yaklaşımı ile elde edilmiştir. Bu yöntem her bir gözlem noktasının gürültüsünü ve fit edilmiş parametrelerin birbirleriyle muhtemel korelasyonlarını dikkate almamaktadır. Bu nedenle parametreler için Çizelge 1'de verilen standart hata değerleri olması gerekenden daha küçük olabilir. Bu parametreler Şekil 2b'de kalın çizgiyle gösterilen kuramsal O-C eğrisini elde etmek için kullanılmıştır. 1. denklemden elde edilen artıkların en küçük karelerinin toplamı $\sum(O-C)^2$ = 0.00014 gün ^{2} 'dir ve tüm kuramsal yaklaşımdan (parabol +sinüs eğrisi) artıklar ise Şekil 2c'de görülmektedir.

Çizelge 1. TT Her sistemine bağlı olası üçüncü cisim için hesaplanmış büyüklükler ve hataları.

Parametre	Değeri	Standart Hatası
T_0 [HJD]	2434525.25261	0.00044
$P_{yör}$ [gün]	0.912080045	0.00000011
dP/dE [gün/çevrim]	-2.21×10^{-10}	$0.06\text{x } 10^{-10}$
a_{12}sini′ [AB]	1.332	0.041
e′	0.41	0.03
w′[°]	235.0	2.2
T′[HJD]	2457365.0	38.9
P_{12} [yıl]	38.84	0.18
A [gün]	0.0075	0.0002
f(m_3) [$M_\odot$]	0.00157	0.00013



Şekil 2. TT Her'in fotoelektrik ve ccd minimum zamanları için oluşturulan O-C diyagramı, yapılan kuramsal yaklaşımlar ve bunlardan kalan artıklar.

3.Sonuç ve Tartışma

TT Her için yapılan O-C analizi sonucunda sistemin yörünge döneminde tekdüze azalan bir karakterin yanı sıra, çevrimsel bir değişim karakterine de sahip olduğu ortaya çıkarılmıştır. Işık elemanlarındaki kareli terimle temsil edilen seküler karakter yörünge dönemindeki azalmaya karşılık gelmektedir ve $dp/dt = -8.83 \times 10^{-8}$ gün yıl^{-1} mertebesinde bir dönem azalmasını işaret etmektedir. Bu durumun bileşenler arası kütle transferi ve/veya sistemden kütle kaybının bir sonucu olarak ortaya çıktığı düşünülebilir. Bileşenler arasında korunumlu bir kütle aktarımı olduğu kabul edilirse, kütle transferinin yönü büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğru ve $dM/dt = 3.89 \times 10^{-8}$ $M_\odot$ yıl^{-1} mertebesinde olmalıdır. Bileşenlerin kütleleri $M_1 = 1.56M_\odot$ ve $M_2 = 0.68$ $M_\odot$'dir. Kütle oranı ise $q = 0.436$'dır. Sistemin kütle oranındaki değişim oranı ise $dq/dt = 3.58 \times 10^{-8}$ yıl^{-1} olarak hesaplanmıştır [27].

O-C diyagramında izlenen çevrimsel değişimin üçüncü bir cisimden kaynaklandığı varsayımı altında üçüncü cismin yörünge dönemi 38.84 ± 0.18 yıldır. Üçüncü cismin çiftin kütle merkezine olan uzaklığı ise 1.332 ± 0.041 AB ve kütle fonksiyonu ise $f(m_3)= 0.0016 \pm 0.0001$ $M_\odot$'dir. Eğer üçüncü cismin çift ile aynı düzlemde hareket ettiğini kabul edersek ($i' = i = 82.31°$), üçüncü cismin kütlesi 0.21 ± 0.01 $M_\odot$'dir. Keplerin üçüncü yasasına göre yörünge yarı büyük eksen uzunluğu 15.790 ± 0.022 AB. Buna göre TT Her'in d= 558.7 ±231.9 parsek [28] uzaklığından üçüncü cismin yakın çiftten maksimum açısal ayrıklığı 0".028 ± 0. 020'dır. Demircan ve Kahraman [29] tarafından verilen kütle parlaklık bağıntısını da kullanarak üçüncü cismin mutlak parlaklığı $M_{bol} = 10^m.3\pm0.1$ olarak hesaplanmıştır ve bu parlaklık çift sistemin parlaklığından 8 ^{m}.6 daha sönüktür. Kısacası üçüncü cisim mevcut gözlemsel tekniklerle fark edilemeyecek kadar sönüktür. Bu nedenle kuramsal üçüncü cisim farklı gözlemsel tekniklerin belirleme limitlerinin çok altında kalmaktadır ve M tayf türü bir cüce yıldız olabilir.

Bileşeni geç tayf türünden olan yakın çift yıldızlar manyetik olarak aktiftirler. Bu tür yıldızların baş bileşenleri bu aktivitenin seviyesinde baskındır. Çift sistemdeki bir bileşenin aktivite seviyesindeki çevrimsel herhangi bir değişimin yörünge döneminde de çevrimsel bir değişime neden olması mümkündür. Manyetik aktivite çevriminin çift sistemin yörünge dönemine etkisinin temelinde eşdönme vardır. Bir başka deyişle çift yıldız bileşenlerinin manyetik aktiviteleri nedeniyle eksenleri etrafındaki dönmelerinde oluşan değişimler yörünge döneminde de salınımlara neden olacaktır [30]. Bu nedenle TT Her'in O-C değişimindeki kütle aktarımından arta kalan çevrimsel değişime alternatif bir yaklaşım olarak manyetik aktivite etkisi de düşünüldü. Applegate [30]' in kuramsal yaklaşımı kullanılarak, aktivitenin çevrim uzunluğu $P_{çev}$ = 38.84 yıl, çevrimsel dönem değişiminin genliği $\Delta P = 0.262$ sn $çev^{-1}$, yörünge döneminde gözlenen çevrimsel etkiyi oluşturacak açısal momentum transfer miktarını $\Delta J = -2.83 \times 10^{47}$ g cm^2 s^{-1} olarak hesapladık. Bu düzeyde momentum transferi için gerekli enerji $\Delta E = 3.01 \times 10^{40}$ erg ve buna karşılık gelen ışınım gücündeki değişim $\Delta L = 7.72 \times 10^{31}$ erg s^{-1} ve buna karşılık gelen parlaklıktaki değişim ise $\Delta m = 0^m.002$, olmalıdır. Bu kabuller altında baş bileşenin yüzey manyetik alanı B = 3.2 kG olmaktadır.

Applegate [30]' e göre i) uzun dönemli ışık değişimi ve O-C eğrisi aynı çevrim uzunluğa sahip olmalı. ii) birinde izlenen ekstremum noktası diğerindeki ile çakışmalıdır. iii) aktif yıldızın parlaklığı arttıkça sistemin rengi daha mavi olmalıdır. TT Her'in parlaklık değişimini görebileceğimiz yeterince doğru ve uzun dönemli fotometrik gözlemler mevcut değildir. Fakat TT Her'in ışık eğrisinde bazı düzensiz değişimlerden literatürde bahsedilmektedir [18]. Bu nedenle sistemin bir manyetik aktivite çevrimine sahip olup olmadığını ortaya koyacak, uzun dönemli fotometrik gözlemlerine ihtiyaç duyulmaktadır.

O-C diyagramında gözlenen çevrimsel değişime neden olan mekanizmanın ayırt edilebilmesi oldukça önemlidir. O-C diyagramlarında ışık zaman etkisinin, manyetik etkinlik çevriminden daha düzenli dönemlilikler göstermesi beklenir. Güneş'teki manyetik aktivite çevrimini ve kromosferik aktif yıldızlardakini karşılaştıracak olursak, manyetik aktivitenin çevrim dönemi ve genliği bir çevrimden diğerine değişim göstermektedir. Bu nedenle manyetik aktivite çevrimi yarı-dönemli bir değişim göstermelidir. Gözlemsel verilerin kısa zaman aralığında olması nedeniyle TT Her'in O-C diyagramındaki çevrimsel değişime neden olan mekanizma tam olarak ayırt edilememektedir. Ancak uzun dönemli gözlemler bu duruma bir açıklık getirmemize olanak sağlayacaktır.

Kaynaklar

[1] Pickering, E. C. (1907a), *"15 New Variable Stars in Harvard Maps, Nos. 15, 18, and 27"*. Harvard Circ., 133, 1

[2] Pickering, E. C. (1907b), *"15 New variable stars in Harvard Maps"*, Nos. 15, 18 and 27, *AN*, 176, 297

[3] Luizet, M., (1910), *"Eléments provisoires de l'étoile variable 176.1907 Herculis (BD + 17°3117)"*, *AN*,183, 223

[4] McLaughlin, D. B. (1927), *"Some statistics of the eclipsing binaries*", AJ, 38, 45

[5] McLaughlin, D. B. (1928), *"Note on two variable stars",AJ*, 38, 175

[6] McLaughlin, D. B. (1929a), *"Notes on eclipsing variables", AJ,* 39, 85

[7] McLaughlin, D. B. (1929b), *"Note on the period of TT Herculis",AJ,* 40, 15

[8] Kordylewski, K. (1930a*), SAC*, 8, 72

[9] Kordylewski, K. (1930b), *Cracow Circ.,* 26, 3

[10] Lause, F., (1935), *"Beobachtungen von Bedeckungsveräderlichen III"*, *AN*, 254, 373

[11] Lause, F., (1938), *"Beobachtungen von Bedeckungsveränderlichen XI"*, *AN*, 266, 17

[12] Tsesevich, V. P. (1946), *Astron. Circ. U.S.S.R*., No.48, 8

[13] Tsesevich, V. P. (1954), *Publ. Odessa Obs*., 4, 64

[14] Tsesevich, V. P. (1957), *Peremennye Zvezdy*, 11, 410

[15] Sanford, R. E. (1937), *"Spectrographic Orbits of Five Faint Variable Stars"*, *ApJ*, 86, 153

[16] Hogg, A. R., & Kron, G. E. (1955)," Photoelectric light-curves of the eclipsing star TT Her" *AJ*, 60, 100

[17] van Genderen, A. M. (1962), *"Discussion of photo-electric observations in blue light of the eclipsing variable TT herculis made by G. Westerhout and W.N. Brouw"*, *BAN*, 16, 151

[18] Landolt, A. U., (1968), *"Photoelectric light elements for the eclipsing variable TT Her." AJ,* 73, 705
[19] Burchi, R., Dipaolantonio, A., Mancuso, S., Milano, L., & Vittone A. (1982), *"Three colour photoelectric observations of the eclipsing binary TT HER" A&AS*, 49, 129
[20] Kwee, K. K., & van Genderen A. M. (1983), *"Photometric observations and elements of the eclipsing binary TT Herculis"*, *A&A*, 126, 94
[21] Lipari, S. L., & Sistero R. F., (1988), "*A note on thermally decoupled W Ursae Majoris systems", PASP*, 100, 377
[22] Milano, L., Barone, F., Mancuso, S., Russo, G., & Vittone A. (1989), "*Search for contact systems among EB-type binaries. I - TT Herculis"*, *A&A*, 210, 181
[23] Wilson, R. E., Devinney, E. J. (1971), *"Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni" ApJ*, 166, 605
[24] Kwee, K. K., & van Woerden, H. (1956), *"A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable"*, *BAN*, 12, 327
[25] Irwin, J. B. (1952), *"The Determination of a Light-Time Orbit."*, *ApJ,* 116, 211.
[26] Ak, T., Albayrak, B., Selam, S. O., Tanrıverdi, T. (2004), "*A new light-time effect study of TX Herculis New Astronomy"*, 9, 265
[27] Yang, Y., Liu, Q. (2003), *"An abnormal radiant luminosity of the contact binary GZ Andromedae and its possible explanation"* , *A&A*, 401, 631
[28] ESA (1997), *"Hipparcos and Tycho Catalogs", SP*-1200
[29] Demircan, O., Kahraman, G. (1991), "Stellar mass-luminosity and mass-radius relations" *Ap&SS*, 181, 313.
[30] Applegate, J.H. (1992), *"A mechanism for orbital period modulation in close binaries" ApJ,* 385, 621

MERKÜR-MANGAN YILDIZLARI 53 Tau, β Tau, γ Crv ve υ Her 'İN TAYFSAL BOLLUK ANALİZİ

Ayşegül F. TEKER[1], Hülya ÇALIŞKAN[2], Saul J. ADELMAN[3,4], A.F. GULLIVER[4,5]

Özet

Bu çalışmada daha önceki çalışmalarımızdaki benzer yıldızlarla tutarlı ve devamı olarak merkür-mangan (HgMn) yıldızları 53 Tau, β Tau, γ Crv ve υ Her 'in element bolluğu analizini yapılmıştır. β Tau ve γ Crv yıldızlarının *v*sin*i* değerleri sırasıyla 59 ve 32 kms^{-1} olarak hesaplanmıştır ki bu değerler daha önce çalışılmış HgMn yıldızlarınınkinden büyüktür. 53 Tau'da olduğu gibi β Tau'da da Hg II λ3984 çizgisi gözlenmemiştir. 53 Tau, β Tau ve γ Crv yıldızlarının tayfsal çiftler olduğu görülmektedir ancak yörüngelerin belirlenmesi için ilave ölçümler gereklidir. β Tau 'nun bollukları genellikle γ Crv'ninkinden büyüktür. υ Her 'in CCD alıcılarla elde edilmiş tayflarından yapılan analizi, ilave tayflar kullanılarak genişletilmiş ve λ4800 'ün uzun tarafını kapsayan dalgaboyu aralığı arttırılmıştır.

Abstract

We performed elemental abundance analyses of the mercury-manganese (HgMn) stars 53 Tau, β Tau and γ Crv consistent with previous studies of similar stars in this series. The derived *v*sin*i* values for the last two stars are 59 and 32 kms^{-1} , respectively, both of which are greater than those of HgMn stars previously studied. For 53 Tau this analysis using selected wavelength regions replaces one performed with coadded photographic spectra. A stricter upper limit is placed on any Hg II λ3984 line. The abundances of β Tau are usually greater than those of γ Crv. But the later star has a Hg II λ3984 line which the former lacks. Our analysis of υ Her, which was performed with spectrograms obtained with CCD detectors, is extended by using additional spectrograms to increase the range of wavelengths covered longward of λ4800. Minor changes in the derived abundances result.

1. Giriş

Merkür Mangan (HgMn) yıldızları etkin sıcaklıkları 10500 K ve 15000 K arasında olan kararlı özel B tipi anakol yıldızlarıdır. Bolluk anormalliklerinde hem artışlarda (örneğin Hg) hem azalmalarda (örneğin N) çok çeşitlilik gösterirler [1],[2]. Radyatif yayılma ve gravitayonel yerleşme ile elementlerin ayrımından, bunların aşırı hidrodinamik olarak kararlı bir ortamda üretildikleri düşünülmektedir [3]. Hidrodinamik etkilerinin çalışılması için önemli laboratuvarlardır. Örneğin Seaton (1996)'ın Opacity Project verilerini kullanarak yaptığı

[1] *İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ataköy Kampüsü, 34156, Bakırköy, İstanbul, Tel: 0212 498 4320, Faks: 0212 661 9274, e-posta: a.teker@iku.edu.tr*
[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul, e-posta: caliskan@istanbul.edu.tr*
[3] *The Citadel, Fizik Bölümü, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 20409, USA*
[4] *Dominion Astrofizik Gözlemevi, Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of Canada, 5071 W. Saanich Road, Victoria V8X 4M6 Canada*
[5] *Brandon Üniversitesi, Fizik Bölümü, Brandon, MB R7A 6A9 Canada*

keşifsel hesaplamaları, yıldız zarfının derinliklerindeki radyatif yayılmanın bir sonucu olarak mangan zengini atmosferlerinin zaman değişken bir alan olduğunu önermektedir [4]. Adelman ve ark. (2002) bu yıldız sınıfında α And A'da Hg II λ3984 de ilk tayfsal değişkenliği göstermiştir ve halen buluşun anlamı üzerine araştırmalar devam etmektedir [5],[6]. Birçok yıldızın sonuçlarından yıldızsal parametrelere bağlılığa bakılabilir ve kuramsal öngürlerle karşılaştırılabilir [7].

Bu çalışmada, dört merkür-mangan yıldızının element bolluğu analizi yapılmıştır. Adelman (1987, Paper II) Dominion Astrofizik Gözlemevi'nin coude spektrografının uzun kamerasını ile alınmış fotografik IIaO tayflarını kullanarak 53 Tau'nun (HD 27295, HR 1339, HIP 21071) element bolluğu analizini yapmıştır [8]. 2mÅ seviyesinde bile Hg II λ3984 çizgisinin yokluğu ile normal olmayan bir HgMn yıldızı olduğu doğrulanmıştır. Önceki analizlerden en önemlisi Auer ve ark. (1966) çalışmasıdır [9]. *vsini* değeri ≤ 5 kms^{-1} olarak tahmin edilmişti. 53 Tau, bilinen bir SB0 sistemidir ve Cowley (1972) tarafından B9 IV olarak sınıflandırılmıştır [10].

β Tau'nun (Elnath, HR 1791, Hd 35497, 112 Tau) ve *γ* Crv'nin (HR 4662, HD 106625, 4 Crv) analizleri bu seri için, tayfsal çizgileri bu miktarda dönme gösteren sınıf üyelerini araştırmak için ilk kez yapılmaktadır. Schneider'ın (1981) HgMn yıldızları kataloğu gibi her ikisi de birçok çalışmada tartışılmıştır [11]. *β* Tau Hipparcos fotometrisindeki en az değişen yıldızlardan biridir [12]. Tayf türü B7 II olarak ilk kez Johnson ve Morgan (1953) tarafından belirlenmiştir [13]. Houk ve Smith-Moore (1988) *γ* Crv'yi bir B8 III yıldızı olarak tanımlamıştır [14]. Cowley ve Crawford (1971) olası bir merkür (civa) yıldızı olarak sınıflamıştır [15]. Sonradan Cowley ve Cowley (1971) bu tanımlamayı doğrulamıştır [16]. Fremat ve Houziaux (1997) bir element bolluğu analizi yapmıştır [17].

B9 III tayf türünden HgMn yıldızı *υ* Her (HD 144206, HR 5982); Adelman (1992, Paper X) tarafından fotografik plaklar ve Adelman ve ark. (2001, Paper XXIV) tarafından S/N ≥ 200 Reticon ve CCD spektrogramları ile analiz edilmiştir [18], [19], [7]. *υ* Her bir Fe ve Ni fakiri HgMn yıldızı örneğidir. Dolk ve ark. (2002) *γ* Crv ve *υ* Her'i içeren bir grup HgMn yıldızının Nd ve Pr bolluklarını belirlemeye çalışmıştır [20]. Sırasıyla log Nd/H=-9.60 ve -9.50 olarak bulmuşlardır.

2. Veriler ve Ölçümler

Bu çalışma için DAO'dan en az 200 sinyal-gürültü oranına sahip 2.4 Å mm^{-1} CCD spektrogramları elde edilmiştir. Sırasıyla 63 Å ve 147 Å dalgaboyu aralığına sahip SITe2 ve SITe4 CCDler kullanılmıştır. 53 Tau için elde edilen tayflar λλ3824-4247, 4378-4523 ve 4655-4793 aralığındadır, *β* Tau için λλ3824-4935, 4990-5042 ve 6660-6690 aralığında, *γ* Crv için ise λλ3830-4927 aralığındadır. *υ* Her için λ4864, λ5002, λ5140, λ5278 ve λ6562 merkezi dalgaboylarına sahip yeni SITe4 spektrogramları ölçülmüştür. λ6562 merkezi dalgaboylarına sahip olan spektrogramda kapsanan bölgenin çoğu tellurik çizgilerle kaplandığından çalışılmamıştır. İlave olarak tüm yıldızlar için H_γ bölgesini içeren 20 Å mm^{-1} lik DAO sepktrogramları da elde edilmiştir.

Diğer sıraların ışığını elemek için bir filtre ile görüntülenirken, Coude ayna sırasının merkezindeki akkor bir lambanın pozları ile yıldız pozları falt field yapılmıştır. Teleskobun ikincil aynası ile aynı mantıkla merkezi bir engel hüzmeden gelen ışığı çıkarmaktadır. Tayflar interaktif bilgisayar grafik programı REDUCE ile indirgenmiş ve alt programları ile ölçülmüştür [21]. Çoğu tayf CCDSPEC programı kullanılarak indirgeme işlevinde saçılmış ışık için düzeltilmiştir [22]. Eski tayflar için 3.5 % luk bir düzeltme kullanılmıştır [23].

53 Tau ve *υ* Her'in metal çizgilerine Gauss profilleri geçirilmiştir, kuvvetli He I çizgileri için ise Lorentz profilleri kullanılmıştır. *β* Tau ve *γ* Crv 'nin en kuvvetli metal çizgileri hariç tüm çizgileri için rotasyonal profiller kullanılmıştır. Bu çizgiler ile çoğu He I

çizgisi için Gauss profili kullanılmıştır ancak yine de en kuvvetli He I çizgileri için Lorentz profili geçirilmiştir.

Tablo-1 bu çalışmadaki dört yıldıza ait kendimizin ve yakın tarihli referansların *v*sin*i* değerlerini içermektedir. Her yıldız için bizim değerlerimiz en küçükler arasında gibi görülmektedir. İki daha hizlı dönen yıldız için uyum, iki keskin çizgili yıldız için olduğundan daha büyüktür.

Tablo-1: Dönme hızı tahminleri.

Star	$\upsilon \sin i$ (km s^{-1})	References
53 Tau	≤5	Adelman (1987)
	10	Abt & Morrell (1995)
	6	Wolff & Lambert (1999)
	20	Abt et al. (2002)
	18	Royer et al. (2002)
	5.5	This Paper
β Tau	60	Abt et al. (2002)
	64	Royer (2002)
	59	This Paper
γ Crv	30	Abt et al. (2002)
	36	Dolk et al. (2002)
	32	This Paper
υ Her	10	Abt & Morrell (1995)
	7.5	Adelman et al. (2001)
	18	Abt et al. (2002)
	11	Dolk et al. (2002)
	20	Royer (2002)
	7.5	This Paper

Çizgilerin tanısında genel raferanslar olarak A Multiplet Table of Astrophysical Interest [24], Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions, Part 1 [25], P II için Svendenius ve ark. (1983) [26], S II için Pettersson (1983) [27], Ti II için Huldt ve ark. (1982) [28], Mn I için Catalan ve ark. (1964) [29], Mn II için Iglesias & Velasco (1964) [30], Fe I için Nave ve ark. (1994) [31], Fe II için Dworetsky (1971) [32], Johansson (1978) [33], Guthrie (1985) [34], ve Adelman (1987) [8], Ga II için Isberg & Litzen (1985) [35], Y II Nilsson ve ark. (1991) [36] ve Nd III için Dolk ve ark. (2002) [21] kullanılmıştır. Tablo-9'da bollukları verilen elementlere ve H I'e ilave olarak 53 Tau için Mg I çizgileri ve β Tau için Si III ve P II çizgileri bulunmuştur. γ Crv'de bir Si III çizgisi blend olabilir.

Hg II λ3984 çizgisi bölgesini içeren 53 Tau tayfını kullanarak, Adelman (1987)'ninkinden dört kat daha az olarak 0.75 mÅ luk yeni bir üst limit belirlenmiştir. CCD pozları ile kapsanan tayfsal aralık fotografik plaklarınkinden daha azdır, ancak S/N oranı en az 200 olarak 80 ile karşılaştırıldığında daha fazladır. Daha önce (Adelman 1987) bulunan Si II, Sc II, Cr I, Ga II ve Ba II çizgileri azalmış dalgaboyu kapsamına bağlı değildir [8]. Tek yeni bolluk P II çizgisininkidir. Mg I çizgisi Mg II çizgisininkinden daha küçük Mg bolluğu verdiğinden kullanılmamıştır. υ Her için bulunan tek yeni element Zn II dir. β Tau'da Hg II λ3984 çizgisi görülememiştir, bu bağlamda 53 Tau'ya benzemektedir.

Yer'in yörünge hızı için düzeltmeler yapıldıktan sonra radyal hızları bulmak için yıldız ve laboratuvar dalgaboyları karşılaştırılmıştır. Tablo-2 ölçülen radyal hız değerlerimizi

göstermektedir. 53 Tau, β Tau, ve γ Crv'nin tayfsal çiftler olduğu eldeki verilerden görülmektedir. Yörüngeleri belirlemek için ilave ölçümler gerekmektedir. Kırmızı tarafa yakın spektrogramlar yoldaşlarının çizgilerini gösterebilir.

υ Her için 20 tayftan çıkan ortalama radyal hız (Adelman ve ark. 2001) 4.0 ± 0.5 kms^{-1} idi [7]. Bu çalışmadan çıkanlarla birlikte ortalama 4.1 ± 0.5 kms^{-1} olmaktadır. Buna göre υ Her ya tek bir yıldızdır ya da olası bir yoldaşının yörüngesi gökyüzü düzlemindedir.

Tablo-2: Radyal Hız Tahminleri

Star	Central λ(Å)	Heliocentric Julian Date	RV (km s^{-1})
53 Tau	3898	2 452 571.9431	−1.6
	4036	2 452 529.0090	20.3
	4036	2 452 570.9332	−12.7
	4174	2 453 354.8775	21.8
	4174	2 453 354.9213	22.8
	4450	2 453 306.0369	22.4
	4450	2 453 306.0804	22.6
	4726	2 453 337.8531	23.3
β Tau	3898	2 452 572.0490	−51.4
	4036	2 452 571.0521	−48.1
	4174	2 451 945.6889	38.0
	4312	2 451 932.7654	−2.8
	4410	2 451 116.9890	8.8
	4465	2 451 115.9449	8.2
	4520	2 450 529.8994	11.8
	4588	2 451 883.8865	−35.6
	4685	2 450 537.6797	18.1
	4740	2 450 691.9556	9.1
	4864	2 452 332.6813	32.0
	5015	2 451 470.8866	−13.1
	5070	2 450 816.7741	13.6
	6680	2 451 473.9047	−53.4:
γ Crv	3898	2 452 368.8169	15.1
	4036	2 452 020.8416	47.9
	4135	2 451 540.1081	−60.5
	4190	2 450 963.8564	−2.1
	4245	2 451 593.9229	−37.0
	4300	2 451 291.0070	−3.6
	4355	2 450 965.8462	−4.8
	4450	2 452 050.7180	88.0
	4588	2 452 367.6597	18.9
	4726	2 452 330.9167	−9.6
	4864	2 451 677.7572	77.4
υ Her	4864	2 452 332.9464	4.4
	5002	2 453 170.7910	4.2
	5140	2 453 214.7599	4.6
	5278	2 453 575.7540	4.5
	6562	2 452 064.8160	4.3
	average		4.1 ± 0.5

3. Bolluk Analizi

Adelman ve Rayle (2000)'nin etkin sıcaklık ve yüzey çekimi tahminleri uygulanmıştır [37]. 53 Tau, β Tau, γ Crv ve υ Her için spektrofotometri değerleri sırasıyla Adelman & Pyper (1979) [38], Schild ve ark. (1971) [39], Davis & Webb (1974) [40], ve Adelman & Pyper (1979) dan alınmıştır. H_γ profilleri 20 Å mm^{-1} lik DOA sepktrogramlarından elde edilmiştir. H_γ bölgelerinin sentetik tayfı ATLAS9 [41] model atmosferlerinden SYNTHE [42] programı ile hesaplanmıştır ve gözlemlerle kıyaslama için ATLAS9 ile akı tahminleri yapılmıştır. Başlangıç değerleri için Napiwotzki ve ark. (1993)'ın programı [43] ve Hauck & Mermilliod (1998)'un homojen ortalama *uvbyβ* verileri kullanılmıştır [44]. Strömgren fotometrisinin kullanımından gelen belirsizlikler yaklaşık ±150 K ve ±0.2 dex kadardır [45]. γ Crv için Frémat & Houziaux (1997) Strömgren fotometrisinden T_{eff} = 12000 K olarak belirlemiştir ve hesaplanan ile gözlenen Hδ profillerini karşılaştırarak log g = 3.5 olarak bulmuştur [17]. Bu bölgede IIaO spektrogramları kullandıkları düşünülürse bizim değerlerimizle uyumu kötü değildir.

Yüzey çekiminin ve etkin sıcaklığın hata paylarının metal bollukları üzerindeki etkisini göstermek için Adelman ve ark. (2001) Tablo-3 lerinde etkin sıcaklıktaki 100 K değişime ve log g de 0.2 dexlik bir değişime bağlı olarak bolluklardaki değişimi vermektedir [7]. Bunlar φ Her'in değerleri kullanılarak bulunmuştur ve bu çalışmadaki yıldızlar için aynen doğrudur. Etkin sıcaklığa hassaslık öyledir ki sıcaklık arttığında bu bolluklar da artmaktadır ancak yüzey çekimi için genellikle nötral ve bir kere iyonize türler karşıt bağımlılıklara sahiptir.

Helyum ve metal bollukları SYNSPEC [46] ve WIDTH9 programları kullanılarak çıkarılmıştır. Metal çizgisi sönümleme katsayıları Kurucz&Bell (1995)'den alınmıştır [47] veya yokluklarında yarı klasik varsayımlar kullanılmıştır. Fe I ve Fe II çizgilerinin bollukları bir seri mikrotürbülans aralığı için çıkarılmıştır. Eşdeğer genişlikten (ξ_1) bağımsız olarak ve ortalamadan (ξ_2) en az sapmaya sahip olarak bunların benimsenen değerleri (Tablo-3) çıkarılan bolluklarda sonuçlanmaktadır [48].

Tablo-3: Fe II çizgilerinden mikrotürbülans tahminleri.

Star	Number of Lines	ξ_1 (km s^{-1})	log N/N_T	ξ_2 (km s^{-1})	log N/N_T	gf values
β Tau	36	0.0	−4.61 ± 0.20	0.2	−4.61 ± 0.20	N4+KX
	adopted	0.1				
γ Crv	25	0.0	−5.13 ± 0.17	0.0	−5.13 ± 0.17	N4
	adopted	0.0				
υ Her	58	0.0	−4.72 ± 0.14	0.0	−4.72 ± 0.14	MF+N4
	173	0.0	−4.65 ± 0.17	0.0	−4.65 ± 0.17	MF+N4+KX
	adopted	0.0				

53 Tau için Fe I çizgileri çok zayıftır ve mikrotürbülansın belirlenmesi için çok az sayıdadır. Büyüme eğrisinin doğrusal bölümünün hemen dışında sadece bir Fe II çizgisi vardır. Bu yüzden bu türlerden bir belirleme mümkün değildir. Ti II ve Cr II çizgilerini denenmiştir ama yine en kuvvetli çizgiler büyüme eğrisinin doğrusal bölümünün hemen dışındadır. 44 Ti II çizgisi ile önerilen mikrotürbülans yaklaşık 1 km s^{-1} dir, ancak 22 Cr II çizgisinden mikrotürbülans olmadığı fikri ortaya çıkmaktadır. Mn II çizgileri kullanılmamıştır çünkü muhtemelen kuvvetli olanların bazıları bolluklarının hesaplanmasında aşırı ince kalıplarının kullanılmasını gerektirmektedir. Bu yüzden birçok HgMn yıldızının değerine yakın olarak 53 Tau için sıfır mikrotürbülans benimsenmiştir.

β Tau ve γ Crv nin sonuçları bu serideki diğer HgMn yıldızlarınınkine benzemektedir. υ Her için son çalışmamızda 0.5 kms^{-1} yerine 0.0 kms^{-1} bulunmuştur. Mikrotürbülans hesaplamak için Fe I çizgileri çok az sayıda ve çok zayıftır. Nd II çizgilerinin analizi için

Dolk ve ark.(2002)'nin değerleri alınmıştır [20]. Hg II λ3984 için olduğu gibi Woolf & Lambert (1999) bizim verilerimizden biraz daha yüksek çözünürlüğe ve izotropik yarılmanın düzgün bir analize sahiplerdir, bu yüzden onların sonuçları kullanılmıştır [49].

Tablo-4: Ortalama Helyum bollukları.

Yıldız Adı	Ortalama He/H Bolluk Değeri
53 Tau	0.042+/-0.008
β Tau	0.070+/-0.010
γ Crv	0.067+/-0.010

Helyum bollukları (Tablo-4) çizgi profilllerini rotasyonal hız ve aletsel profil ile evriştirilmiş kuramsal öngörülerle karşılaştırılarak çıkarılmıştır. Her bir yıldız için He/H değerleri çizgiden çizgiye tutarlıdır. 53 Tau için artan S/N oranının çizgi kanatlarının daha çoğunu ortaya çıkarmasına bağlı olarak Adelman (1987) dekinden 2.5 kat daha büyüktür. log N/N_T değerlerini log N/H değerlerine çevirmek için 53 Tau, β Tau, γ Crv ve υ Her için sırasıyla -0.02 dex, -0.04 dex, -0.03 dex ve -0.03 dex eklenmiştir. υ Her için olduğu gibi önceki sonuçlarımızda kullandığımız blend olmamış He I çizgisi yoktur.

Metal çizgili tayfın analizi, herbir çizgi için multiplet numarasını [24], laboratuvar dalgaboyunu, gf değerinin logaritmasını ve kaynağını, gözlendiği gibi mÅ biriminde eşdeğer genişliği ve ortaya çıkan bolluğu içermektedir. Tablo-5'de β Tau, γ Crv, 53 Tau ve υ Her'in sonuçlarının bir kısmını göstermektedir. gf değerlerinin kaynakları Tablo-5'in sonunda verilmiştir. Bazı türler için Moore (1945) den başka kaynaklar için multiplet numarasının yerinde harfler kullanılmıştır; C= Catalan ve ark. (1964), D= Dworetsky (1971), H= Huldt ve ark.(1982), I=Iglesias ve Valesco (1964), J=Johansson (1978) ve S=Svendenius ve ark. (1983). [24], [26], [28], [29], [30], [32], [33].

Tablo-5: Yıldızların çizgi tanılarından bir örnek.

Yıldız Adı	İyon	Multiplet Numarası	Laboratuvar Dalgaboyu (Å)	Log gf Değeri	Log gf Kaynağı	Eşdeğer Genişlik (mÅ)	Bolluk log(Nel/Ntot)
beta Tau	C II	4	3918.97	-0.53	WF	31	-3.59
beta Tau	Mg II	5	3848.24	-1.59	WS	11	-4.88
beta Tau	Si II	1	3853.66	-1.44	LA	67	-4.76
beta Tau	Si II	3.01	4075.46	-1.40	SG	23	-4.54
beta Tau	Si II	7.15	4673.28	-0.71	KX	13	-4.26
gamma Crv	C II	4	3918.97	-0.53	WF	18	-3.80
gamma Crv	Mg II	10	4384.64	-0.79	WS	20	-4.97
gamma Crv	Si II	3	4128.05	+0.38	LA	71	-5.23
gamma Crv	Sc II	7	4246.83	+0.24	LD	32	-8.25
gamma Crv	Ti II	11	3981.99	-2.53	KX	7	-6.15
53 Tau	Mg II	9	4427.99	-1.21	WS	11	-4.82
53 Tau	Al II	2	4663.05	-0.28	FW	3	-6.89
53 Tau	Ca II	1	3933.66	+0.13	WM	319	-5.67
53 Tau	Mn I	16	4754.05	-0.09	MF	16	-4.61
ups Her	P II	7	5296.07	-0.16	WS	6	-5.85
ups Her	S II	39	5201.03	+0.05	WS	4	-4.90
ups Her	Ti II	70	5226.54	-1.30	MF	34	-6.02
ups Her	Cr II		4824.13	-1.22	MF	50	-5.61
ups Her	Mn II	I	4806.82	-1.56	KX	42	-4.77

FW = Fuhr & Wiese (1990, in Lide, D. R. ed, CRC Handbook of Chemistry and Physics, CRC Press, Cleveland, OH), KX = Kurucz & Bell (1995, Kurucz CD-Rom No. 23), LA = Lanz & Artru (1985PhyS...32..115L), LD = Lawler & Dakin (1989, JOSA B, 6, 1457), MF = Fuhr, Martin & Wiese, 1988, and Martin, Fuhr & Wiese, 1988, Cat. VI/72, SG = Schulz-Gulde (1969, JQSRT, 9, 13), WF = Wiese, Fuhr & Deters (1996, Atomic transition probabilities of carbon, nitrogen, and oxygen : a critical data compilation. Edited by W.L. Wiese, J.R. Fuhr, and T.M. Deters. Washington, DC), WM = Wiese & Martin (1980, NSRDS-NBS 68. Part 2, US Government Printing Office, Washington, DC), WS = Wiese, Smith & Glennon (1966, NSRDS-NBS 4, US Governement Printing Office, Washington) and Wiese, Smith & Miles (1969, NSRDS-NBS, D.C.: US Department of Commerce, National Bureau of Standards)

4. Tartışma ve Sonuç

Tablo-6'de 53 Tau, *γ* Crv ve *υ* Her'e ait bizim sonuçlarımız ile en yeni çalışmaların sonuçlarını karşılaştırılmaktadır. Bizim sonuçlarımız ve Adelman (1987)kinler büyük uyum içindedir [8]. Daha çok çizgi kanadı bulunduğundan yeni He I sonucu daha büyüktür ve çıkarılan Ni değerlerindeki farklar öncelikle gf değerlerindeki bir değişime bağlıdır. *γ* Crv için çıkarılan bolluklar He, Fe ve Zn için sadece Frémat & Houziaux (1997)'un bulduklarıyla uyuşmaktadır [17]. *υ* Her için yeni bollukların çoğu Adelman ve ark. (2001)'inkilerle uyumludur [7]. Eski değerlerin yerine yeni NIST [50] Fe I ve Fe II gf değerlerinin konması sonucunda 0.02 dex kadarlık bir azalma olmuştur. Belirli bir atomik türün analizinde daha çok çizgi kullanıldığında rms hatalarında da küçük bir azalma olmuştur.

Tablo-6: 53 Tau, *γ* Crv ve *υ* Her'e ait bizim sonuçlarımız ile en yeni çalışmaların sonuçlarını karşılaştırılmaktadır. Eski log(Nel/H) değerleri 53 Tau için Paper II (Adelman, 1987), gamma Crv için Fremat & Houziaux (1997), ups Her için Paper XXIV (Adelman ve ark. 2001) den alınmıştır. [8], [17], [7].

Yıldız Adı	İyon	log(Nel/H) eski	log(Nel/H)	Yıldız Adı	İyon	log(Nel/H) eski	log(Nel/H)
53 Tau	He I	-1.80	-1.38	ups Her	He I	-1.51	-1.51
53 Tau	C II	-3.94	-3.85	ups Her	C II	-3.98	-4.04
53 Tau	Mg II	-4.91	-4.99	ups Her	O I	-3.57	-3.57
53 Tau	Si II	-4.71	-4.82	ups Her	Mg I	-5.56	-4.76
53 Tau	S II	-5.33	-5.76	ups Her	Mg II	-5.06	-5.04
53 Tau	Ca I	-5.34	-5.32	ups Her	Si II	-5.11	-5.06
53 Tau	Ca II	-5.58	-5.65	ups Her	Si III	-4.67	-4.66
53 Tau	Ti II	-5.72	-5.77	ups Her	P II	-6.03	-5.99
53 Tau	Cr II	-5.75	-5.91	ups Her	S II	-5.18	-5.07
53 Tau	Mn I	-4.50	-4.68	ups Her	Ca II	-6.10	-6.04
53 Tau	Mn II	-5.00	-4.69	ups Her	Sc II	-8.96	-8.95
53 Tau	Fe I	-5.33	-5.44	ups Her	Ti II	-6.15	-6.10
53 Tau	Fe II	-5.25	-5.27	ups Her	Cr II	-6.04	-5.99
53 Tau	Fe III	-4.53	-4.77	ups Her	Mn I	-4.57	-4.61
53 Tau	Ni II	-7.43	-6.65	ups Her	Mn II	-4.74	-4.77
53 Tau	Sr II	-8.16	-8.11	ups Her	Fe I	-4.70	-4.66
53 Tau	Y II	-8.18	-8.00	ups Her	Fe II	-4.72	-4.65
53 Tau	Zr II	-7.49	-7.46	ups Her	Fe III	-4.57	-4.55
gamma Crv	He	-1.16	-1.17	ups Her	Ni II	-6.79	-6.78
gamma Crv	C	-4.14	-3.71	ups Her	Ga II	-5.70	-5.67
gamma Crv	Mg	-4.62	-5.02	ups Her	Sr II	-7.92	-7.85
gamma Crv	Si	-5.15	-5.60	ups Her	Y II	-7.59	-7.45
gamma Crv	P	-5.65	-5.96	ups Her	Zr II	-8.09	-8.08
gamma Crv	S	-5.36	-5.16	ups Her	Ba II	-8.77	-8.74
gamma Crv	Ca	-5.46	-5.75	ups Her	Hg I	-5.96	-5.94
gamma Crv	Ti	-6.01	-5.79	ups Her	Hg II	-5.75	-6.12
gamma Crv	Cr	-6.93	-6.34				
gamma Crv	Mn	-5.91	-5.32				
gamma Crv	Fe	-5.05	-5.10				
gamma Crv	Zn	-6.30	-6.31				

Bu çalışmada bulunan bolluklar Tablo-7'da Asplund ve ark. (2005)'in yeni güneş değerleri ile kıyaslanmıştır [51]. Hafif elementleri çoğunlukla günşealtı bolluklara sahiptir. Mn gibi demir zirvesi elementleri aşırı bolluk göstermekle beraber bazıları güneş bolluğunda bazıları ise Ni gibi daha düşüktür. Demir zirvesinin ötesindeki elementler aşırı bolluk göstermektedir. HgMn yıldızlarının istatistiksel olarak yeterli ilave bolluk analizi gerçekleştirilmiştir ve tekrar bolluk analizinin bir bağıntısı gerçekleştirilecektir.

Tablo-7: Çıkarılan bollukların güneş bolluğu ile kıyaslanması (log N/H).

Species	53 Tau	β Tau	γ Crv	υ Her	Sun
He I	−1.38 ± 0.09	−1.15 ± 0.06	−1.17 ± 0.06	−1.51 ± 0.00	−1.07
C II	−3.85 ± 0.10	−3.62 ± 0.10	−3.71 ± 0.12	−4.04 ± 0.18	−3.71
O I	...	...	...	−3.57 ± 0.09	−3.34
Mg II	−4.99 ± 0.14	−4.83 ± 0.08	−5.02 ± 0.13	−5.04 ± 0.04	−4.47
Al II	−6.87	...	...	...	−5.63
Si II	−4.82 ± 0.23	−5.57 ± 0.18	−5.60 ± 0.25	−5.06 ± 0.25	−4.49
Si III	...	...	...	−4.66	−4.49
P II	−6.45	...	−5.96	−5.99 ± 0.13	−6.64
S II	−5.76	−5.05 ± 0.14	−5.33	−5.07 ± 0.15	−4.86
Ca I	−5.32	...	...		−5.69
Ca II	−5.65	−5.60	−5.75	−6.04	−5.69
Sc II	...	...	−8.22	−8.95 ± 0.07	−8.95
Ti II	−5.77 ± 0.20	−6.22 ± 0.20	−5.79 ± 0.20	−6.10 ± 0.20	−7.10
Cr II	−5.91 ± 0.16	−5.85 ± 0.18	−6.34 ± 0.17	−5.99 ± 0.18	−6.36
Mn I	−4.68 ± 0.10	...	−5.05 ± 0.22	−4.61 ± 0.14	−6.61
Mn II	−4.69 ± 0.19	−4.84 ± 0.15	−5.32 ± 0.20	−4.77 ± 0.19	−6.61
Fe I	−5.44 ± 0.14	...	...	−4.66 ± 0.16	−4.55
Fe II	−5.27 ± 0.18	−4.57 ± 0.20	−5.10 ± 0.17	−4.65 ± 0.16	−4.55
Fe III	−4.77	−4.26	...	−4.55	−4.55
Ni II	−6.65 ± 0.26	−6.26 ± 0.19	...	−6.78 ± 0.19	−5.78
Zn I	...	...	−5.63	...	−7.40
Zn II	...	...	...	−6.92	−7.40
Ga II	...	...	...	−5.67 ± 0.06	−9.12
Sr II	−8.11 ± 0.18	...	−9.04	−7.85 ± 0.25	−9.08
Y II	−8.00 ± 0.20	...	...	−7.45 ± 0.17	−9.79
Zr II	−7.46 ± 0.20	...	−7.95 ± 0.12	−8.08	−9.41
Ba II	...	−7.80	...	−8.74 ± 0.01	−9.83
Nd III	...	...	−9.60	−9.50	−10.55
Hg I	...	...	...	−5.94	−10.87
Hg II	...	...	−7.42	−6.12	−10.87
$T_{\rm eff}$(K)	11 700	13 250	12 125	11 950	
log g	4.25	3.65	3.70	3.70	

Hg II λ3984 çizgisinin yokluğu β Tau'nun 53 Tau gibi özel bir HgMn yıldızı olduğunu göstermektedir. Bu davranışın uygun bir açıklaması yoktur. Son zamanlarda α And A yıldızındaki bu çizginin profili tuhaf olarak bulunmuştur [52]. Daha sonra periyodik olarak değişken olduğu bulunmuştur [5]. Bu HgMn yıldızlarında bilinen ilk taysfal değişkenlik örneğidir. Bu değişkenliğin en uygun yorumu 2.382 günlük yıldızsal dönme periyodu ile birlikte homojen olmayan Hg yüzey dağılımıdır. Hg dağılımının Doppler haritalaması, kutuplara yakın bölgelerde element bolluğu azalması ve ekvator yakınlarında dağılımın lekelerde yoğunlaştığını göstermektedir.

Son zamanlarda Kockukhov et al. (2005) etkin sıcaklıkları 13000 ve 13800 K arasında olan HR 1185 ve HR 8723 isimli iki HgMn yıldızının homojen olmayan Hg dağılımı gösterdiğini bulmuştur [6]. HR 8723'ün iki gözlemi arasındaki fark λ3984 de bir değişimi önermektedir. Ancak β Tau benzer parametrelerle herhangi bir saptanabilir Hg çizgisinden yoksundur. Bu yüzden açıklamaları tamamlanmamış olabilir. Hg II λ3984 profil değişkenliğini daha ileri düzeyde çalışmak ve bulunduğunda rotasyonal ve uzun dönem değişimi incelemek için HgMn yıldızlarına ve özellikle bu üç yıldıza ait ilave gözlemlere ihtiyaç vardır.

Kaynaklar

[1] Leckrone, D. S., Wahlgren, G. M., & Johansson, S. 1991, ApJ, 377, L37.
[2] Roby, S. R., Leckrone, D. S., & Adelman, S. J. 1999, ApJ, 524, 974
[3] Michaud, G. 1970, ApJ, 160, 641
[4] Seaton, M. J. 1996, Phys. Scripta, T65, 129
[5] Adelman, S. J., Gulliver, A. F., Kochukhov, O. P., & Ryabchikova, T. A. 2002, ApJ, 573, 359
[6] Kockukhov, O., Piskunov, N., Sachkov, M., & Kudryavtsev, D. 2005, A&A, 439, 1093
[7] Adelman, S. J., Gulliver, A. F., & Rayle, K. E. 2001, A&A, 367, 507
[8] Adelman, S. J. 1987, MNRAS, 228, 573 (Paper II)
[9] Auer, L. H., Mihalas, D., Aller, L. H., & Ross, J. E. 1966, ApJ, 145, 153
[10] Cowley, A. P. 1972, AJ, 77, 750
[11] Schneider, H. 1981, A&AS, 44, 137
[12] Adelman, S. J. 2001, A&A, 367, 297
[13] Johnson ve Morgan (1953)
[14] Houk ve Smith-Moore (1988)
[15] Cowley ve Crawford (1971)
[16] Cowley ve Cowley (1971)
[17] Fremat ve Houziaux (1977)
[18] Cowley, A., Cowley, C., Jaschek, M., & Jaschek, C. 1969, AJ, 74, 375
[19] Adelman, S. J. 1992, MNRAS, 258, 167 (Paper X)
[20] Dolk, L., Wahlgren, G. M., Lundberg, H., et al. 2002, A&A, 385, 111
[21] Hill, G., Fisher, W. A., & Poeckert, R. 1982, Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria, 16, 27
[22] Gulliver, A. F., & Hill, G. 2002, in Astronomical Data Analysis Software and System XI, ed. D. A. Bohlender, D. Durand, & T. H. Handley (San Francisco: ASP), ASP Conf. Ser., 281, 351
[23] Gulliver, A. F., Hill, G., & Adelman, S. J. 1996, in 5th Vienna Symp. on Stellar Atmospheres and Spectrum Synthesis, ed. S. J. Adelman, F. Kupka, & W. W. Weiss (San Francisco: ASP), ASP Conf. Ser., 108, 232.
[24] Moore, C. E. 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Princeton University Observatory
[25] Reader, J., & Corliss, C. H. 1980, NSRDS-NBS 68, Part 1, US Government Printing Office, WashingtonDC
[26] Svendenius, N., Magnusson, C. E., & Zetterberg, P. O. 1983, Phys. Scr., 27, 339
[27] Pettersson, J. E. 1983, Phys. Scripta, 28, 421
[28] Huldt, S., Johansson, S., Litzen, U., & Wyart, J.-F. 1982, Phys. Scr.,25, 401.
[29] Catalan, M. A., Meggers, W. F., & Garcia-Riquelme, O. 1964, J. Res. NBS 68A, 9
[30] Iglesias, L., & Velasco, R. 1964, Publ. Inst. Opt. Madrid, No. 23
[31] Nave, G., Johansson, S., Learner, R. C. M., Thorne, A. P., & Brault, J. W. 1994, ApJS, 94, 221
[32] Dworetsky, M. M. 1971, Ph.D. Thesis, University of California at Los Angeles
[33] Johansson, S. 1978, Phys. Scr., 18, 217
[34] Guthrie, B. N. G., 1985, MNRAS, 216, 1G
[35] Isberg, B., & Litzen, U. 1985. Phys. Scr., 31, 533
[36] Nilsson, A. E., Johasson, S., & Kurucz, R. L. 1991, Phys. Scr., 44, 226
[37] Adelman, S. J., & Rayle, K. E. 2000, A&A, 355, 308
[38] Adelman, S. J., & Pyper, D. M. 1979, AJ, 84, 1603
[39] Schild, R., Peterson, D., & Oke, J. B. 1971, ApJ, 166, 94
[40] Davis, J., & Webb, R. J. 1974, MNRAS, 168, 163
[41] Kurucz, R. L. 1993, Atomic Data for Opacity Calculations, Kurucz CD-Rom No. 13, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA
[42] Kurucz, R. L., & Avrett, E. H. 1981, SAO Special Report No. 391
[43] Napiwotzki, R., Schönberner, D., & Wenske, V. 1993, A&A, 268, 653
[44] Hauck, B., & Mermilliod, M. 1998, A&AS, 129, 431
[45] Lemke, M. 1989, A&A, 225, 125
[46] Hubeny, I., Lanz, T., & Jeffrey, C. S. 1994, Daresbury Lab. New. Anal. Astron. Spectra, 20, 30
[47] Kurucz, R. L., & Bell, B. 1995, Atomic Data for Opacity Calculations, Kurucz CD-Rom No. 23, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA
[48] Blackwell, D. E., Shallis, M. J., & Simmons, G. J. 1982, MNRAS, 199, 33
[49] Woolf, V. M., & Lambert, D. L. 1999, ApJ, 521, 414
[50] Fuhr, J. R. 2005, J. Phys. Chem. Ref. Data, submitted
[51] Asplund, M., Grevessve, N., & Sauval, J. 2005, in Cosmic abundances as records of stellar evolution and nuclear synthesis, ed. F. N. Bash, & T. G. Barnes (San Francisco: ASP), ASP Conf. Ser., in press
[52] Ryabchikova, T. A., Malanushenko, V. P., & Adelman, S. J. 1999, A&A, 351, 963.

PARÇALI TUTULMA GÖSTEREN SİSTEMLERDE KÜTLE ORANI TARAMASI SONUÇ VERİYOR MU ?

Z. TERZİOĞLU[1], G. GÖKAY[1], İ. E. DERMAN[1]

Özet

Bu çalışmada parçalı tutulma gösteren, farklı kütle oranlarına ve farklı gürültü değerlerine sahip A ve W türü W UMa sistemleri için yapay ışık eğrileri üretildi. Üretilen bu ışık eğrileri üzerinde Phoebe arayüzü kullanılarak Wilson-Devinney programı ile kütle oranı taraması yapıldı. Taramayı bir normal yoldan bir de PHOEBE'de hazırladığımız bir program yardımıyla yaptık. Her iki yöntem arasında çok büyük bir fark olmadığını saptadık. Bulunan kütle oranı değerleri, ışık eğrileri oluşturulurken kullanılan kütle oranı değerleri ile karşılaştırıldı. Aynı işlemi lekeli yapay ışık eğrileri için de tekrarladık. Burada bu çalışmanın sonuçları verilmiştir.

Anahtar kelimeler: *W UMa, kütle oranı taraması*

Abstract

In this paper we present synthetic light curves for A- and W-type W Uma contact binary systems with partial eclipse, different mass ratios and different noise values. We apply q search method by using "Physics Of Eclipsing Binaries" program PHOEBE built on top of the widely used WD program. The q search is made by both the usual way and with the programme prepared in PHOEBE script. We find out that there is no big difference between the two methods. The mass ratio values found from the q search are compared with the ones used in obtaining the light curves. We also compare the mass ratio values which outcome from q search and used when creating the light curves. We apply the same method to the light curve which have one cold spot located on the primary. The results of this work are given here.

Keywords: *W UMa, q search method*

1.Giriş

Değen sistemlerin kütle oranları hem tayfsal hem de fotometrik olarak bulunabilmektedir. W UMa yıldızlarının tayflarını elde etmek genellikle zordur. Çünkü dolanma dönemleri gün kesrinde olduğu için alınan tayflarda poz süresinin kısa olması gerekir. Oysa bu sistemlerin büyük bir kısmı aynı zamanda sönük olduklarından büyük çaplı teleskoplara gereksinme duyulmaktadır. Bu nedenle ışık eğrileri çözümlerinde fotometrik kütle oranı kullanılmaktadır.

Terrell ve Wilson [1] oluşturdukları yapay ışık eğrilerinden fotometrik kütle oranını tam tutulma gösteren sistemlerde doğru olarak bulunabileceğini bunun yanında parçalı tutulma gösteren sistemlerde ise kabul edilemeyecek bir hata oranı ile belirleyebildiklerini ifade etmişlerdir.

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Billimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara*
e-postalar: zahideterzioglu@gmail.com, ggokay@science.ankara.edu.tr,ethem.derman@ankara.edu.tr

Bu çalışmada, parçalı tutulma gösteren sistemler için fotometrik kütle oranı hangi doğruluk oranında bulunabilir diye araştırdık. Bulacağımız sonuçların kütle oranına bağlı olup olmadığını araştırmak için de üç farklı kütle oranı değeri seçtik. Yaptığımız çalışmada gürültünün önemini göstermek için, gürültülü (σ=0.02) ve gürültüsüz (σ=0.00) yapay ışık eğrileri üreterek kütle oranı taraması yapıldı.

2. Yapay Işık Eğrilerinin Oluşturulması

Bu çalışmada parçalı tutulma gösteren yörünge eğikliği 72 ^{o} olan A ve W türü W UMa sistemleri için hem lekeli hem de lekesiz yapay ışık eğrilerini oluşturduk. Her iki sistem için de yapay ışık eğrileri gürültülü (σ=0.02) ve gürültüsüz olarak üretildi. Çalışmaya başladığımızda Terrell&Wilson'ın makalesini dikkate aldık. A türü sistemler için, üç farklı kütle oranına sahip sistem oluşturuldu. W türü sistemlerdeki kütle oranları, A türü sistemlerin matematiksel olarak tersi alınarak oluşturuldu. Yapay ışık eğrileri Phoebe [2] arayüzü kullanılarak Wilson-Devinney (WD) [3] programı ile üretildi. Her iki tür sistem için girilen parametreler Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelge 1'de potansiyel değerleri Mochnacki'nin [4] verdiği fortran programı kullanılarak elde edilmiştir. Potansiyelin kütle oranına bağımlılığı bilindiğinden bu programı kullanarak değme parametresi %20 olacak şekilde her q için bir potansiyel değeri hesapladık. Terrell ve Wilson'ın çalışmalarında oluşturduğu yapay ışık eğrileri için kullandıkları parametrelerin değerleri Çizelge2 'de verilmiştir. Çizelge1 ve Çizelge2 de q kütle oranı; Ω_1, Ω_2 birinci ve ikinci bileşenlerin yüzey potansiyel değeri; T_1 birinci bileşenin sıcaklığı, T_2 ikinci bileşenin sıcaklığı olup, i sistemin yörünge eğimidir. WD'de mod 3 seçilerek bu parametrelerle yapay ışık eğrileri oluşturuldu.

Rucinski [5], konvektif yıldızlar için bolometrik aklık derecesi değerinin A=0.5 olduğunu göstermiştir. Bu çalışmada sözkonusu değer (A_1=A_2) 0.5 olarak alındı. Birinci ve ikinci bileşenlerin çekim kararma sabitleri için (g_1=g_2) 0.32 alındı [6]. Kenar kararma katsayıları çeşitli araştırmacılar tarafından teorik olarak hesaplanmış ve çizelgeler halinde yayınlanmıştır. Bu çalışmada kullanılan Phoebe arayüzü, Van Hamme [7] tablolarını esas alarak kenar kararma katsayılarını hesaplamaktadır.

Çizelge 1. Lekeli, Lekesiz A ve W türü yapay ışık eğrileri oluşturulurken Phoebe arayüzünde kullanılan parametrelerin değerleri.

Parametre	A türü sistem için			W türü sistem için		
q	0.17	0.63	0.82	5.88(=1/0.17)	1.59(=1/0.63)	1.22(=1/0.82)
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.06182	2.85158	3.13380	9.68500	4.19538	3.69708
T_1	5500 ^{o}K	5500 ^{o}K	5500 ^{o}K	5500 ^{o}K	5500 ^{o}K	5500 ^{o}K
T_2	5350 ^{o}K	5350 ^{o}K	5350 ^{o}K	5350 ^{o}K	5350 ^{o}K	5350 ^{o}K
i	72 ^{o}	72 ^{o}	72 ^{o}	72 ^{o}	72 ^{o}	72 ^{o}

Çizelge 2. Terrell veWilson'ın kullandığı parametrelerin değerleri.

Parametre	OC(overcontact)
q	0.6
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.0
T_1	5500 ^{o}K
T_2	5350 ^{o}K

A ve W türleri için oluşturulan yapay ışık eğrilerine 0.75 evresine etki edecek şekilde leke yerleştirildi. Yerleştirilen leke parametreleri Çizelge 3'de verilmektedir. Yapay ışık eğrileri oluşturulduktan sonra sistemlerin kütle oranı taraması Phoebe arayüzünde yapıldı.

Çizelge 3. A ve W türü lekeli ışık eğrileri oluşturulurken kullanılan leke parametreleri.

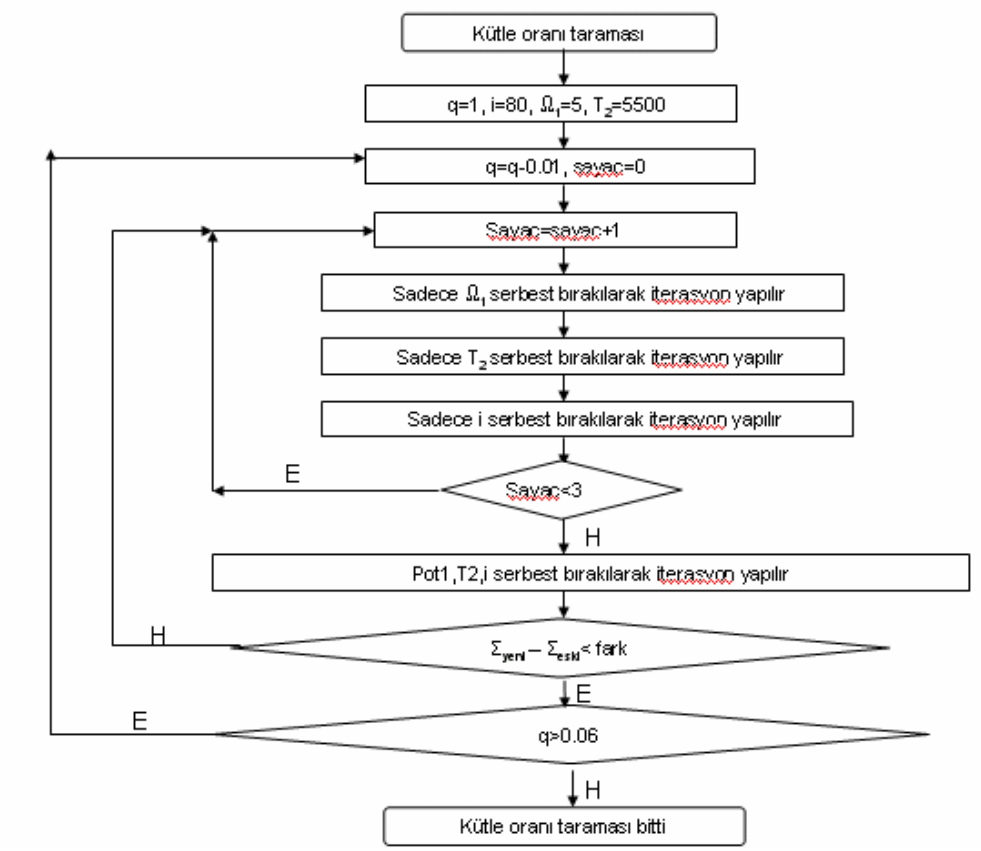
Parametre	A türü sistemler için	W türü sistemler için
Lekenin enlemi	1.57	1.57
Lekenin boylamı	1.57	4.71
Lekenin yarıçapı	0.25	0.25
Lekenin sıcaklığı	0.85	0.85

3.Kütle Oranı Taraması

Unix/Linux işletim sisteminde çalışan Phobe 0.29c programı, Wilson-Devinney (WD) ışık eğrisi analiz programının bir arayüzüdür. Phoebe arayüzü kullanım kolaylığı sağlayarak kullanıcının parametre değerlerini arayüzden kolaylıkla girebilmesine, ardışık iterasyon yapmasına ve hesaplanan parametre değerlerinin tekrar girdi değerleri olarak alınmasına olanak sağlamaktadır. Bu, kullanıcının zaman kaybını ve hata yapmasını engellemektedir. Phoebe, WD programına girdi olarak alınan her parametreyi gözönüne almaktadır. Program ışık eğrileri ile dikine hız eğrilerini eş zamanlı olarak çözebilmektedir. Phoebe'nin arayüzünün yanı sıra komut satırında da çalışan Phoebe 0.3Pre5 sürümünde [8], phoebe script dilinde program yazılmasını sağlayan modül bulunmaktadır. Bu modül, yazılan program dosyalarını çalıştırmaktadır. Arayüzde yapılan işlemler, koşul belirterek veya döngüler kullarak program olarak yazılabilmektedir. Bu şekilde, arayüzün getirdiği kolaylık daha da artırılmıştır.

Lekesiz sistemlerin kütle oranı tarama işlemini Phoebe 0.3pre5'de yazdığımız program ile, lekeli sistemleri ise Phoebe 0.29c arayüzü kullanarak gerçekleştirildi.

Kütle oranı taraması için yazılan programın akış şeması Şekil 1'de verilmektedir. Şekil 1'deki algoritmanın işleyişi başlangıçta girilen kütle oranı (q), potansiyel ($\Omega_1 = \Omega_2$), birinci bileşenin sıcaklığı (T_1), ikinci bileşenin sıcaklığı (T_2), yörünge eğikliği (i) değerleri yazılmış olan programa başlangıç değerleri olarak girilir. Kütle oranı 1.0 'dan 0.07'ye kadar 0.01 azalımlarla tarama yapılmaktadır. Bu işlemde $\Omega_1=\Omega_2$, T_2, i değerleri tek tek iterasyona sokulur. Bu işlem üç kez tekrarlanır. Daha sonra $\Omega_1=\Omega_2$, T_2, i değerleri aynı anda serbest bırakılır ve bir önceki fark kare(Σ_{eski}) ile hesaplanan fark kare(Σ_{yeni}) arasındaki fark, önceden belirtilen bir değerden küçük oluncaya kadar iterasyon devam eder ($\Sigma_{eski} - \Sigma_{yeni} <$fark). Daha sonra sonuçlar oluşturulan çıktı dosyasından alınır. Her bir kütle oranına karşılık Σ grafiği çizilir. Çizelgede en küçük Σ değerine karşılık gelen değer sistemin kütle oranını vermektedir. Diğer sistemler içinde bu şekilde kütle taraması yapıldı.

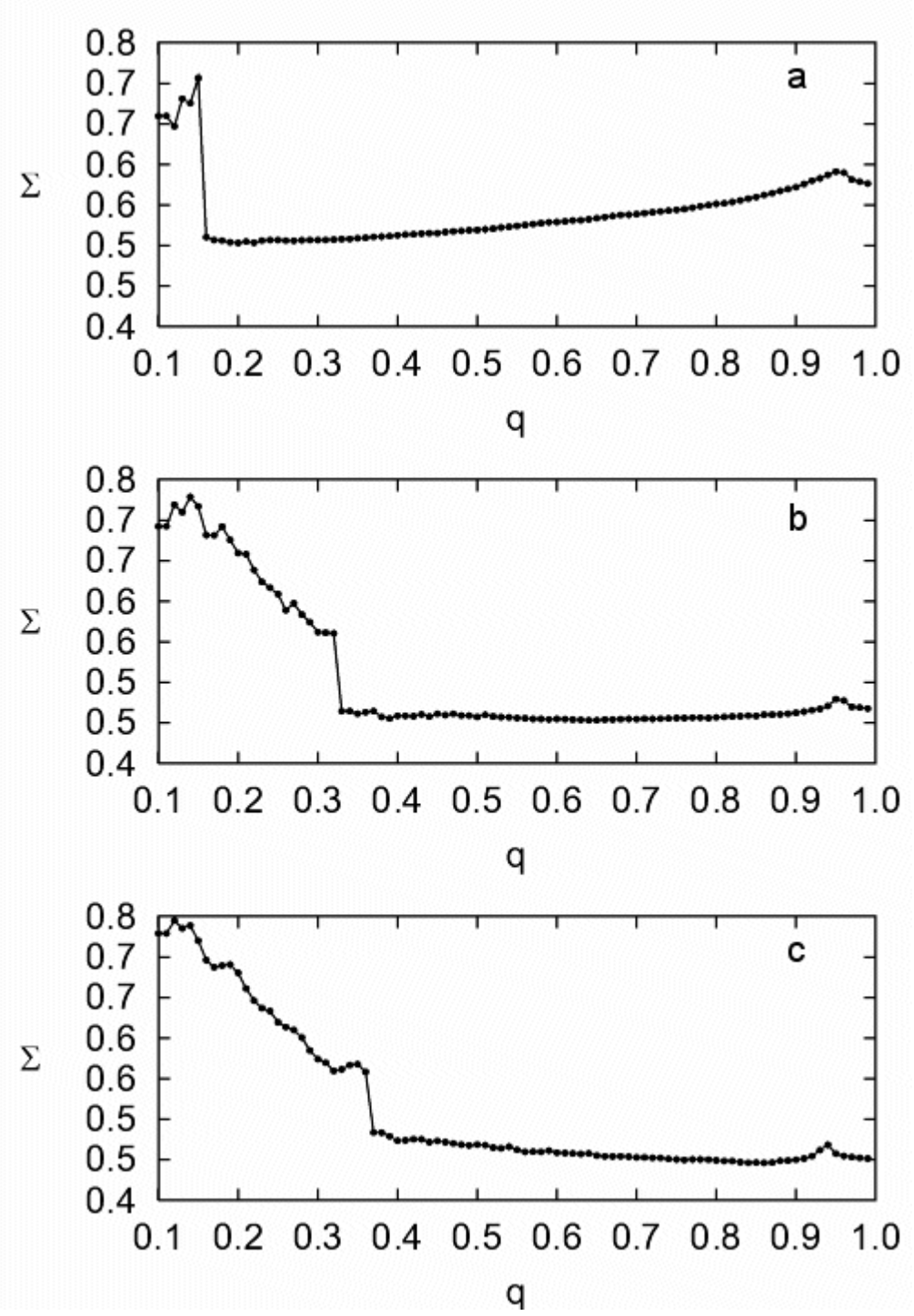


Şekil 1. Phoebe 0.3 de yazmış olduğumuz programın akış şeması.

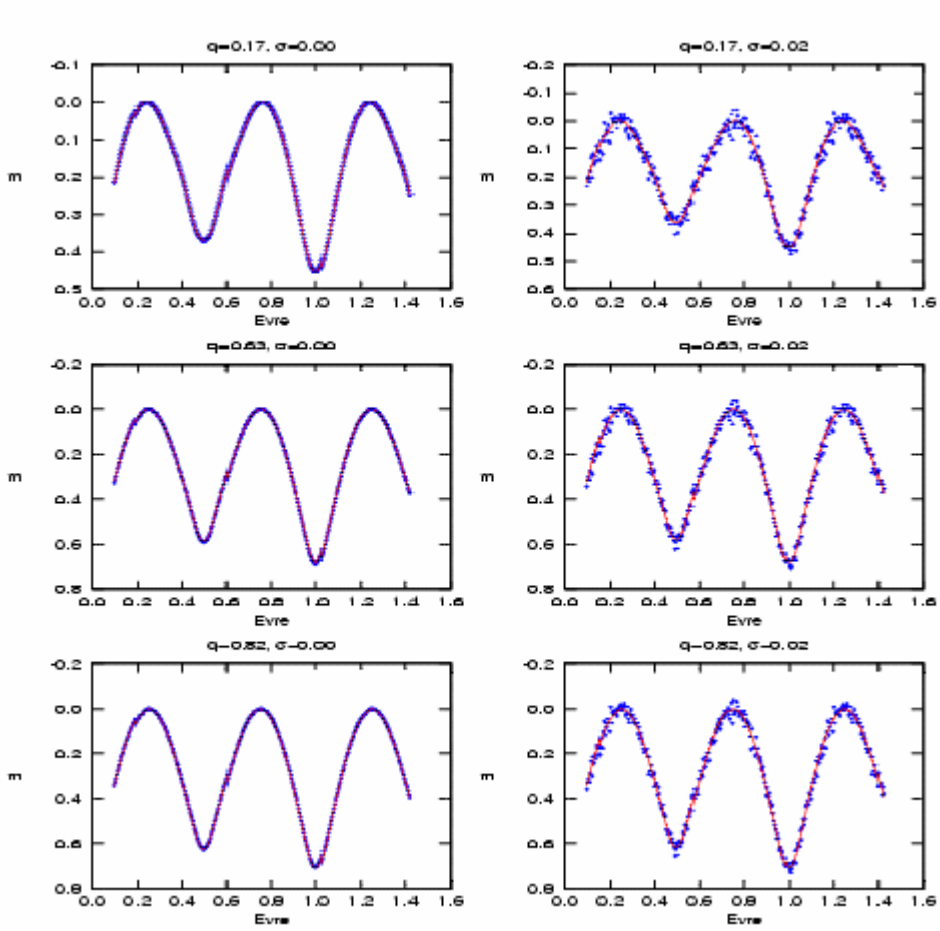
Şekil 2'de sırasıyla kütle oranı 0.17(a), 0.63(b), 0.82(c) ve gürültü oranı 0.02 olan sistemlerin kütle oranına karşılık Σ grafiği verilmektedir. Oluşturulan lekesiz yapay ışık eğrileri ile sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrilerin karşılaştırılması Şekil 3'de ve sonuçları da Çizelge 4'de verilmektedir.

Şekil 3'de oluşturulan yapay ışık eğrileri noktalarla ve sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrileri ise düz çizgi ile gösterilmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi sistemin çözümünden elde edilen değerler oluşturulan yapay ışık eğrilerini iyi temsil edebilmektedir. Şekil 3'den ve Çizelge 4'den de görüleceği gibi parçalı tutulma gösteren sistemlerin fotometrik kütle oranları değerlerinin de iyi bir şekilde bulunabileceğini gösterilmektedir.

Lekeli olarak oluşturulan yapay ışık eğrilerini Phoebe 0.3pre5'de yazmış olduğumuz program ile çözümde bazı problemlerle karşılaştığımızdan dolayı lekeli sistemlerin kütle taramasını phoebe 0.29c de bir çok araştırmacının yaptığı gibi manuel olarak gerçekleştirdik. Lekeliler için Phoebe'de yazmış olduğumuz program geliştirilme aşamasındadır. Manuel olarak yapılan kütle taramasında akı, potansiyel, ikinci bileşenin sıcaklığı, yörünge eğimi teker teker serbest bırakıldı. Daha sonrada hepsi aynı anda serbest bırakılarak en küçük fark kare toplamını elde edilinceye kadar bu işlem tekrar edildi. Kütle oranı 1.0 'den 0.15 'e kadar 0.05 azalımlar ile sabit tutularak tarama işlemi gerçekleştirildi. Bu işlemler sonucunda elde edilen sonuçlar Çizelge 5'de verilmektedir.



Şekil 2. Gürültü oranı 0.02 olan ve kütle oranları sırasıyla 0.17(a), 0.63(b) ve 0.82(c) olarak oluşturulan lekesiz yapay ışık eğrilerine uygulanan q taraması sonucunda elde edilen q-Σ grafikleri. En küçük Σ değerlerine karşılık gelen q sırasıyla 0.20, 0.65 ve 0.86 olarak bulunmuştur.

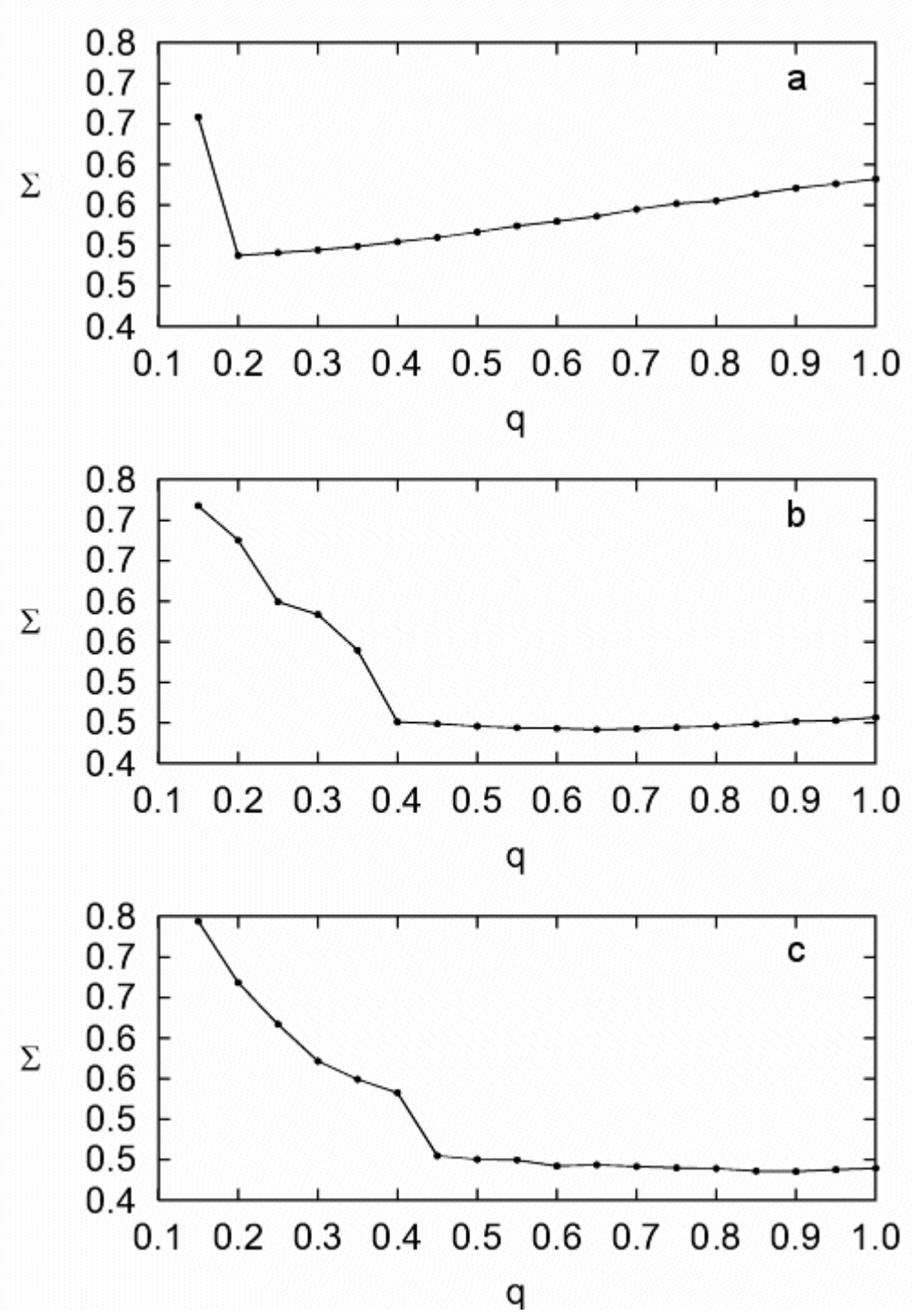


Şekil 3. Lekesiz yapay ışık eğrileri ile sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrilerin karşılaştırılması. Burada oluşturulan yapay ışık eğrileri noktalarla ve sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrileri ise düz çizgi ile temsil etmektedir.

Çizelge 4. Lekesiz yapay ışık eğrileri için oluşturulan parametreler ile Phoebe'de yazmış olduğumuz programdan bulunan parametre değerleri verilmektedir.

Yapay ışık eğrilerin parametre değerleri						Programdan bulunan parametrelerin değerleri				
gürültü	q	i	$\Omega_1 = \Omega_2$	T1	T2	q	i	Ω_1	T1	T2
σ =0.00	0.17	72 ^{o}	2.061823	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.17	71 ^{o}	2.058159	5500 ^{o} K	5347 ^{o} K
σ =0.02	0.17	72 ^{o}	2.061823	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.20	70 ^{o}	2.282990	5500 ^{o} K	5294 ^{o} K
σ =0.00	0.63	72 ^{o}	2.851588	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.62	72 ^{o}	2.842432	5500 ^{o} K	5355 ^{o} K
σ =0.02	0.63	72 ^{o}	2.851588	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.65	72 ^{o}	2.882765	5500 ^{o} K	5316 ^{o} K
σ =0.00	0.82	72 ^{o}	3.133804	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.82	72 ^{o}	3.130115	5500 ^{o} K	5345 ^{o} K
σ =0.02	0.82	72 ^{o}	3.133804	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.86	72 ^{o}	3.195267	5500 ^{o} K	5330 ^{o} K

Şekil 4'de sırasıyla kütle oranı 0.17(a), 0.63(b), 0.82(c) ve gürültü oranı 0.02 olan lekeli sistemlerin kütle oranı taraması grafiği verilmektedir.

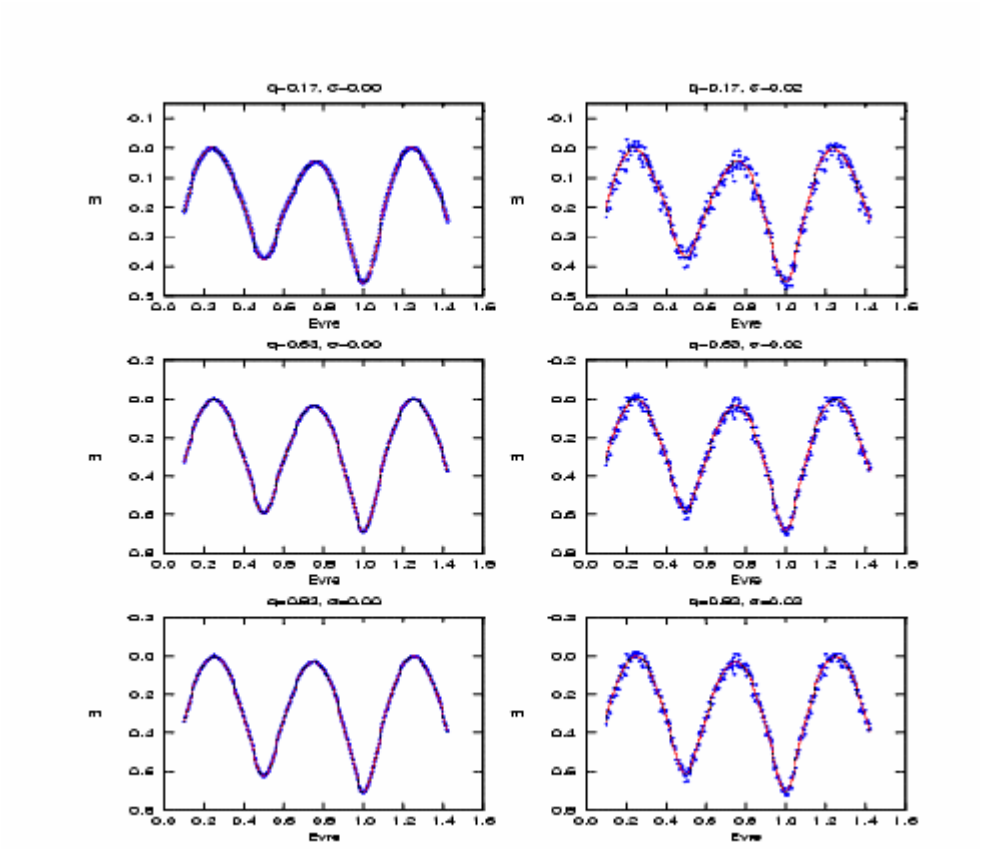


Şekil 4. Kütle oranları sırasıyla 0.17(a), 0.63(b) ve 0.82(c) ve gürültü oranı 0.02 için oluşturulan lekeli yapay ışık eğrisine uygulanan q taraması sonucunda elde edilen q-Σ grafikleri. En küçük Σ değerlerine karşılık gelen q sırasıyla 0.20, 0.65 ve 0.90 olarak bulunmuştur

Çizelge 5. Lekeli sistemlerin Phoebe'de elde edilen sonuçları.

Yapay ışık eğrilerinin parametreleri						Manuel				
gürültü	q	i	$\Omega_1 = \Omega_2$	T1	T2	q	i	Ω_1	T1	T2
σ =0.00	0.17	72 ^{o}	2.061823	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.20	70 ^{o}	2.134510	5500 ^{o} K	5316 ^{o} K
σ =0.02	0.17	72 ^{o}	2.061823	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.20	70 ^{o}	2.130190	5500 ^{o} K	5299 ^{o} K
σ =0.00	0.63	72 ^{o}	2.851588	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.65	72 ^{o}	2.968840	5500 ^{o} K	5348 ^{o} K
σ =0.02	0.63	72 ^{o}	2.851588	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.65	72 ^{o}	2.883230	5500 ^{o} K	5332 ^{o} K
σ =0.00	0.82	72 ^{o}	3.133804	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.8	72 ^{o}	3.101960	5500 ^{o} K	5353 ^{o} K
σ =0.02	0.82	72 ^{o}	3.133804	5500 ^{o} K	5350 ^{o} K	0.9	72 ^{o}	3.258920	5500 ^{o} K	5323 ^{o} K

Oluşturulan lekeli yapay ışık eğrileri ile sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrilerin karşılaştırılması Şekil.5'de verilmekte. Burada yapay ışık eğrileri noktalarla, sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrileri ise düz çizgi ile temsil etmektedir.



Şekil 5. Lekeli yapay ışık eğrileri ile sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrilerin karşılaştırılması. Noktalar ile oluşturulan yapay ışık eğrileri ve düz çizgi ile sistemin çözümünden elde edilen ışık eğrileri gösterilmektedir.

Şekil 5'de sistemlerin çözümünden elde edilen ışık eğrileri, lekeli olarak oluşturulan yapay ışık eğrileri ile gayet iyi uyuşmaktadır. Ayrıca Çizelge 5'de sistemlerin kütle oranı taraması sonucunda elde edilen parametrelerin, oluşturulan yapay ışık eğrilerinde kullanılan parametreler ile uyum içerisinde olduğu görülmektedir.

Bu çalışmamızda, parçalı tutulma gösteren lekeli ve lekesiz sistemlerin ışık eğrilerinin çözümlerinde kütle oranı taramasının da iyi sonuç verdiğini gösterdik

4.Sonuç ve Tartışma

Terrell ve Wilson, parçalı tutulma gösteren sistemlerin fotometrik kütle oranının iyi bir biçimde belirlenemediğini vurgulamışlardı. Bu çalışmada yapılan kütle oranı taraması Phoebe 0.3pre5 sürümünde phoebe script diliyle yazmış olduğumuz program ile hızlı bir biçimde çok daha duyarlı olarak bulunabileceği gösterilmiştir (Çizelge 4 ve 5). Terrel&Wilson'ın çalışması ile farklı sonuçlar bulmamızın nedeni uygulanan yöntemlerin farklı olmasından kaynaklanmaktadır. Onlar parametreler üzerinde çok daha az iterasyon yapmışlar, biz ise bu çalışmada yöntemi otomasyona bağlayarak çok daha fazla iterasyon yapma olanağına sahip olduk. Ayrıca bu çalışmada 0.1 aralıklarla yapılan kütle taraması 0.01 aralıklarla yapılan kütle taramasına göre daha duyarsız sonuçlar vermektedir.

Bundan sonraki çalışmamızda gözlenen bir ışık eğrisini yaptığımız programa girerek q'nun 0-1 aralığında 0.01 adımlarla ve 1-10 aralığında ise 0.1 adımlarla otomatik kütle taramasını yapmaya çalışacağız. Bunun sonucunda sistemin kütle oranını duyarlı olarak bulmak ve aynı zamanda W UMa türü yıldızın A türü mü yoksa W türü mü olduğunu saptamak amacımızı oluşturmaktadır. Bu çalışma robotik teleskoplarla, ayrıca ESA'nın 2011 yılında uzaya gondereceği GAIA uydusunun elde edeceği örten çift yıldız verilerinin hızla indirgenmesinde kullanılacaktır.

Kaynaklar

[1] Terrell, Dirk; Wilson(2005), "Photometric Mass Ratios of Eclipsing Binary Stars" *Astrophysics and Space Science*, 296,221-230

[2] Prsa, A. ve Zwitter(2006), "A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I.Demonstrations and Perspectives" *Astrophysical Journal*, 628,426-428

[3] Wilson, R.E., Devinney, E.J(1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni" *Astrophysical Journal*, 166,605

[4] Mochnacki, S. W(1984), "Accurate integrations of the Roche model" *Astrophysical Journal Supplement Series*, 55,551-561

[5] Rucinski, S. M(1973), "The W UMa-type Systems as Contact Binaries. I. Two Methods of Geometrical Elements Determination. Degree of Contact" *Acta Astronomica*, 23,79

[6] Lucy, L.B(1973), "The Common Convective Envelope Model for W Ursae Majoris Systems and the Analysis of their Light Curves" *Astrophysics and Space Science* ,22,381

[7] Van Hamme, W(1993), "New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves" *Astronomical Journal*, 106,2096-2117

[8] http://phoebe.fiz.uni-lj.si/

CC AND VE V350 PEG' İN 2005 YILI FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

Selçuk TOPAL[1], Fehmi EKMEKÇİ[1]

Özet

Bu çalışmada, δ Scuti türü değişenler olan CC And ve V350 Peg' in Ağustos 2005 ile Aralık 2005 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG) ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)' nde elde edilen ışık eğrileri sunulmaktadır. V bandı gözlem verilerine En küçük kareler yöntemi ile Discrete Fourier Transform (DFT) işlemi uygulayarak CC And ve V350 Peg'in yeni ışık elemanları verilmektedir. Yine CC And ve V350 Peg'in fotometrik gözlemlerine çoğul dönem analizi Period04 (http://www.univie.ac.at/tops/Period04) paket programı aracılığıyla yapılarak CC And için 7 frekans çözümün ve V350 Peg için 6 frekans çözümün fotometrik verilere uyduğu bulunmuştur.

1.Giriş

CC And (SAO 36605, BD +41^{o} 119, HIP 3432), tayf türü F3IV-V olan bir δ Scuti türü değişen yıldızdır [13]. CC And' ın ışık değişimi gösterdiği ilk kez Lindblad ve Eggen [10] tarafından belirlenmiştir. Bu çalışmada dönem tam olarak belirlenememekle birlikte 1 günden daha küçük olması gerektiği tahmin edilmiştir. CC And'ın hem zamanlı spektrografik ve fotometrik gözlemi Wilson ve Walker [13] tarafından yapılmıştır. Bu gözlemler neticesinde ışık değişim dönemi 0.1249078 gün olarak belirlenmiştir. Daha sonra Fitch, 1956 ve 1957' de yapmış olduğu fotoelektrik gözlemlerin analizi sonucunda 4 zonklama frekansı belirlemiştir [6]. Yayımlanmış olan gözlem verilerini tekrar değerlendiren Fitch [7] bulmuş olduğu bu 4 frekans dahil olmak üzere toplam 6 frekans değeri belirlemiştir. Ne yazık ki CC And yıldızının 1957-1984 tarihleri arasında yayımlanmış bir gözlemi literatürde bulunmamaktadır. CC And' ın 25 Eylül-20 Ekim 1984 tarihleri arasında Jian-ning ve Shi-yang tarafından yapılan gözlemleri, 4 gözlem dönemi (1953-1954; 1956-1957; 1984; 1986-1987) içerisinde değerlendirilerek ve CC And için 7 frekans değeri belirlenmiştir [9].

V350 Peg (SAO 7233, HIP 115536) Hipparcos uydusu gözlemi esnasında küçük genlikli bir δ Scuti türü değişen yıldız olarak keşfedilmiştir [5]. Bu Hipparcos gözlemlerinden V350 Peg' in ışık eğrisinin $0^{m}.05$genlikli ve döneminin 0.2012 gün olduğu bulunmuştur. Vidal-Sáinz vd. [14], V350 Peg' in 1997, 1998, 2001 verilerini Hipparcos gözlemleri ile birlikte değerlendirmişler ve Hipparcos kataloğunda verilen bu dönem değerinin doğru olmadığını saptamışlardır. Zonklama yapan bir değişen yıldız olduğu yeni keşfedilen bu yıldızın literatürde 1997, 2001 ve bizim 2005 yıllarındaki gözlemleri dışında başka gözlemsel verisi bulunmamaktadır.

Her iki yıldız için elde edilen standart Johnson V parlaklıklarına frekans analizi Period04 (http://www.univie.ac.at/tops/Period04) paket programı aracılığıyla yapılarak, iki yıldızın da çoğul modda zonkladıkları görüldü. Frekans analizi gözlem yapılan diğer bandlar için de yapıldı ve benzer sonuçlar bulundu.

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara 0(312)2126720-1273, 0(312)2232395*
E-Posta: nebulas81@gmail.com, ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr

2. Fotometrik Gözlemler

δ Scuti türü değişen yıldızlar CC And ve V350 Peg' in Ağustos-Aralık 2005 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG)'nde yapılan B ve V bandı gözlemleri ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)' nde yapılan B, V, R ve Strömgren v, b, y bandlarındaki gözlemleri değerlendirilerek bu değişen yıldızların ışık eğrileri ve değişim dönemleri üzerinde analiz yapılmıştır.

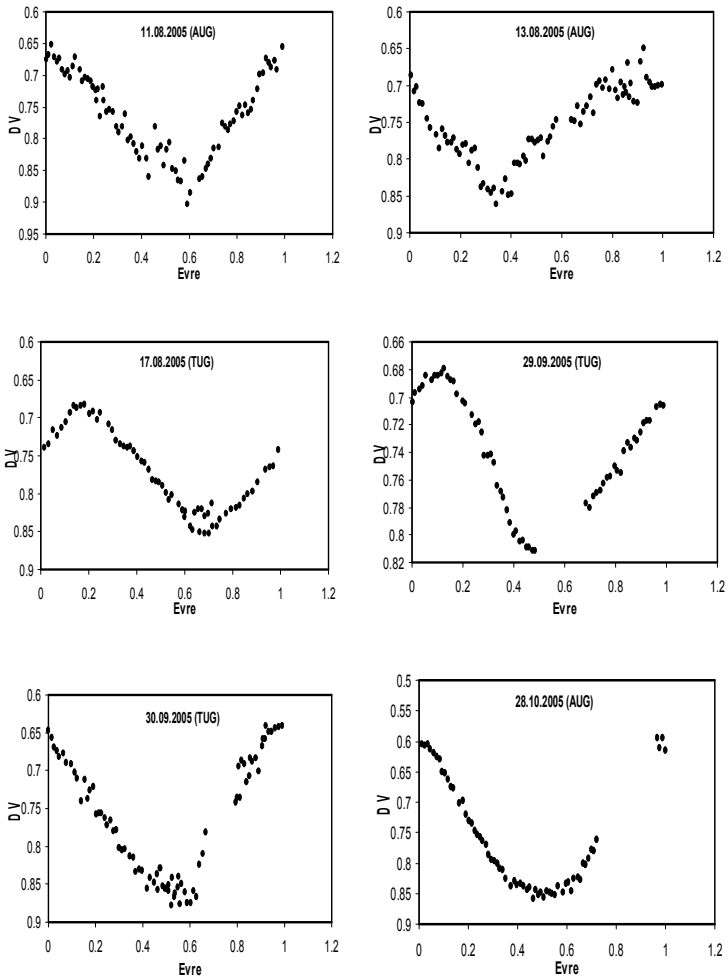
Çizelge 1 CC And ve V350 Peg' in gecelik kadir hataları

Yıldız hataları	Bandlar	Gözlem Yılı	Gecelik kadir
CC And	B,V,R	2005	$0.001 < \sigma(\Delta B) < 0.199$ $0.001 < \sigma(\Delta V) < 0.160$ $0.001 < \sigma(\Delta R) < 0.128$
	v, b, y	2005	$0.006 < \sigma(\Delta b) < 0.022$ $0.002 < \sigma(\Delta v) < 0.013$ $0.003 < \sigma(\Delta y) < 0.017$
V350 Peg	B,V,R	2005	$0.003 < \sigma(\Delta B) < 0.071$ $0.001 < \sigma(\Delta V) < 0.169$ $0.001 < \sigma(\Delta R) < 0.028$
	v, b, y	2005	$\sigma(\Delta b) = 0.031$ $\sigma(\Delta v) = 0.014$ $\sigma(\Delta y) = 0.029$

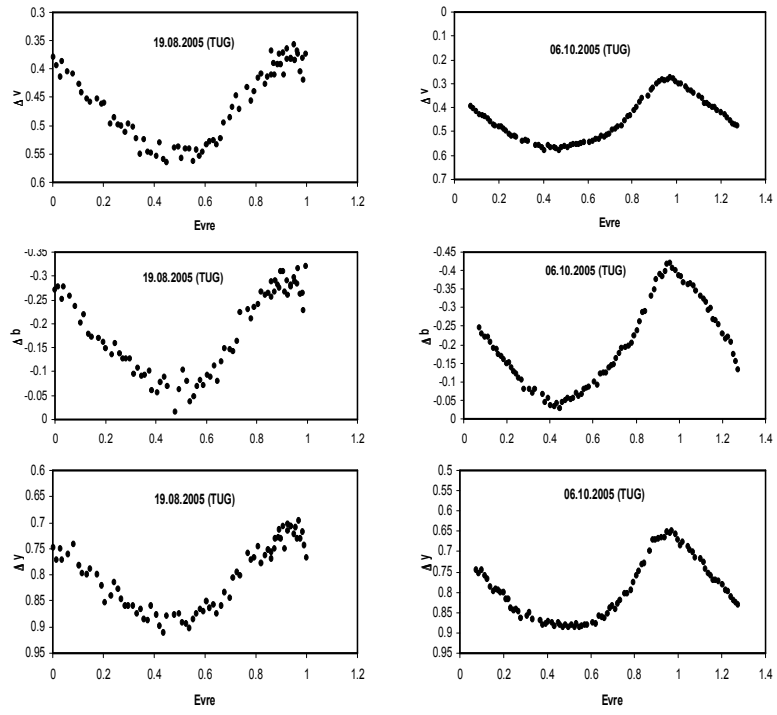
Bu çalışmada CC And için belirlenmiş olan To = 2453381.4953 [8] ve P = 0.1249078 gün [13] değerleri üzerinde yeni bir hata hesabı yapıldı. Bu hesabın sonucunda CC And için elde edilen ışık elemanları

$$HJDo = 2453381.4980 + 0^{g}.124901626 \times E \quad \ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots (1)$$
$$\pm .0024 \quad \pm .000006174$$

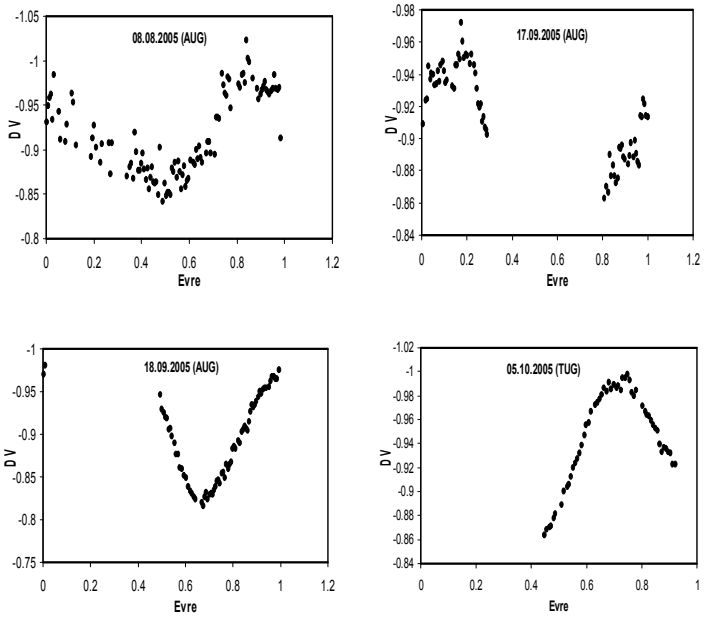
şeklinde elde edildi. Bu bağıntıya göre evrelendirilmiş ışık eğrileri Şekil 1' de verilmektedir. CC And' ın Strömgren bandlarında da iki gece gözlemi yapılmıştır. Buna ilişkin ışık eğrileri Şekil 2' de verilmektedir. CC And ve V350 Peg' in gözlem gecelerine ilişkin kadir hataları Çizelge 1' de verilmektedir. V350 Peg için yeni bir dönem analizi yapılmıştır ve bu dönem analizi sonucunda elde edilen ışık elemanlarına göre evrelendirilmiş ışık eğrilerinin bir bölümü Şekil 3' de verilmektedir.



Şekil 1 CC And' ın (1) nolu bağıntıdaki ışık elemanlarına göre evrelendirilmiş ışık eğrileri



Şekil 2 CC And' ın Strömgren (v, b, y) bandlarında elde edilmiş ışık eğrileri



Şekil 3 V350 Peg'in (3) nolu bağıntıya göre elde edilmiş Johnson V bandı ışık eğrileri

3. Dönem Analizi

AÜG ve TUG için belirlenmiş olan V rengi standart parlaklığa dönüşüm katsayıları (Çizelge 2) kullanılarak standart Johnson V bandı parlaklık değerleri her iki yıldız için elde edildi. Elde edilen standart Johnson V bandı parlaklık değerleri Period04 programı kullanılarak yapılan frekans analizi sonucunda CC And için 7 frekans değeri ve V350 Peg için 6 frekans değeri belirlendi.

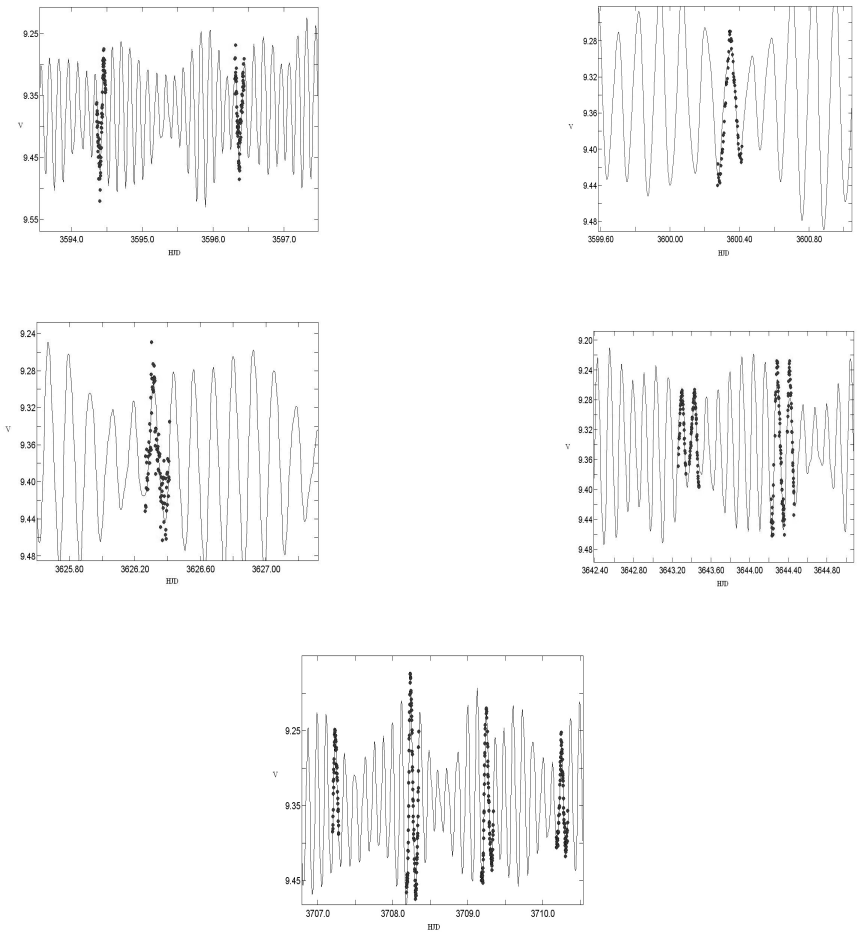
Çizelge 2 Standart parlaklığa dönüşüm için kullanılan katsayılar. AÜG' ye ilişkin katsayılar Müyesseroğlu [11] ' ndan ve TUG' a ilişkin katsayılar ise Aslan [1]' dan alınmıştır.

$$\Delta V = \Delta V_o + \varepsilon \times \Delta(B-V)$$
$$\Delta(B-V) = \mu \times \Delta(b-v)_o$$
$$\Delta(U-B) = \Psi \times \Delta(u-b)_o$$

AÜG için (2003):	TUG için (2000):
$\varepsilon = -0.0913$	$\varepsilon = -0.04$
$\mu = 1.1172$	$\mu = 1.01$
$\Psi = 1.016$	$\Psi = 1.04$

3.1 CC And

CC And'ın elde edilen standart V parlaklık değerlerine $Z + \Sigma A_i \sin(2\Pi(\Omega_i t + \Phi_i))$ ile tanımlanan Fourier fiti uygulanarak frekans analizi yapılmıştır. Bu analizin sonuçları Şekil 9' da gösterilmektedir. Bu analizde Period04 programı kullanıldı. CC And'ın frekans analizlerine ilişkin peryodogramlar Şekil 10' da verilmektedir. CC And'ın toplam 11 gecelik 899 noktayı kapsayan gözlemlerine şekilde görüldüğü gibi Fourier fiti yapılmıştır. Yapılan frekans analizi sonucunda elde edilen frekans değerleri Çizelge 3' de verilmektedir.



Şekil 9 CC And' ın Johnson V bandına yapılan Fourier fiti

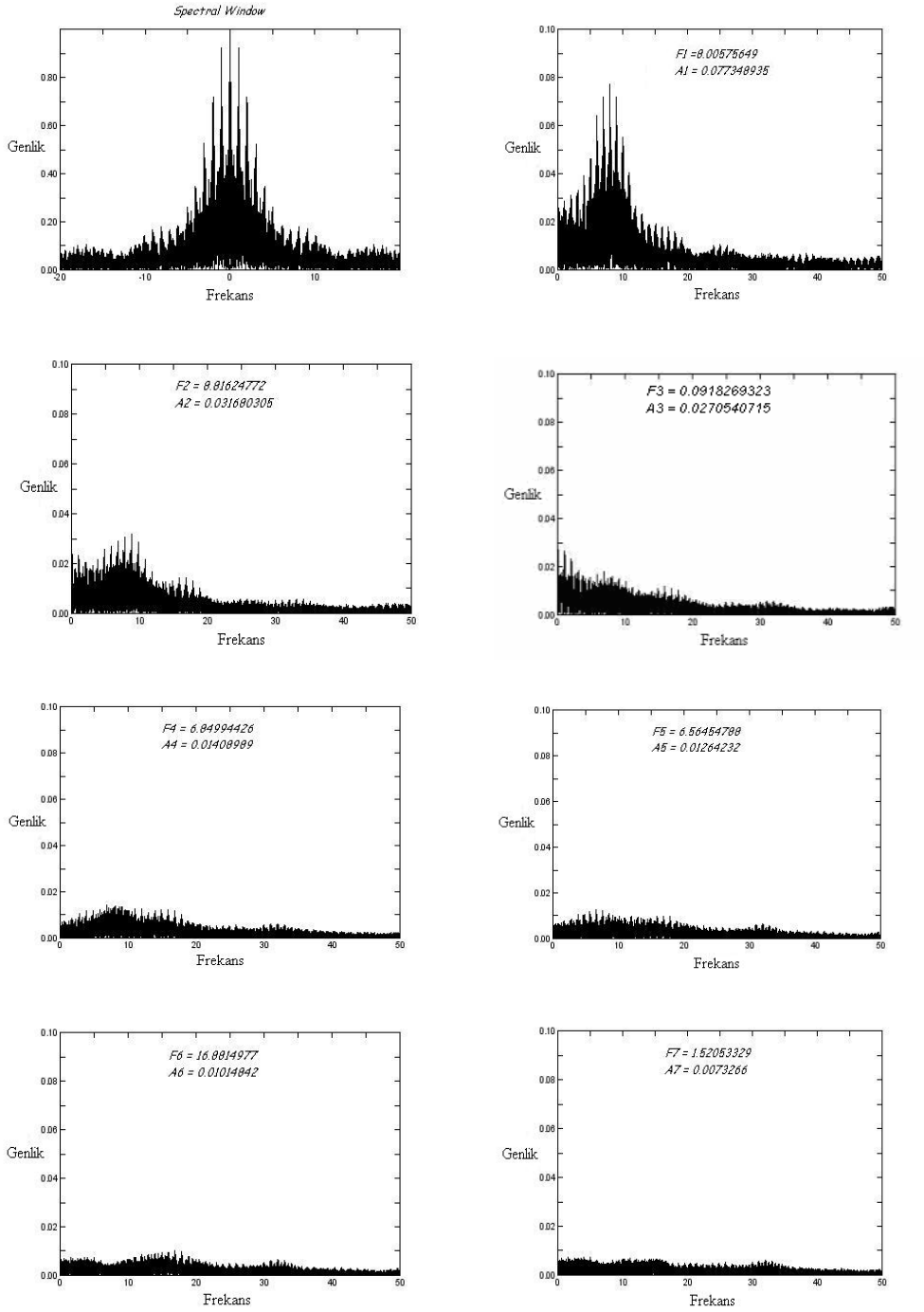
CC And için frekans değerleri belirlendikten sonra Q_i (zonklama sabitleri) değerleri,

$$\log g = 2.68(\pm 0.10) - 1.21(\pm 0.11)\log P_0, \quad \text{.....(4)}$$

$$\log R = -0.2\ M_{\rm bol} - 2\ \log T_{\rm eff} + 8.472, \quad \text{.....(5)}$$

$$\log Q_i = -6.456 + \log P_i + 0.5\ \log g + 0.1\ M_{\rm bol} + \log T_{\rm eff}. \quad \text{.....(6)}$$

bağıntıları yardımıyla hesaplandı[2,4]. Bu denklemlerde CC And için P = 0.124901626 gün (bu çalışma), $R_{CCAnd} = 3.04R_{Güneş}$ ve $M_{bol} = 1^m.25$ olarak alınmıştır [4]. Hesaplanan Q_i değerleri Çizelge 4' te verilmektedir.



Şekil 10 CC And için elde edilen peryodogramlar

Çizelge 3 CC And' a ilişkin frekans, genlik ve sinyal/gürültü oranı değerleri

Frekans	Genlik	S/N
8.005756	0.0774	35.64281
8.816248	0.0317	13.47285
0.091827	0.0271	10.40575
6.849944	0.0141	8.79132
6.564548	0.0126	7.40187
16.881498	0.0102	4.54409
1.520533	0.0073	3.84620

Çizelge 4 CC And için hesaplanan zonklama sabitleri

	Frekans	Qi	Pi
f1	8.005756	0.0333	0.1249
f2	8.816248	0.0302	0.1134
f3	0.091826	2.9137	10.9473
f4	6.849944	0.0389	0.1460
f5	6.564548	0.0406	0.1523
f6	16.881498	0.0158	0.0592
f7	1.520533	0.1750	0.6573

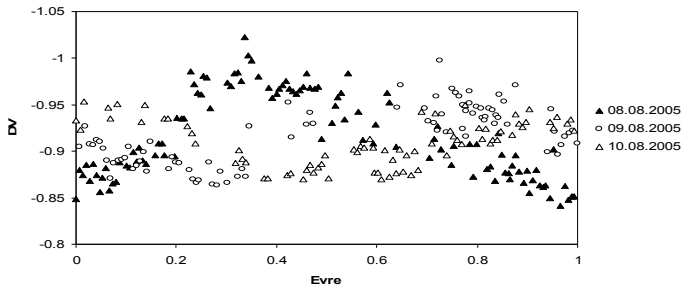
3.2 V350 Peg

V350 Peg' in Ocak 1998 tarihleri arasındaki 31 gecelik gözlemlerini yapıp değerlendiren Vidal-Sáinz vd. [14], bu değişen yıldız için kendi gözlem verilerinden saptadıkları $HJD_o = 2450716.0$ zamanı kullanılarak

$$HJD = 2450716.0 + 0^{g}.2012 \times E \qquad .....(2)$$

elde edilen ışık elemanları ile, bizim gözlemlerin evreye bağlı ışık eğrileri tekrar oluşturuldu (Şekil 4).

V350 Peg için daha önce yayımlanmış olan [5] P = 0.2012 gün değeri ile oluşturulan ışık eğrilerinde bir uyumsuzluk olduğundan dolayı yeni bir P değeri hesaplama gereği duyuldu.

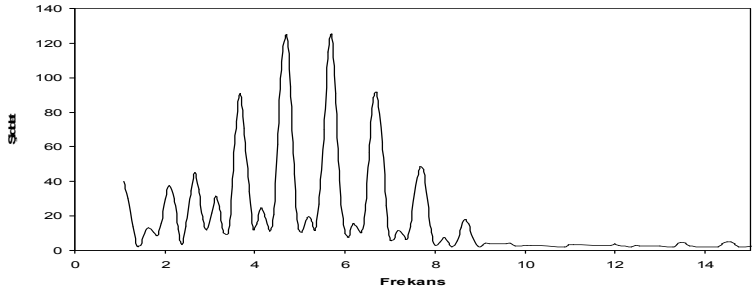


Şekil 4 V350 Peg'in (2) nolu bağıntıdaki ışık elemanlarına göre evrelendirilmiş ışık eğrileri

(2) nolu bağıntıdaki ışık elemanlarına göre oluşturulan Şekil 4' deki ışık eğrisinde bir uyumsuzluk görülmektedir. Bu durum, ya gerçekten bu yıldızın ışık eğrilerinin genliğinde ve döneminde önemli bir değişim olduğunu gösterir ya da şimdiye kadar yapılan değerlendirmelerde verilen dönemin çok doğru olmayabileceğini düşündürür. Bu ayrıntıyı açıklığa kavuşturmak için V350 Peg' in 2005 yılındaki AÜG ve TUG gözlemlerinin V bandı ışık eğrilerine DFT (Discrete Fourier Transform) yöntemi uygulanarak dönem analizi yapıldı. Bu yöntemde kullanılan kesikli Fourier serisi, $A_o + A_1 \cos X + B_1 \sin X$ şeklindedir. Bu analize ilişkin peryodogram Şekil 5' de verilmektedir. DFT analizi sonucunda elde edilen dönem P = 0.2131405 gün olmuştur. Bu döneme karşılık gelen frekans ve şiddet değerleri sırasıyla 4.69174 ve 125.146 olmuştur. Bizim gözlemlerimizden bir maksimum parlaklık zamanı (sıfır noktası) değeri $HJD_o = 2453591.451$ olarak bulundu. Bu P değeri ve HJD_o değerine En Küçük Kareler yöntemini, CC And için yapıldığı gibi, uyguladıktan sonra V350 Peg için ışık elemanları,

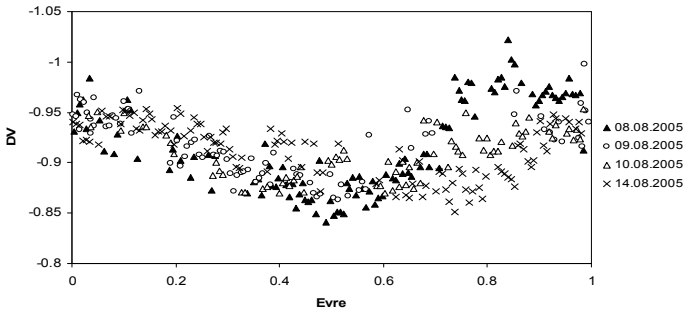
$$HJD = 2453591.451 + 0^{g}.212923856 \times E \quad \text{……..(3)}$$
$$\pm \qquad .034 \quad \pm .000216644$$

olarak elde edildi.



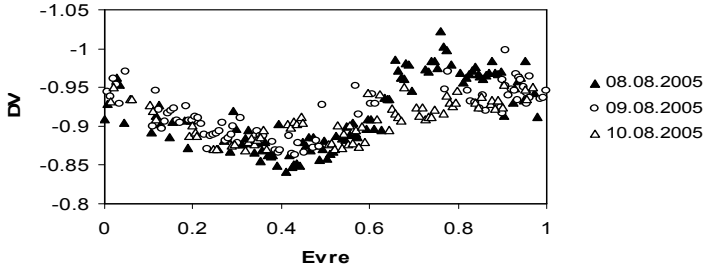
Şekil 5 V350 Peg' in AÜG ve TUG' da yapılan V bandı gözlemlerinin ışık eğrilerine DFT analizinin sonucunda elde edilen peryodogram. Maksimum şiddet değeri 125.146' ya karşılık gelen frekans değeri 4.69174 (P = 0.2131405 gün) tür

V350 Peg' in (3) ile verilen ışık elemanlarına göre oluşturulan V bandı ışık eğrileri örnek olarak seçilen aynı üç gece ile birlikte 14.08.2005 gecesi (toplam 4 gece) için Şekil 6' da gösterildiği gibi elde edildi.

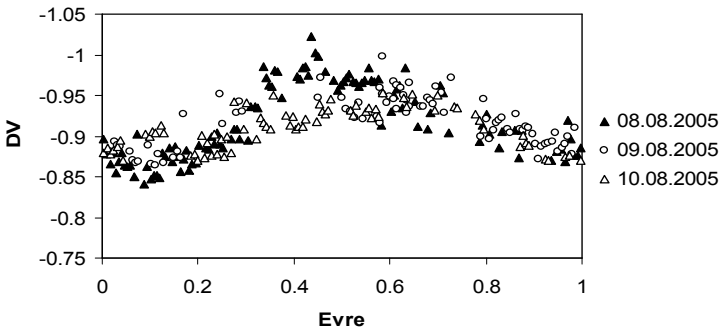


Şekil 6 V350 Peg'in (3) nolu bağıntıdaki ışık elemanlarına göre evrelendirilmiş ışık eğrileri

Şekil 6' dan görüleceği gibi, Şekil 4' deki uyumsuzluklar ortadan kalkmış evreye bağlı V bandı ışık eğrilerinde uyumlu bir değişim ortaya çıkmıştır. Bu durumda V350 Peg' in dönemi P = 0.2012 gün değil P = 0.212923856 gün olmalıdır. Bundan tam emin olmak için bu dönem değeri Hipparcos verilerinden bulunan HJD_o = 2448427.0 ile kullanılarak evrelendirilen ışık eğrileri (Şekil 7) ve Vidal- Sáinz vd. [14]' nın gözlemleri için buldukları HJD_o = 2450716.0 ile kullanarak evrelendirilen ışık eğrileri (Şekil 8) oluşturuldu. Şekil 7 ve Şekil 8' de gösterilen ışık eğrilerinin de uyumlu olmasından V350 Peg' in ışık değişim döneminin P = 0.212923856 gün olması gerektiği anlaşılmaktadır. Yani ilk bulunan P = 0.2012 değerinin düzeltilmesi gerektiği ortaya çıkmıştır.

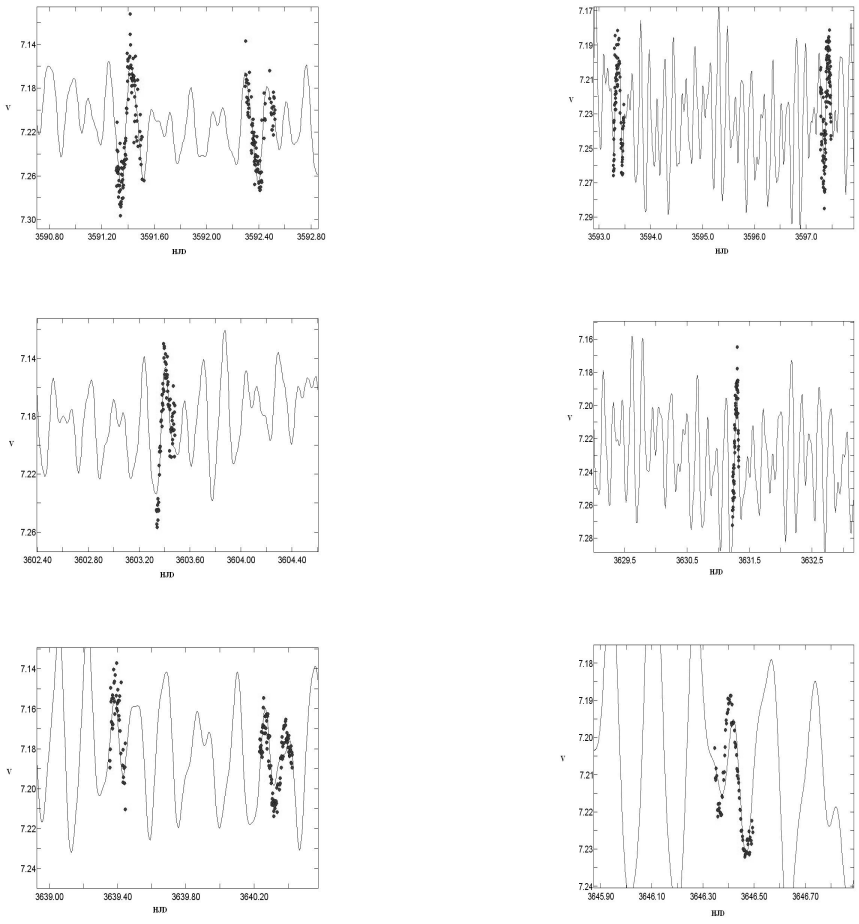


Şekil 7 V350 Peg' in T_o = 2448427 (Hipparcos değeri) ve P =0.212923856 gün değerlerine göre evrelendirilmiş ışık eğrileri.

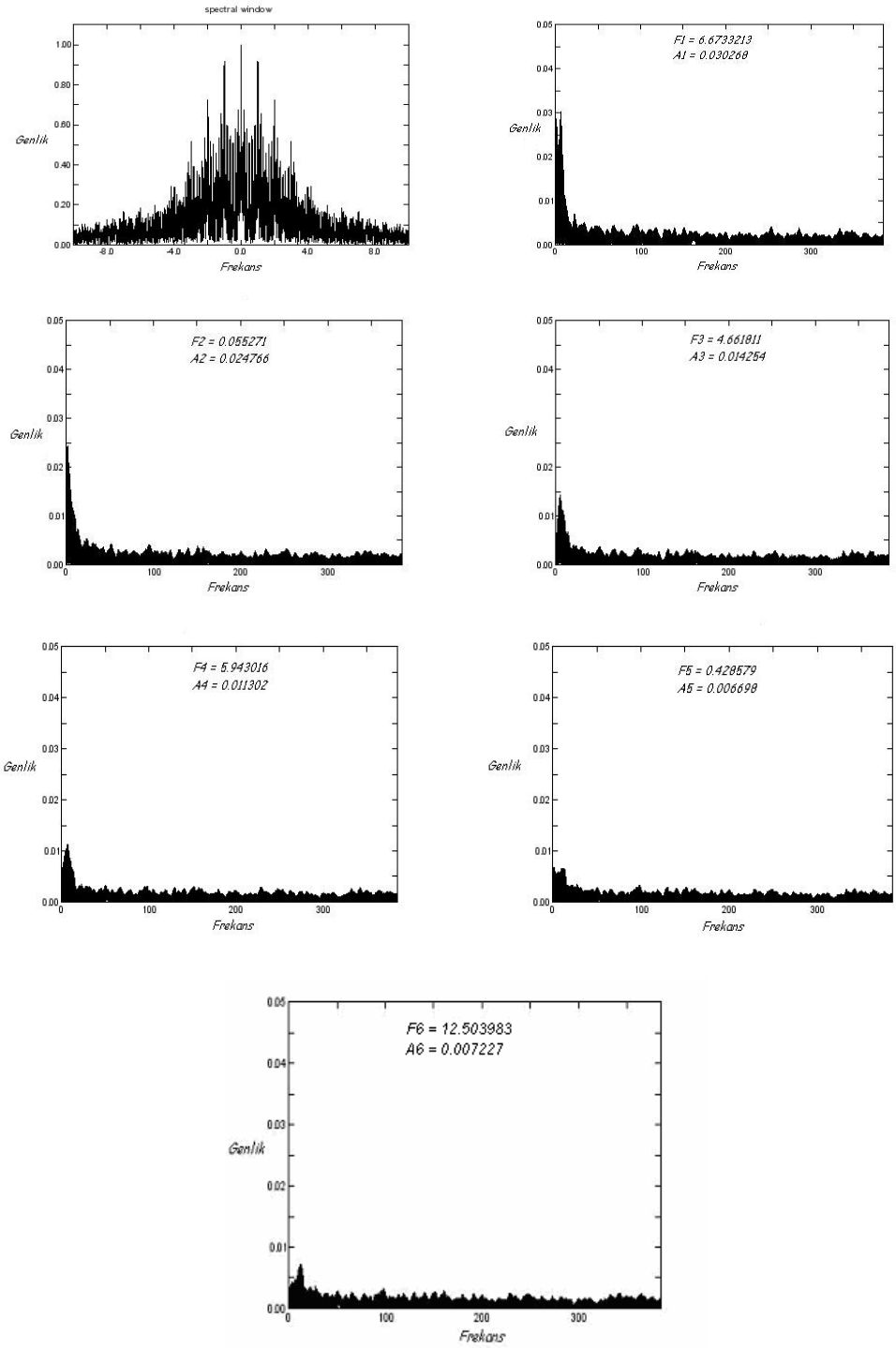


Şekil 8 V350 Peg' in T_o = 2450716 [14] ve P = 0.212923856 gün değerlerine göre evrelendirilmiş ışık eğrileri

V350 Peg' in elde edilen standart V parlaklık değerlerine $Z + \Sigma A_i \sin(2\Pi (\Omega_i t + \Phi_i))$ ile tanımlanan Fourier fiti uygulanarak frekans analizi yapılmıştır. Bu analizin sonuçları Şekil 11' de görülmektedir. V350 Peg' in frekans analizlerine ilişkin peryodogramlar Şekil 12' de verilmektedir.



Şekil 11 V350 Peg' in Johnson V bandına yapılan Fourier fiti



Şekil 12 V350 Peg için elde edilen peryodogramlar

V350 Peg' in toplam 9 gecelik 747 noktayı kapsayan gözlemlerine Şekil 11' de görüldüğü gibi Fourier fiti yapılmıştır ve bu analiz sonucunda elde edilen frekans, genlik ve sinyal/gürültü değerleri Çizelge 5' de verilmektedir. V350 Peg için belirlenmiş olan Q_i (zonklama sabitleri) Çizelge 6' te verilmiştir. Zonklama sabitlerinin hesabı için (4), (5) ve (6) nolu bağıntılar kullanılmıştır. Bu denklemlerde V350 Peg için P = 0.212923856 gün (bu çalışmada), $R_{V350\ Peg} = 4.3R_{Güneş}$ ve $M_{bol} = 1^m.314245$ [16] olarak alınmıştır.

Çizelge 5 V350 Peg için hesaplanan frekans, genlik ve sinyal/gürültü oranı değerleri

Frekans	Genlik	S/N
6.673321	0.0303	13.57817
0.055271	0.0248	22.32629
4.661811	0.0143	14.43391
5.943016	0.0113	8.58093
0.428579	0.0067	7.1347
12.503983	0.0072	4.58749

Çizelge 6 V350 Peg için belirlenen Q_i değerleri

	Frekanslar	Qi	Pi
f1	6.673321	0.0243	0.1498
f2	0.055271	2.9475	18.1874
f3	4.661811	0.0347	0.2143
f4	5.943016	0.0272	0.1682
f5	0.428579	0.3750	2.3139
f6	12.503983	0.0129	0.0799

3. Sonuç ve Tartışma

Jian-ning ve Shi-yang [9]'ın CC And için belirlemiş oldukları frekans ve genlik değerleri ile bu çalışmada hesaplanan frekans ve genlik değerleri Çizelge 7' da verilmektedir. Ancak Jian-ning ve Shi-yang [9] tarafından uygulanan fit işlemlerinde $m(t) = mo + \Sigma A_i \cos [2\Pi f_i (t-t_o) + \Phi_i]$ bağıntısı kullanılmıştır. Jian-ning ve Shi-yang belirlemiş olduğu Q_i (zonklama sabitleri) değerleri ile bu çalışmada belirlenmiş olan Q_i değerleri Çizelge 8' de verilmektedir.

Çizelge 7 Jian-ning ve Shi-yang [9] ve bu çalışmada CC And için yapılan frekans analizinin sonuçları

	1995		2005	
	Frekans(c/d)	Genlik(m)	Frekans(c/d)	Genlik(m)
f1	8.0059	0.0698	8.0058	0.0774
f2	7.8148	0.0332	8.8162	0.0317
f3	8.1010	0.0117	0.0918	0.0271
f4	13.3463	0.0089	6.8499	0.0141
f5	7.9024	0.0074	6.5646	0.0126
f6	16.0120	0.0067	16.8815	0.0102
f7	15.8209	0.0067	1.5205	0.0073

Çizelge 8 Jian-ning ve Shi-yang [9] ve bu çalışmada CC And için hesaplanan zonklama sabitleri

	1995		2005	
	Frekans(c/d)	Q_i	Frekans(c/d)	Q_i
f1	8.0059	0.0331	8.0058	0.0332
f2	7.8148	0.0339	8.8162	0.0302
f3	8.1010	0.0327	0.0918	2.9137
f4	13.3463	0.0198	6.8499	0.0389
f5	7.9024	0.0335	6.5646	0.0406
f6	16.0120	0.0165	16.8815	0.0158
f7	15.8209	0.0167	1.52105	0.1750

V350 Peg yıldızının daha önce verilmiş olan P [5] değeri ile bizim gözlem verilerimiz arasında bir uyumsuzluk olduğu için dönem analizi yapılarak yeni bir P (P = 0.212923856 gün) değeri hesaplandı. V350 Peg'in standart Johnson V bandı parlaklık değerlerine Period04 programı kullanılarak yapılan frekans analizi sonucunda 6 frekans değeri belirlendi. Vidal-Sáinz vd. [14] tarafından belirlenmiş olan 3 frekans değeri ile bu çalışmada belirlenmiş olan frekans değerleri Çizelge 9' de verilmektedir. Bu çalışmada V350 Peg için belirlenen frekanslara ilişkin hesaplanan zonklama sabitleri ise Çizelge 10'da verilmektedir.

Çizelge 9 V350 Peg için Vidal-Sainz vd. [14] tarafından belirlenen frekans değerleri ile bu çalışmada belirlenen frekans değerleri

	1997-2001		2005	
	Frekans	Yarı Genlik	Frekans	Genlik
f1	5.8400	0.0270	6.6733	0.0303
f2	5.6680	0.0240	0.0553	0.0248
f3	6.3740	0.0060	4.6618	0.0143
f4			5.9430	0.0113
f5			0.4286	0.0067
f6			12.5040	0.0072

Çizelge 10 V350 Peg için belirlenen Q_i değerleri

	Frekanslar	Qi	Pi
f1	6.673321	0.0243	0.1498
f2	0.055271	2.9475	18.1874
f3	4.661811	0.0347	0.2143
f4	5.943016	0.0272	0.1682
f5	0.428579	0.3750	2.3139
f6	12.503983	0.0129	0.0799

Sonuç olarak CC And için 7 frekans değeri ve V350 Peg için de 6 frekans değeri belirlenmiştir. Frekans analizi yapılırken sinyal/gürültü oranının sınır değeri 3.5 olarak alınmış [3] ve bu oranın altında değere sahip frekanslar dikkate alınmamıştır. CC And' ın hesaplanan frekans değerlerinde düşük bir frekans değeri belirlenmiştir (f_3 = 0.0913 çevrim/gün). Aynı şekilde V350 Peg için de buna benzer iki düşük frekans değeri belirlenmiştir (f_2 = 0.055 çevrim/gün ve f_5 = 0.432 çevrim/gün). Her iki yıldız için de

zonklama sabitleri hesaplanmıştır. Yıldızların sahip oldukları frekansları daha net olarak belirleyebilmek için daha duyarlı ve alias etkisinden arındırılmış gözlem verilerine ihtiyacımız vardır.

Bu yıldızların gerek Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde ve gerekse TUG da yapılan gözlemlerinde yardımları olan Özcan Yılmaz, Burak Uğurluoğlu ve Korhan Yelkenci'ye katkılarından dolayı teşekkür ederiz. Ayrıca, bu çalışmanın frekans analizi konusunda deneyimi ile ilgili bilgilerini esirgemeyen Ege Üniversitesi, Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü öğretim üyelerinden M.Can Akan'a çok teşekkür ederiz.

Kaynaklar

[1] Aslan, Z. , (2000)"TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi' nde Mutlak Işıkölçümü", *XII. Ulusal Astronomi Toplantısı*, Ege Üni. Fen Fak. İzmir, s.81 ed. Prof. Dr. Cafer İbanoğlu

[2] Breger, M. vd. (1990) "Multiple frequencies of the δ Scuti variable 4 Canum Venaticorum" ,*A&A*, 231, 56-60

[3] Breger,M vd.,(1993) "Nonradial pulsation of the δScuti star BU Cancri in the Praesepe cluster", *A&A* 271, 482-486

[4] Claret A., Rodríguez E., Rolland A., López de Coca P., (1990) "Mass Determination For High Amplitude δ Sct Stars" , *ASPC*., 11, 481-482

[5] ESA 1997, (1999)"The Hipparcos and Tycho Catalogues", *ESA SP-1200 Montgomery, M. & O'Donoghue, D., Delta Scuti Newslet.*, 13, 28

[6] Fitch W.S., (1960), "The Light-variation of CC Andromedae", *ApJ*, 132, 701-715

[7] Fitch W.S., (1967), "Evidence of tidal effects in some pulsating stars I. CC Andromedae and Simga Scorpii", *ApJ*, 148, 481-496

[8] Hübscher, J; Paschke, A; Walter, F., (2005)," Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars",*IBVS* No.5657

[9] Jian-ning, F and Shi-yang, Jiang, (1995), "The multiple frequencies of the δ Scuti variable CC Andromedae", *A&A S* , 110, 303-311

[10] Lindblad O.P. , Eggen O.J., (1953), "A new short-period variable star: BD+41^{o}119", PASP, 65, 291

[11] Müyesseroğlu, Z. ,(2005), Özel görüşme, "AÜG için standart parlaklığa dönüşüm katsayıları"

[12] Rousseau, C. , Bourassa, J.I. ve Milone, E. (1988) "VBI Light Curves of CC And" *IBVS*, No. 3211

[13] Wilson O.C., Walker M.F.,(1956), "Simultaneous spectrographic and photometric observations of the short-period variables SX Phoenicis and CC Andromedae", *ApJ*, 124, 325-341

[14] Vidal-Sainz, J., P.Wils, P. Lampens, and E. Garcia-Melendo, (2002), "The multiple frequencies of the δ Scuti star V350 Peg", *A&A* , 394, 585-588

[15] Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E. v. P., (1992), "*Introductory Astronomy and Astrophysics*", Third Edition, Sounders College Pub., s.338

[16] Zombeck, Martin V., (1990), "*Handbook of Space Astronomy And Astrophysics – 2nd edition*", Cambridge University Pres

V842 HER ÇİFT SİSTEMİNİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

M. Ertan TÖRÜN[1], Berahitdin ALBAYRAK[1] , Selim O. SELAM[1]

Özet

V842 Her Örten Çift sisteminin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) BV bandlarında ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde (AUG) UBV bandlarında yapılan gözlemlerinden dört minimum zamanı elde edildi. Elde edilen minimum zamanları ve literatürdeki minimum zamanları kullanılarak sistemin O-C değişimi incelendi. O-C değişim karakteri parabol üzerine binmiş çevrimsel yapılı bir değişim şeklindedir. Bu değişimlere, sırasıyla kütle aktarımı/kaybı ve üçüncü cismin neden olduğu düşünülmektedir. Analiz sonucunda sistemin O-C değişim karakteristikleri ile olası üçüncü cismin fiziksel parametreleri belirlendi. İzlenen çevrimsel değişime alternatif bir neden olarak sistemin büyük kütleli bileşeninden kaynaklanabilecek çevrimli manyetik alan etkisi de tartışıldı.

Anahtar kelimeler: *örten çift yıldızlar, ışık-zaman etkisi, V842 Her*

Abstract

Four minima times were obtained from the observations of V842 Her at TÜBİTAK National Observatory (TUG) in B and V bands and Ankara University Observatory (AUG) in U,B and V bands. O-C variation of the system were studied by using obtained and collected minima times from the literature. The O − C variation exhibits a cyclic variation superimposed on a quadratic variation. This variations can be attributed to the mass exchange/loss mechanism and light-time effect due to a third body. The analyses yield the character of the O-C variation and the physical parameters of the proposed third component. The possibility of magnetic activity cycle effect as a cause for the deserved cyclic variation in the O-C diagram was also discussed.

Keywords: *eclipsing binary stars, light-time effect,V842 Her*

1. Giriş

V842 Her'in (NSV 07457, BD +50° 2255, BV 0103, CSV 7268) değişen bir yıldız olduğu Geyer vd. [1] tarafından keşfedildi. Aynı çalışmada sistemin maksimum fotoğrafik parlaklığının $9^m.7$ olduğu ve hızlı ışık değişimleri gösterdiği belirtildi. Filatov [2] Tacikistan Gözlemevi'nde 1939 – 1959 tarihleri arasında yaptığı fotoğrafik gözlemlerden sistemin RR Lyr türü bir değişim gösterdiğini ileri sürdü ve 17 adet fotoğrafik maksimum zamanı yayınladı. V842 Her'in değen çift olarak gerçek doğası ilk kez Vandenbroere [3,4] ve Nomen-Torres ve Garcia-Melendo [5] tarafından birbirlerinden bağımsız olarak belirlendi. Diethelm [6] Rosemary Hill Gözlemevi'nde sisteme ilişkin elde ettiği B ve V bandı ışık eğrileriyle sistemin W UMa türü bir ışık değişimi gösterdiğini doğruladı. Vandenbroere [3,4] sisteme ait minimum ve maksimum zamanlarını kullanarak yaptığı dönem analizinde sistemin

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, İncek Bulvarı 06837, Ahlatlıbel, Ankara*
e-posta: metorun@science.ankara.edu.tr

döneminde bir artış olduğunu belirtti, elde ettiği görsel ve fotoelektrik minimum zamanlarından hesapladığı ışık elemanları:

$$\text{HJD MinI} = 2447643.1786(23) + 0^{d}.4190306(25) \times E. \quad (1)$$

Nomen-Torres ve Garcia-Melendo'nun [5] kendi gözlemlerine dayanarak belirledikleri ışık elemanları:

$$\text{HJD MinI} = 2450177.4767(4) + 0^{d}.41906\ (3) \times E. \quad (2)$$

Vandenbroere [3,4] ve Nomen-Torres ve Garcia-Melendo [5], ışık eğrilerinde yörünge evresi $\Phi = 0.25$'e karşılık gelen birinci maksimumun $\Phi = 0.75$'e karşılık gelen ikinci maksimumdan yüksek olduğunu dolayısıyla sistemin O'Connell etkisi gösterdiği belirlemişlerdir. Nomen-Torres ve Garcia-Melendo [5] V bandı ışık eğrilerine Binary Maker (Bradstreet [7]) kodunu uyguladılar ve W türü değen sisteme ilişkin ilk parametre setini elde ettiler ($q = 3.8 \pm 0.2$, $i = 79°.0 \pm 2°.0$ ve $f = 0.25 \pm 0.10$). O'Connell etkisini açıklayabilmek için ikinci bileşen (düşük kütleli) üzerine bir sıcak leke yerleştirmeyi tercih ettiler. Csizmadia [8] Nisan ve Mayıs 2000'de yaptığı 4 fotoelektrik gözlemle sistemin yörünge dönemi davranışını açıklamaya çalıştı.

V842 Her'in her iki bileşenine ait ilk radyal hız eğrisi Rucinski ve Lu [9] tarafından elde edildi ve analizi yapıldı. Tayflarının analizinden sistemin tayf türünün F9V olduğu tahmininde bulundular. Radyal hız eğrisi çözümlerine göre sistem kütle oranı $q_{sp} = 3.852 \pm 0.024$ olan W türü bir değen sistemdir. Rucinski ve Lu [9], W türü değen sistemler için $0^{d}.42$ yörünge döneminin biraz uzun ve F9V tayf türünün biraz erken bir tür olduğuna işaret ettiler. Sisteme ait potansiyelin, birleştirilmiş radyal hız ve ışık eğrisi çözümleriyle son derece uyumlu olduğunu kaydettiler.

2. Gözlemler

V842 Her'e ait gözlemler 3 ve 4 Temmuz 2003 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 40 cm'lik Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile BV bandlarında gerçekleştirildi. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak sırasıyla GSC 03497-00310 ve GSC 03497-00349 yıldızları kullanıldı. Gözlenen yıldızlara ilişkin katalog bilgisi Tablo 1'de verilmiştir. Her iki band için gecelik sönümleme katsayıları mukayese yıldızı gözlemlerinden elde edilmiştir. TUG'da alınmış gözlemlerden Kwee ve Van Woerden [10] yöntemi kullanılarak iki minimum zamanı Min I = 2452825.3883 ± 0.0002 ve Min II = 2452826.4379 ± 0.0002 olarak elde edilmiştir. Ayrıca, 24 ve 27 Temmuz 2004 geceleri Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde (AUG) UBV bandlarında yapılan fotoelektrik gözlemlerden sisteme ait yeni minimum zamanları elde edilmiştir. AUG'de elde edilen minimum zamanları için 30 cm'lik Maksutov-Cassegrain teleskobu ve SSP-5A fotometre başlığı kullanılmıştır. Bu gözlemlerden elde edilen iki minimum zamanı Kwee & Van Woerden [10] yöntemi kullanılarak Min I = 2453211.3187 ± 0.0005 ve Min II = 2453214.4648 ± 0.0004 olarak hesaplanmıştır. Elde edilen minimum zamanları kullanılarak hesaplanan yeni ışık elemanları :

$$\text{HJD Min I} = 2450177.4857(4) + 0^{d}.41904(3) \times E. \quad (3)$$

Tablo 1. V842 Her, mukayese ve denet yıldızlarına ait katalog bilgileri

Parametreler	V842 Her	Mukayese	Denet
GSC	03497-00263	03497-00310	03497-00349
TYC	-	3497-310-1	3497-349-1
α_{2000}	$16^{sa}\ 06^{dk}\ 02^{sn}$	$16^{sa}\ 06^{dk}\ 04^{sn}$	$16^{sa}\ 05^{dk}\ 16^{sn}$
δ_{2000}	50° 11' 12"	50° 07' 49"	50° 06' 47"
B_T	$10^{m}.729$	$11^{m}.574$	$12^{m}.169$
V_T	$10^{m}.177$	$10^{m}.710$	$11^{m}.180$
B-V	0.512	0.758	0.857

3. Sistemin Yörünge Dönemi

V842 Her'in yörünge dönemi davranışı yakın geçmişte Vanderbroere [3,4] ve Csizmadia [8] tarafından çalışılmıştır. Vanderbroere [3,4] sisteme ilişkin tüm minimum ve maksimum zamanlarının analizi sonucunda dönem artışından şüphelenirken Csizmadia [8] V842 Her'in yörünge döneminin geçen 10 yıl boyunca sabit olduğunu ifade etti. Ancak, sisteme ilişkin geçmişteki ani dönem değişimi ya da değişimlerinin dışlanamayacağını ifade etti. Fakat mevcut veriler durum hakkında karar vermek için yeterli değildi. V842 Her, 1955'teki keşfinden sonra ihmal edilmiş bir sistemdir. Bu nedenle literatürdeki minimum zamanları oldukça azdır. Mevcut minimum zamanları 2004 yılından önceki 15 yıl içinde elde edilmiştir. Literatürdeki tüm minimum zamanları, kaynakları ve elde ettiğimiz yeni minimum zamanları ile birlikte Tablo 2'de verilmiştir. Nomen-Torres ve Garcia-Melendo [5] elde ettikleri minimum zamanlarını ilgili yayınlarında vermediler. Csizmadia [8], Nomen-Torres ve Garcia-Melendo ile temasa geçerek elde ettiği verileri ilgili yayınında listeledi ve bu veriler O-C diyagramında büyük bir saçılmaya neden oldu. Biz de Garcia-Melendo [11] ile temas kurduk ve fotometrik verileri kendilerinden temin ettik. Minimum zamanlarını Kwee ve Van Woerden [10] yöntemi ile hesapladığımızda yayınlarındaki değerlerden az da olsa farklı sonuçlara ulaştık (Tablo 1 ile Csizmadia [8]'nın verdiği listeyi karşılaştırınız). Ayrıca belirtmeliyiz ki Csizmadia [8] tarafından 2450228.5892 olarak listelenen mimimum zamanını Garcia-Melendo [11]'nun ilgili geceye ilişkin gözlem verileri yetersiz kaldığından yeniden hesaplayamadık (Gecenin gözlemlerinde minimum profilinin çıkış kolu mevcut değil). Ayrıca Vanderbroere [3,4]'nin üç görsel minimumu, ilk oluşturduğumuz O-C diyagramında çok büyük saçılma gösterdi. Csizmadia [8] bu minimumların türünü birinci minimum yerine ikinci minimum olacak şekilde değiştirdi ve birini de listeye dahil etmedi. Problemli bu üç minimumla ilgili Vanderbroere ile temasa geçtik ve düzeltilmiş değerleri doğruladık. Csizmada tarafından 2451327.534 ile verilen minimum için yapılan tür değişimi Vanderbroere [12] tarafından da doğrulandı, fakat BBSAG No:105'de yanlış basılan 2449205.367 minimum zamanı için doğrulama yapılamadı, aslında bu minimum zamanı 2449206.367 olarak okunmalıydı. Benzer bir durum Csizmadia [8] tarafından hariç tutulan 2449112.391 minimum zamanı için de geçerlidir ve bu da 2449112.504 olarak okunmalıydı. Literatürdeki baskı hatalarından bir diğeri de Nelson [13]'un ikinci yerine birinci minimum olarak listelediği 2453111.80053 minimum zamanıdır. Yeniden hesaplama ve düzeltmelerden sonra 56 görsel, 2 fotoğrafik ve 30 CCD + fotoelektrik minimum zamanından oluşan veri seti Tablo 2 de listelenmiştir.

Şekil 1a'da tüm minimum zamanları ve denklem (3) ile verilen ışık elemanları kullanılarak oluşturulan O-C diyagramı gösterilmiştir. Verilerin yayıldığı zaman aralığı sadece 15 yıldır, ancak ışık elemanlarından sistematik sapmalar O-C diyagramında görülmektedir. Görsel minimum zamanları her ne kadar diğerleriyle benzer değişim karakteri gösterse de büyük saçılmaya neden olduğundan O-C analizinin dışında tutuldular. Bu çıkarım nedeniyle zaman skalasında bir değişim olmadı, geriye kalan fotoğrafik, fotoelektrik ve CCD minimumları yine yaklaşık 15 yıllık bir zaman aralığını kapsamaktadır. Görsel minimumlardan arındırılmış yeni O-C diyagramı biçimi ve tüm verileri ile Şekil 1b'de gösterilmiştir. Kolları yukarı yönelmiş parabolik yapı açıkça sistemin dönemindeki artışı göstermektedir. Csizmadia [8] bu yapının varlığından şüphelendi ancak sınırlı sayıdaki minimum zamanıyla elde ettiği O-C diyagramında fark kareler toplamı doğrusal ve parabolik yaklaşımda önemli bir farklılık göstermedi. Bu nedenle V842 Her'in dönem değişiminden bahsetmek için erken olduğu sonucuna vardı. Buna rağmen elimizdeki veriler ile parabolik yaklaşımdan artıklar O-C diyagramında ilave bir yapının varlığını göstermektedir (Şekil 1c). Bu ilave yapı parabol üzerine binmiş düzgün bir çevrimsel değişimi göstermektedir. Çevrimsel karakterin istatistik olarak anlamlı olup olmadığını, O-C verilerine yalnızca parabol ve parabol+sinüs yaklaşımlarıyla yapılan fitlerin fark kare toplamlarındaki farkları

gözönünde bulundurarak hızla test ettik. Yalnızca parabol ve parabol + sinüs fitlerinden elde edilen fark kare toplamlarının değerleri $\Sigma(O\text{-}C)^2$ sırasıyla 0.00139 gün^2 ve 0.00042 gün^2'dir. Veri setimizde Şekil 1c'de gösterildiği gibi çember içine alınmış iki grup halinde aykırı minimum zamanları bulunmaktadır. Bir grup Garcia-Melendo [11] (4 minimum zamanı), diğer grup Agerer vd. [14] (2 minimum zamanı) tarafından verilmiştir. Çevrim değerleri sırasıyla E ~ 0 ve E ~ 2990' dır. Bu aykırı değerleri çözümümüz dışında tuttuğumuzda, $\Sigma(O\text{-}C)^2$'de 8 kat iyileşme sağlanmaktadır. Bu durumda yalnızca parabolik ve parabol + sinüs yaklaşımları için fark kare toplamları sırasıyla 0.00055 ve 0.00007'dir. Çevrimsel değişim hesaba katıldığında fark kare toplamlarının büyük ölçüde iyileştirilmiş olduğu görülüyor ve inanıyoruz ki O-C diyagramında gözlenen çevrimsel değişim gerçekten vardır.

Yayınlanmış gözlemsel veriler ile bir minimum ve hemen hemen iki maksimum gösteren çevrimsel karakter Csizmadia [8] tarafından veri yetersizliği nedeniyle görülememiştir. Csizmadia [8]'nın listesine eklenen 4 yıllık yeni minimum zamanları bu değişimin mümkün olabileceğini gösterdi. Sisteme kütle-çekimsel olarak bağlı üçüncü bir cismin var olduğu varsayımı ile bu değişimin analizini gerçekleştirdik ve ışık-zaman yörüngesine ilişkin parametreleri, Irwin [15]'in formülasyonunu temel alan aşağıdaki bağıntıdan elde ettik :

$$(O-C) = O - \left[T_0 + P_{yör} \times E + \frac{1}{2}\frac{dP}{dE} \times E^2 + \frac{A}{\sqrt{1-e'^2\cos^2\omega'}} \left\{ \frac{1-e'^2}{1+e'\cos\upsilon'} \sin(\upsilon'+\omega') + e'\sin\omega' \right\} \right] \tag{4}$$

burada

$$A = \frac{a'_{12}\sin i' \sqrt{1-e'^2\cos^2\omega'}}{2.590\times10^{10}}$$

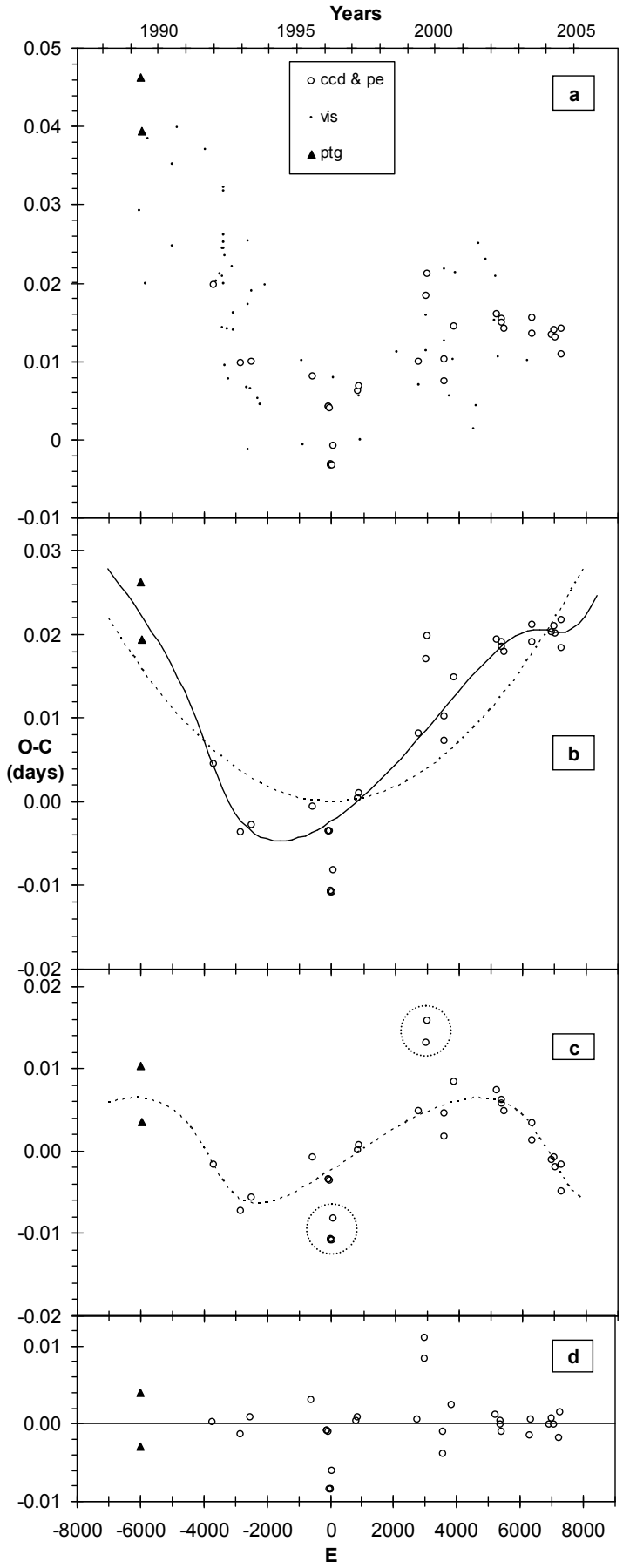
gün kesrinde ışık zaman etkisinin yarı-genliği, a'_{12}, e', i' ve ω' parametreleri ise yakın çiftin üçüncü cisimle oluşturduğu ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin sırasıyla yarı-büyük eksen uzunluğu, dış merkezliği, yörünge eğim açısı ve enberi noktasının boylamıdır, υ' gerçek anomali, 2.590×10^{10} ise ışık hızının km/gün birimlerinde değeridir. $E, P_{yör}, T_0$ ve dP/dE ise yakın çift sistem için sırasıyla çevrim sayısı, yörünge dönemi, başlangıç minimum zamanı ve dönem değişim miktarıdır. Üçüncü cismin yörüngesi için T' enberiden geçiş zamanı ve P_{12} yörünge dönemi, denklem (4)'ten türetilebilir.

Ak vd. [16] tarafından hazırlanan OC2LTE30 adlı bilgisayar programını kullanarak denklem (4)'te verilen teorik fonksiyonla (O-C) değerlerine en küçük kareler yöntemini uygulayarak sekiz serbest parametreyi ($T_0, P_{yör}, dP/dE, P_{12}, T', a'_{12}\sin i', e', i, \omega'$) belirledik. Bu yöntemi uygulayarak ilgili parametreleri ve standart hatalarını Tablo 3'te verildiği gibi bulduk. Parametrelere ilişkin hesaplanan hatalar, tersine problem çözme metodunun kullanıldığı bir yöntem olan doğrusal olmayan en küçük kareler yönteminden kaynaklanır. Bu yöntem her bir gözlemsel verinin gürültüsünü ve parametrelerarası muhtemel ilişkiyi dikkate almadığı için gerçek belirsizlikleri hesaplanandan büyük olabilir. Bu parametreler Şekil 1b.'de gözlemsel veriler boyunca düzgün çizgiyle gösterilen teorik O-C eğrisini elde etmek için kullanıldı. Denklem (4)'teki fark kareler toplamının değeri $\Sigma(O\text{-}C)^2$ = 0.00042 gün^2 dir. Tüm yaklaştırmalardan geriye kalan artıklar Şekil 1d.'de gösterilmiştir.

Tablo 2. V842 Her'e ait minimum zamanları.

HJD Min. (2400000+)	Tür	Yöntem	O-C	Ref.	HJD Min. (2400000+)	Tür	Yöntem	O-C	Ref.
47646.5258	1	vis	0.0293	1	50151.5038	1	ccd	0.0041	8
47666.4470	2	ptg	0.0462	2	50171.6103	1	ccd	-0.0032	9
47670.4210	1	ptg	0.0394	2	50177.4767	1	ccd	-0.0033	9
47724.4573	1	vis	0.0199	1	50178.5243	2	ccd	-0.0033	9
47758.4179	1	vis	0.0385	1	50200.5350	1	vis	0.0080	10
48072.4829	2	vis	0.0353	1	50207.4403	2	ccd	-0.0008	9
48086.5102	1	vis	0.0248	1	50516.4872	1	ccd	0.0063	11
48148.3332	2	vis	0.0399	1	50538.4860	2	vis	0.0056	10
48513.3116	2	vis	0.0370	1	50541.4204	2	ccd	0.0068	11
48622.6629	2	pe	0.0197	1	50556.4990	2	vis	0.0000	12
48661.6339	2	vis	0.0202	1	51030.4410	2	vis	0.0112	13
48714.6430	1	vis	0.0212	1	51326.4894	1	pe	0.0099	14
48732.4452	2	vis	0.0143	1	51327.5340	2	vis	0.0070	13
48733.4994	1	vis	0.0209	1	51425.3880	1	vis	0.0158	13
48746.4931	1	vis	0.0245	1	51430.4120	1	vis	0.0114	13
48747.5362	2	vis	0.0200	1	51430.4190	1	ccd	0.0184	14
48749.4341	1	vis	0.0322	1	51433.3550	1	ccd	0.0211	14
48755.5041	2	vis	0.0262	1	51660.4646	1	vis	0.0127	15
48756.5507	1	vis	0.0252	1	51664.4431	2	ccd	0.0103	16
48759.4833	1	vis	0.0245	1	51668.4211	1	ccd	0.0075	16
48760.5381	2	vis	0.0317	1	51670.5306	1	vis	0.0218	15
48763.4631	2	vis	0.0235	1	51722.4750	1	vis	0.0056	17
48768.4776	2	vis	0.0095	1	51782.4020	1	vis	0.0103	18
48803.4718	1	vis	0.0141	1	51786.3870	2	pe	0.0144	14
48811.4271	1	vis	0.0077	1	51816.3550	1	vis	0.0213	18
48862.3545	2	vis	0.0221	1	52053.5100	1	vis	0.0014	18
48877.4339	2	vis	0.0162	1	52087.4550	1	vis	0.0044	19
48888.3267	2	vis	0.0140	1	52113.4560	1	vis	0.0251	19
48983.6534	1	pe	0.0098	1	52215.2800	1	vis	0.0231	17
49061.5912	1	vis	0.0067	1	52321.4980	2	vis	0.0152	17
49074.6000	1	vis	0.0254	3	52347.4840	2	vis	0.0209	19
49075.4300	1	vis	0.0173	3	52359.4217	1	ccd	0.0160	20
49076.4590	2	vis	-0.0013	3	52367.3780	1	vis	0.0106	19
49112.5040	2	vis	0.0065	3	52426.4670	1	ccd	0.0154	14
49124.4590	1	vis	0.0190	3	52427.5141	2	ccd	0.0149	21
49124.6595	2	pe	0.0099	4	52452.4460	1	ccd	0.0141	14
49206.3670	2	vis	0.0052	3	52764.4150	2	vis	0.0101	2
49237.3750	2	vis	0.0045	3	52825.3883	1	pe	0.0135	22
49296.2650	1	vis	0.0198	5	52826.4379	2	pe	0.0155	22
49780.6620	1	vis	0.0100	6	53081.8388	1	ccd	0.0134	23
49799.5080	1	vis	-0.0006	6	53111.8005	2	ccd	0.0139	23
49929.4182	1	ccd	0.0081	7	53134.6371	1	ccd	0.0130	24
50144.3803	1	ccd	0.0042	8	53211.3187	1	pe	0.0108	22
50144.5898	2	ccd	0.0042	8	53214.4648	2	pe	0.0141	22

Referanslar : 1- Vandenbroere (1993a), 2- Hübscher vd. (2003), 3- Vandenbroere, BBSAG Bull no.105, 4- Diethelm (1994), 5- Vandenbroere, BBSAG Bull no.107, 6-Vandenbroere, BBSAG Bull no.110, 7- Diethelm, BBSAG Bull no.109, 8- Agerer vd. (1997), 9- Garcia-Melendo (2003) 10- Vandenbroere, BBSAG Bull no.115, 11-Agerer vd. (1998), 12- Vandenbroere, BBSAG Bull no.116, 13- Vandenbroere, BBSAG Bull no.121, 14- Agerer vd. (2003), 15- Meyer (2000), 16- Csizmadia (2001), 17-Diethelm (2004), 18- Hübscher vd. (2001), 19- Hübscher vd. (2002), 20- Blaetter, BBSAG Bull no.128, 21- Diethelm, BBSAG Bull no.128, 22- Bu çalışma, 23- Nelson (2005), 24- Dvorak (2005)


Years
1990
1995
2000
2005
ccd & pe
vis
ptg
a
b
c
d
O-C
(days)
E

Şekil 1. a) V842 Her'in tüm minimum zamanları için O-C diyagramı, **b)** a) ile benzer şekilde ancak, yalnızca fotoğrafik ve fotoelektrik&CCD minimumları. Kesikli çizgi fit edilmiş fonksiyonun kareli kısmı (parabolik), düzgün çizgi ise fitin tümünü gösterir. **c)** parabolik yaklaşımdan kalan artıklar. Kesikli çizgi ile gösterilen eğri, fit edilen fonksiyonun çevrimsel karakterini gösterir. Çemberler içinde yer alan aykırı minimumlara ilişkin bilgi metinde açıklanmıştır. **d)** fit işlemi sonucu geriye kalan son artıklar.

Tablo 3. O-C Analizi ile elde edilen parametreler ve hataları

Parametreler	Değer	Standart Hata
T_0 (HJD)	2450177.4875	0.00025
$P_{yör}$ (gün)	0.419034924	0.000000078
dP/dE (gün/çevrim)	8.90×10^{-10}	0.14×10^{-10}
$a_{12}\sin i'$ (AB)	1.275	0.075
e'	0.480	0.039
ω' (°)	196.0	2.1
T' (HJD)	2453140.0	37.1
P_{12} (yıl)	12.35	0.08
A (gün)	0.0064	0.0002
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.01267	0.00218

4. Sonuç ve Tartışma

O-C analizi, V842 Her'in yörünge döneminin monoton bir artış üzerine binmiş bir çevrimsel değişim içerdiğini göstermektedir. Işık elemanlarında karesel terimle temsil edilen seküler karakter yörünge döneminin artış oranına karşılık gelmektedir. Bu değer dP/dt = 7.76 x 10^{-7} gün $yıl^{-1}$ olarak hesaplanmıştır ve sistemde kütle transferi ve/veya kütle kaybının bir sonucu olarak düşünülebilir. Bileşenler arasında kütle aktarımının korunumlu olduğu düşünülürse, kütle transferi küçük kütleli bileşenden daha büyük kütleli bileşene doğru, dM/dt = 3.15×10^{-7} $M_\odot$ $yıl^{-1}$ mertebesinde olmalıdır. Kütle oranındaki değişim ise dq/dt = -2.73 x 10^{-7} $yıl^{-1}$ olarak hesaplanmıştır (Yang ve Liu [17]). Ancak, bu çalışmadaki seküler değişim, uzun dönemli çevrimsel bir değişimin parçası da olabilir. Bu durumu netliğe kavuşturmak için daha fazla fotoelektrik ve ccd gözlemlerine ihtiyaç vardır.

O-C diyagramında gözlemlenen çevrimsel değişimin nedeninin üçüncü bir cisimden kaynaklandığı varsayımı altında, üçüncü cisme ilişkin özel parametreleri hesapladık. Örten çiftin bu geniş yörüngede dolanma dönemi 12.35 ± 0.08 yıl olarak hesaplandı. Örten çiftin kütle merkezinin üçlü sisteminin kütle merkezine olan uzaklığı 1.275±0.075 AB olmalıdır. Kuramsal üçüncü cisim için kütle fonksiyonu ise $f(m_3)$ = 0.0127 ± 0.0022 $M_\odot$'tir. Eğer üçüncü cismin çift ile aynı düzlemde hareket ettiğini varsayarsak (i′ = i = 77.74°), üçüncü cismin kütlesi 0.41 ± 0.04 $M_\odot$ olmalıdır. Kepler'in üçüncü yasasına göre yörüngenin yarı büyük eksen uzunluğu 7.01±0.04 AB'dir. V842 Her'in 151.48 parsek uzaklığından üçüncü cismin maksimum açısal ayrıklığını 0".0462 ± 0.0005 olarak hesapladık. Demircan ve Kahraman [18]'ın anakol yıldızları için verdiği kütle parlaklık bağıntısını kullanarak üçüncü cisim için mutlak bolometrik parlaklığı M_{bol} = $8.^m4$ ± 0.2 bulduk ve bu sonuca göre üçüncü cisim, sistemin toplam parlaklığından $4^m.5$ daha sönüktür. Buna göre önerilen üçüncü cismin parlaklığı çeşitli gözlemsel tekniklerin belirleme limiti civarındadır. Özellikle kuramsal üçüncü cismin kütlesi V842 Her'in yoldaş yıldızının kütlesi ile karşılaştırılacak büyüklüktedir. Ancak, Rucinski ve Lu [9] çalışmalarında üçüncü cismin varlığından bahsetmemişlerdir. Bu nedenle, eğer üçüncü cisim varsa anakol yıldızlarına göre oldukça sönük ve sıkışık bir cisim ya da düşük kütleli bir çift sistem olabilir.

W UMa türü değen çiftlerin özellikle W alt türleri manyetik olarak oldukça aktiftir. Yıldız lekeleri, kromosferik salmalar, koronal X-ışın salmaları gibi sayısız aktivite belirteci

gösterirler. Genellikle bu tür yıldızların baş bileşenleri bu aktivitenin seviyesinde baskındır. Applegate [19] bir bileşenin aktivite seviyesindeki herhangi bir çevrimsel değişimin sistemin yörünge döneminde çevrimsel bir değişime neden olacağını göstermiştir. Manyetik aktivite nedeniyle bir bileşenin dönme dönemindeki herhangi bir değişim, eşdönmenin varlığı nedeniyle sistemin yörünge dönemine yansıyacaktır. V842 Her'in O-C diyagramındaki çevrimsel değişime alternatif bir yaklaşım olarak manyetik aktivite etkisi de düşünüldü. Applegate [19]'in kuramsal yaklaşımı kullanılarak, aktivitenin çevrimi $P_{yör}$ = 12.35 yıl, çevrimsel dönem değişiminin genliği $\Delta P = 0.323$ sn çev^{-1}, yörünge döneminde gözlenen çevrimsel etkiye neden olan açısal momentum transferi $\Delta J = -3.56 \times 10^{47}$ g cm^2 s^{-1} bulduk. Bu düzeydeki momentum transferi için gerekli enerji $\Delta E = 1.25 \times 10^{41}$ erg ve ışınım gücündeki değişim $\Delta L = 1.01 \times 10^{33}$ erg s^{-1} dir. Buna karşılık gelen parlaklıktaki değişim ise $\Delta m = 0^m.10$ ve baş bileşenin yüzey manyetik alanı B = 12.6 kG olmaktadır. Applegate'e göre; i) uzun dönemli ışık değişimi ve O-C eğrisi aynı çevrimsel uzunluğa sahip olmalı. ii) birinde izlenen ekstremum noktası diğerindeki ile çakışmalıdır. iii) aktif yıldızın parlaklığı arttıkça sistemin rengi daha mavi olmalıdır. Maalesef V842 Her'in parlaklık değişimini doğrulayacak kadar uzun süreli fotometrik gözlemlere sahip değiliz. Fakat sistemin ışık eğrilerinde O'Connell etkisi görülmektedir. Manyetik aktiviteye ilişkin çevrimsel karakterin aydınlatılabilmesi için sistemin uzun süre fotometrik olarak izlenmesi gerekmektedir.

O-C eğrisinde gözlenen çevrimsel değişime neden olan mekanizmanın belirlenmesi oldukça önemlidir. O-C diyagramında ışık-zaman etkisi, manyetik etkinlik çevriminden daha düzenli dönemlilik gösterir. Güneşteki manyetik aktivite çevrimleri ve kromosferik aktif yıldızları göz önüne alacak olursak çevrim dönemleri ve genlikleri, bir çevrimden diğerine değişim gösterebilmektedir. Bu nedenle bu tür bir değişim O-C diyagramında yarı-dönemli bir yapı göstermelidir. Gözlemsel veriler kısa zaman aralığına yayılmış olduğu için V842 Her'in O-C diyagramındaki çevrimsel değişime neden olan mekanizma tam olarak ayırt edilememektedir ancak uzun dönemli sistematik gözlemler bu mekanizmayı açıklama şansı verecektir.

Kaynaklar

[1] Geyer, E., Kippenhahn, R., Strohmeier, W. (1955), *Kleine Veröff. Remeis-Sternwarte Bamberg* No. 11
[2] Filatov, G.S. (1960), *"On the unstudied variables stars in the BV - Lists."*, *Astron. Circular* 215, 20
[3] Vandenbroere, J. (1993a), *GEOS-EB Circ*. No.21
[4] Vandenbroere, J. (1993b), *"NSV 7457 Her: a Probable W UMa Star"*, *IBVS* 3946
[5] Nomen-Torres, J., Garcia-Melendo, E. (1996), *"The New Overcontact Eclipsing Binary Star NSV 07457"*, *IBVS* 4365
[6] Diethelm, R. (1994), *"Differential BV Photometry of the EW Variable NSV 7457 Her"*, *IBVS* 4011
[7] Bradstreet, D.H. (1993), *"Binary Maker 2.0, Contact Software",* Norristown, Pennsylvania
[8] Csizmadia, Sz. (2001), *"V842 Her: a W UMa Star with Constant Period"*, *IBVS* 5191
[9] Rucinski, S.M., Lu, W. (1999), *"Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. II."*, *AJ* 118, 2451
[10] Kwee, K.K., van Woerden, H. (1956), *"A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable"*, *BAN* 12, 327
[11] Garcia-Melendo, E. (2003), özel görüşme
[12] Vandenbroere, J. (2003), özel görüşme
[13] Nelson, R.H. (2005), *"CCD Minima for Selected Eclipsing Binaries in 2004"*, *IBVS* 5602
[14] Agerer, F., Hübscher, J. (2003), *"Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries*", IBVS 5484 (BAV Mitt. 158)
[15] Irwin, J.B. (1952), *"The determination of a light-time orbit"*, *ApJ* 116, 211
[16] Ak, T., Albayrak, B., Selam, S.O., Tanrıverdi, T. (2004), *"A new light-time effect study of TX Herculis"*, *NewAstronomy*, 9, 265
[17] Yang, Y., Liu, Q. (2003), *"An abnormal radiant luminosity of the contact binary GZ Andromedae and its possible explanation"*, *A&A* 401, 631
[18] Demircan, O., Kahraman, G. (1991), *"Stellar mass-luminosity and mass-radius ralations"*, Ap&SS 181, 313.
[19] Applegate, J.H. (1992), *"A mechanism for orbital period modulation in close binaries"*, ApJ 358, 621.

GO CYG ÖRTEN ÇİFT SİSTEMİNİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

M. E. TÖRÜN[1], A. S. KAHRAMAN[1], S. O. SELAM[1], B. ALBAYRAK[1]

Özet

GO Cyg örten çift sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde (AUG) elde edilen minimum zamanları ve literatürdeki minimum zamanları kullanılarak sistemin O-C değişimi incelendi. O-C değişim karakteri çevrimsel yapılı bir değişim göstermektedir. Bu değişime, sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü bir cismin neden olduğu düşünülmektedir. Analiz sonucunda sistemin O-C değişim karakterini ve olası üçüncü cismi tanımlayan fiziksel parametreler belirlendi.

Anahtar kelimeler: *örten değişen çift yıldızlar,ışık eğrisi analizi,GO Cyg*

Abstract

The O-C variation of the eclipsing binary system GO Cyg was studied by using newly determined and collected literature times of minima. The character of the O−C variation exhibits a cyclic variation. This variation can be attributed to the light-time effect due to a third body. The analyses yield the character of the O-C variation and the physical parameters of the hypothetical third component.

Keywords: *eclipsing binary stars, ligh-time effect, GO Cyg*

1. Giriş

Kısa dönemli, Beta-Lyr türü örten çift yıldız GO Cyg (HD 197728, BD +34°4095) fotoğrafik olarak Schneller [1] tarafından keşfedildi. Sisteme ilişkin ilk tayfsal çalışma Pearce [2] tarafından yapıldı ve bu çalışmada birinci ve ikinci bileşenin tayf türleri sırasıyla B9n ve A0n olarak belirlendi. Pierce [3] yaptığı fotometrik gözlemlerden ikinci bileşenin tayf türünün kuvvetli yansıma etkisi kabulü altında F5 veya daha geç olduğunu ileri sürdü. GO Cyg'ye ait fotometrik çalışmalar Szczyrbak [4], Kukarkin [5,6], Liau [7], Ovenden [8], Popper [9] ve Mannino [10] tarafından yapıldı. Bu araştırmacılar sistemin ışık eğrisinin şekli ve yörüngenin dışmerkezliğine ilişkin çelişkili sonuçlar elde ettiler (bkz. Ovenden [8]). Kukarkin [5,6] kendi görsel gözlemlerine dayanarak sistemin β Lyr türü ışık eğrisi gösteren kısa dönemli bir örten çift yıldız olduğundan bahsederken Szczyrbak [4] GO Cyg'nin Algol türü bir değişen yıldız olduğunu iddia etti. Ovenden [8] sisteme ait elde ettiği ışık eğrilerini Russel yöntemi ile analiz ederek ikinci bileşenin tayf türünün F8 veya daha geç olması gerektiğini, daha erken tayf türünde görülmesinin sebebinin kuvvetli yansıma etkisi olabileceğini iddia etti. Popper [9] ikinci bileşenin tayfının görülebilir olup olmadığını sorguladı. Mannino [10] sisteme ilişkin elde ettiği ışık eğrilerini Russell – Merrill yöntemi ile analiz ederek ikinci bileşenin toplam ışığa katkısının ¼ oranında olduğunu ileri sürdü. Rovithis vd. [11] GO Cyg'nin birinci

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Billimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara*
e-posta: metorun@.science.ankara.edu.tr

bileşeninin Roche lobunu doldurmuş ve ikinci bileşenin, sistemin ayrık olmasına rağmen, değme durumundan çok uzak olmayan bir yarı ayrık sistem olduğunu söylediler.

2. Gözlemler

GO Cyg sisteminin gözlemleri, 11 Temmuz, 4, 22 Eylül, 5 Ekim 2004 ve 20 Temmuz 2006 tarihlerinde Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG)'nde 30 cm'lik Maksutov-Cassegrain teleskobu ve SSP-5A fotometre başlığı kullanılarak yapılmıştır. Sistemin ve kullanılan mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin katalog bilgisi Tablo 1'de verilmiştir. Gecelik sönümleme katsayıları mukayese yıldızı gözlemlerinden elde edilmiştir. Bu gözlemlerden elde edilen mimimum zamanları Kwee ve van Woerden [12] yöntemi kullanılarak Min II = 2453198.4772 ± 0.0003, Min I = 2453253.3879 ± 0.0003, Min I = 2453271.3315 ± 0.0003, Min I = 2453284.2532 ± 0.0003 ve Min I = 2453937.4162 ± 0.0004 olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan yeni ışık elemanları :

$$\text{HJD Min I} = 2433930.4051(3) + 0.717763594(2) \times E. \qquad (1)$$

Tablo 1. GO Cyg, mukayese ve denet yıldızlarına ait katalog bilgileri

Parametreler	GO Cyg	Mukayese	Denet
GSC	02694-00550	02698-00896	02698-00326
TYC	2694- 550-1	2698- 896-1	2698- 326-1
α_{2000}	$20^{sa}\ 37^{dk}\ 20^{sn}$	$20^{sa}\ 36^{dk}\ 38^{sn}$	$20^{sa}\ 35^{dk}\ 44^{sn}$
δ_{2000}	35° 26' 10"	35° 48' 15"	35° 53' 44"
B_T	$8^{m}.677$	$8^{m}.974$	$9^{m}.804$
V_T	$8^{m}.663$	$8^{m}.867$	$9^{m}.704$
B-V	0.013	0.09	0.085

3.Sistemin Yörünge Dönemi

Dönem değişimine ilişkin ilk çalışmalar Purgathofer ve Prochazka [13], Cester vd. [14] ve Sezer vd. [15] tarafından, daha güncel çalışmalar ise Hall ve Louth [16] ve Jones vd. [17] tarafından yapıldı. Hall ve Louth [16] sistemin 1934 ve 1984 yıllarında iki kere ani dönem değişimi (dönem atlaması) gösterdiğini ileri sürerken Jones vd. [17] sistemin dönem değişim karakterinin parabol üzerine binmiş çevrimli bir yapı olabileceğini ileri sürdü. Rovithis vd. [18] sisteme ilişkin yaptığı dönem analizinde sistemin döneminin artmaya devam ettiğini ve bunun bir parabol veya üçüncü dereceden bir polinomla temsil edilebileceğini belirtti. Edalati ve Atighi [19] sistemin dönemini 1.6 (±2) x 10^{-10}E mertebesinde arttığını belirterek elde ettikleri U bandındaki saçılmaların yüzey aktivitesi veya kütle transferinden kaynaklandığını ileri sürdüler. Oh vd. [20] sistemin dönemini 1.51 x 10^{-7} gün/yıl oranında arttığını ve yapılan fotometrik analiz sonuçlarından sistemin marjinal değen bir çift yıldız olduğunu ileri sürdüler. Chochol vd. [21] ise Edalati ve Atighi [19]'nin çalışmalarında sözü geçen, sistemin Roche geometrisi gereği O-C diyagramındaki değişimin parabolik yaklaşımla açıklanamayacağını, literatürdeki ilgili tüm yayınların aksine dönemde bir artışın değil azalmanın beklenmesi gerektiğini belirttiler.

Önceki çalışmalarda elde edilmiş doğrusal ve ikinci derece ışık elemanları Tablo 2'de listelenmiştir. Sistemin dönem değişimine ilişkin çalışmalar, literatürde uzun zaman aralığına dağılmış gözlemler olmasına rağmen son 10 yılda elde edilen minimum zamanları sistemin dönem değişiminin açıklanmasında önem kazanmıştır. O-C diyagramına eklenen bu yeni minimum zamanları, sistemin dönem değişimine neden olduğu düşünülen kütle kaybı/aktarımı mekanizmasını açıklayan parabolik değişimin aslında çevrimsel yapıyla açıklanabileceğini ortaya koymaktadır. Bu çalışmada üzerinde durduğumuz, sisteme kütle-çekimsel olarak bağlı olan üçüncü bir cismin varlığı böylece açıklanabilmektedir. Ankara

Üniversitesi Gözlemevi'nde elde ettiğimiz ve literatürden toplanan 109 fotoelektrik, 11 fotoğrafik ve 60 görsel minimum zamanı Tablo 3' te listelenmiştir. O-C diyagramında büyük saçılmalar gösteren görsel minimum zamanları analizin dışında tutulmuştur.

Tablo 2. GO Cyg için literatürde verilen ışık elemanları.

HJD (+2400000)	Dönem	Kareli Terim	Kaynak
26509.467	0.717767	-	Szczyrbak [4]
33930.40614	0.71776314	$+0.108 \times 10^{-9} \times E^2$	Purgathofer and Prochazka [13]
33930.4060	0.71776331	$+0.113 \times 10^{-9} \times E^2$	Sezer vd. [15]
33930.4064	0.7177655	-	Hall ve Louth [16]
33930.4064	0.71776294	$+0.128 \times 10^{-9} \times E^2$	Hall ve Louth [16]
33930.4064	0.7177576	-	Hall ve Louth [16]
33930.40535	0.71776285	$+0.153 \times 10^{-9} \times E^2$	Jones vd. [17]
45865.4051	0.71776779	$+0.16 \times 10^{-9} \times E^2$	Edalati ve Atighi [19]
33930.40399	0.71776297	$+0.147 \times 10^{-9} \times E^2$	Oh vd. (1999)
33930.4051	0.71776359	$0.102 \times 10^{-9} \times E^2$	Bu çalışma

Görsel minimum zamanlarının analize dahil edilmemesi O-C diyagramının zaman ölçeğinde bir kayıp yaratmamıştır. Şekil 1a'da mevcut tüm minimum zamanları ve Sezer vd. [15] tarafından verilen ışık elemanları kullanılarak oluşturulan O-C diyagramı görülmektedir. Şekil 1b'de ise görsel minimum zamanlarından arındırılmış O-C diyagramı çevrimsel değişimin fit edildiği yaklaşım ile gösterilmiştir. Sisteme kütle-çekimsel olarak bağlı üçüncü bir cismin varolduğu kabulü ile ışık-zaman yörüngesine ilişkin parametreler, Irwin [22]'in formülasyonunu temel alan aşağıdaki bağıntılardan elde edilmiştir.

$$(O-C) = O - \left[T_0 + P_{yör} \times E + \frac{1}{2}\frac{dP}{dE} \times E^2 + \frac{A}{\sqrt{1-e'^2\cos^2\omega'}} \left\{ \frac{1-e'^2}{1+e'\cos\upsilon'} \sin(\upsilon'+\omega') + e'\sin\omega' \right\} \right] \tag{2}$$

$$A = \frac{a'_{12}\sin i' \sqrt{1-e'^2\cos^2\omega'}}{2.590 \times 10^{10}}$$

burada A gün kesrinde ışık zaman etkisinin yarı-genliği, a'_{12}, e', i' ve ω' parametreleri ise yakın çiftin üçüncü cisimle oluşturduğu ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin sırasıyla yarı-büyük eksen uzunluğu, dış merkezliği, yörünge eğim açısı ve enberi noktasının boylamıdır, υ' gerçek anomali, 2.590×10^{10} ise ışık hızının km/gün birimlerinde değeridir. $E, P_{yör}, T_0$ ve dP/dE ise yakın çift sistem için sırasıyla çevrim sayısı, yörünge dönemi, başlangıç minimum zamanı ve dönem değişim miktarıdır. Üçüncü cismin yörüngesi için T' enberiden geçiş zamanı ve P_{12} yörünge dönemi, denklem (4)'ten türetilebilir.

Ak vd. [23] tarafından hazırlanan OC2LTE30 adlı bilgisayar programını kullanarak denklem (2)'de verilen teorik fonksiyonla (O-C) değerlerine en küçük kareler yöntemini uygulayarak, sekiz serbest parametreyi $(T_0, P_{yör}, dP/dE, P_{12}, T', a'_{12}\sin i', e', i, \omega')$ belirledik. Bu yöntemi uygulayarak ilgili parametreleri ve standart hatalarını Tablo 4'te verildiği gibi bulduk. Bu parametreler Şekil 1b'de gözlemsel veriler boyunca düzgün çizgiyle gösterilen teorik O-C eğrisini elde etmek için kullanıldı. Denklem (2)'deki fark kareler toplamının değeri $\Sigma(O\text{-}C)^2$ = 0.00205 gün^2'dir. Yaklaştırmalardan geriye kalan artıklar Şekil 1c'de gösterilmiştir.

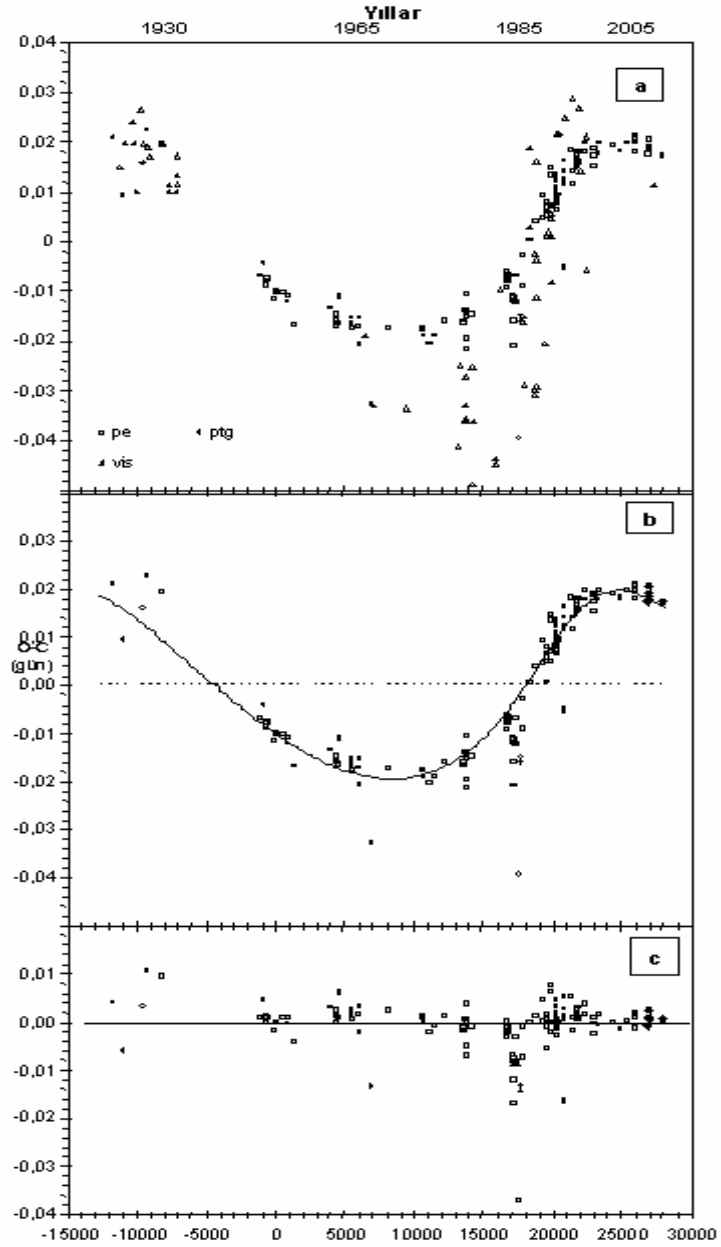
Tablo 3. GO Cyg'ye ait minimum zamanları.

HJD Min. (2400000+)	Tür	Yöntem	O-C	Ref.	HJD Min. (2400000+)	Tür	Yöntem	O-C	Ref.
2433111.4392	1	pe	-0.0068	1	2436782.4420	2	pe	-0.0133	1
2433483.9573	1	pe	-0.0088	1	2437189.4170	2	pe	-0.0111	1
2433496.8783	1	pe	-0.0075	1	2437888.5160	2	pe	-0.0153	1
2433861.4990	1	pe	-0.0115	1	2445866.4836	2	pe	-0.0062	1
2433930.4056	1	pe	-0.0103	2	2445874.3760	2	pe	-0.0092	1
2433930.4060	1	pe	-0.0099	1	2446327.2790	2	pe	-0.0159	5
2434309.3856	1	pe	-0.0102	1	2446329.4275	2	pe	-0.0207	5
2434516.8180	1	pe	-0.0120	1	2446705.5481	2	pe	-0.0090	25
2434606.5398	1	pe	-0.0108	1	2448043.4720	2	pe	0.0009	13
2437106.5092	1	pe	-0.0170	1	2448043.4790	2	pe	0.0079	13
2437106.5116	1	pe	-0.0146	1	2448460.5021	2	pe	0.0095	11
2437147.4226	1	pe	-0.0163	1	2448460.5035	2	pe	0.0109	13
2437882.4140	1	pe	-0.0163	1	2448460.5049	2	pe	0.0123	11
2437887.4377	1	pe	-0.0169	1	2448496.3888	2	pe	0.0079	15
2437910.4056	1	pe	-0.0175	1	2448524.3823	2	pe	0.0086	26
2445865.4056	1	pe	-0.0075	3	2448844.5110	2	pe	0.0141	13
2445954.4082	1	pe	-0.0078	1	2448844.5133	2	pe	0.0164	27
2445972.3528	1	pe	-0.0073	1	2448855.2584	2	pe	-0.0050	17
2445972.3535	1	pe	-0.0066	1	2449467.5319	2	pe	0.0149	28
2445982.4010	1	pe	-0.0078	1	2449556.5353	2	pe	0.0154	18
2446264.4795	1	pe	-0.0110	5	2449556.5366	2	pe	0.0167	18
2446325.4892	1	pe	-0.0113	5	2449605.3453	2	pe	0.0174	29
2446328.3597	1	pe	-0.0119	5	2449605.3453	2	pe	0.0174	29
2446351.3280	1	pe	-0.0120	6	2449605.3459	2	pe	0.0180	29
2446351.3333	1	pe	-0.0067	8	2449605.3459	2	pe	0.0180	29
2446712.3731	1	pe	-0.0028	8	2449623.2901	2	pe	0.0181	29
2447470.3398	1	pe	0.0040	9	2449623.2901	2	pe	0.0181	29
2448016.5601	1	pe	0.0051	11	2449907.5249	2	pe	0.0179	19
2448016.5609	1	pe	0.0059	11	2449907.5269	2	pe	0.0199	19
2448016.5617	1	pe	0.0067	11	2450409.9578	2	pe	0.0153	13
2448177.3395	1	pe	0.0052	12	2450670.5090	2	pe	0.0178	30
2448177.3415	1	pe	0.0072	11	2450673.3822	2	pe	0.0199	31
2448180.2189	1	pe	0.0135	13	2451385.4045	2	pe	0.0193	32
2448449.3807	1	pe	0.0134	11	2452530.2414	2	pe	0.0209	22
2448459.4260	1	pe	0.0100	14	2452553.2102	2	pe	0.0213	22
2448479.5213	1	pe	0.0079	15	2453198.4772	2	pe	0.0175	23
2448484.5473	1	pe	0.0095	11	2439757.5743	2	pe	-0.0171	58
2448584.3166	1	pe	0.0095	16	2443795.7225	2	pe	-0.0151	58
2448856.3346	1	pe	-0.0055	17	2443785.6749	2	pe	-0.0140	58
2449555.4585	1	pe	0.0153	18	2443790.6938	2	pe	-0.0194	58
2449555.4589	1	pe	0.0157	18	2443833.7577	2	pe	-0.0214	58
2449647.3328	1	pe	0.0157	19	2425556.9900	1	ptg	0.0211	1
2449647.3330	1	pe	0.0159	19	2426120.4240	1	ptg	0.0096	1
2450397.3990	1	pe	0.0174	20	2427140.3745	1	ptg	0.0159	1
2450400.9891	1	pe	0.0187	13	2427330.5890	1	ptg	0.0227	1
2450428.9822	1	pe	0.0189	13	2433410.7500	1	ptg	-0.0040	33
2451806.3726	1	pe	0.0182	21	2433539.9440	1	ptg	-0.0077	1
2452144.4417	1	pe	0.0200	21	2434923.7860	1	ptg	-0.0167	1
2452518.3953	1	pe	0.0180	22	2446597.4940	1	ptg	-0.0395	34
2452577.2540	1	pe	0.0199	22	2446736.0470	1	ptg	-0.0151	34
2453253.3879	1	pe	0.0192	23	2439029.3860	1	ptg	-0.0328	35
2453271.3315	1	pe	0.0186	23	2446736.4050	2	ptg	-0.0160	34
2453284.2532	1	pe	0.0206	23	2425864.9050	1	vis	0.0149	1
2453937.4162	1	pe	0.0174	24	2426112.5390	1	vis	0.0200	1
2447086.3319	1	pe	0.0004	25	2436782.4420	2	pe	-0.0133	1
2438242.7313	1	pe	-0.0170	58	2426540.3270	1	vis	0.0200	1
2438260.6772	1	pe	-0.0152	58	2426711.1450	1	vis	0.0099	1
2438268.5673	1	pe	-0.0206	58	2426957.3550	1	vis	0.0265	1
2443822.6396	1	pe	-0.0142	58	2427058.5530	1	vis	0.0196	1
2443677.6492	1	pe	-0.0160	58	2427325.5610	1	vis	0.0191	1
2443702.7706	1	pe	-0.0164	58	2427417.4330	1	vis	0.0171	1
2443807.5702	1	pe	-0.0105	58	2428035.4310	1	vis	0.0194	1
2444075.2925	1	pe	-0.0146	58	2428398.6120	1	vis	0.0113	1
2446329.4275	2	pe	-0.0207	5	2428418.7080	1	vis	0.0099	1
2447802.3114	2	pe	0.0093	10	2428797.6880	1	vis	0.0099	1
2448043.4720	2	pe	0.0009	12	2428807.7440	1	vis	0.0172	1
2448043.4790	2	pe	0.0079	12	2428823.5290	1	vis	0.0114	1
2448176.2725	2	pe	0.0148	10	2428838.6040	1	vis	0.0133	1

Tablo 3. GO Cyg'ye ait minimum zamanları.

HJD Min. (2400000+)	Tür	Yöntem	O-C	Ref.	HJD Min. (2400000+)	Tür	Yöntem	O-C	Ref.
2439029.3860	1	vis	-0.0328	35	2447452.3880	1	vis	-0.0036	50
2440725.4640	1	vis	-0.0336	37	2443749.4090	1	vis	-0.0328	42
2443360.3720	1	vis	-0.0411	39	2447475.3760	1	vis	0.0159	49
2443434.3180	1	vis	-0.0249	40	2447834.9400	1	vis	-0.0204	51
2443739.3660	1	vis	-0.0270	41	2448095.5110	1	vis	0.0019	12
2443749.4090	1	vis	-0.0328	42	2448146.4750	1	vis	0.0046	12
2443762.3260	1	vis	-0.0355	43	2448177.3400	1	vis	0.0057	12
2443767.3500	1	vis	-0.0359	43	2448205.3190	1	vis	-0.0082	12
2444082.4360	1	vis	-0.0487	44	2448206.0460	1	vis	0.0011	52
2444090.3550	1	vis	-0.0252	44	2448553.3110	1	vis	-0.1322	53
2444166.4270	1	vis	-0.0362	45	2448553.4650	1	vis	0.0218	53
2445280.3900	1	vis	-0.0446	46	2448935.3190	1	vis	0.0248	27
2445280.3910	1	vis	-0.0436	46	2449316.4560	1	vis	0.0285	28
2445539.5380	1	vis	-0.0098	45	2449637.2950	1	vis	0.0266	54
2446736.0470	1	vis	-0.0151	34	2449688.2440	1	vis	0.0142	54
2446768.3330	1	vis	-0.0285	47	2449990.4300	1	vis	0.0212	55
2447102.1250	1	vis	0.0027	48	2450021.2670	1	vis	-0.0057	56
2447375.5600	1	vis	-0.0308	49	2446736.4050	2	vis	-0.0160	34
2447378.4320	1	vis	-0.0298	49	2447102.5000	2	vis	0.0188	48
2447380.5340	1	vis	-0.0811	49	2447474.9900	2	vis	-0.0112	49
2447388.5080	1	vis	-0.0025	50	2448534.4440	2	vis	0.0216	11
2447411.4500	1	vis	-0.0290	49	2453525.4130	1	vis	0.0113	57

Referanslar: 1- Piotrowski, S. L. and Strzalkowski, A. 1951, AA 4, 129, 2- Kholopov vd. 1985, 3- Sezer vd. 1985, 4- IBVS 2793, 5- IBVS 2842, 6- SAC 1992, 7- BAAVS 64-21, 8- BAAVS 67-7, 9- BAAVS 72-22, 10- IBVS 3950, 11- BAV-M 60, 12- BAV-M 59, 13- J. Astron. Space Sci. 15(1), 69–74 (1998), 14- BBSAG Bull.98, 15- AA 42-363, 16- PRIV. INF., 17- IBVS3897, 18- BAV-M 80, 19- IBVS 4383, 20- BAV-M 102, 21- IBVS5296, 22- IBVS5456, 23- IBVS5649, 24- Bu çalışma,25- UNP, 26- BBSAG Bull.99, 27- BAV-M 62, 28- BAV-M 68, 29- IBVS 4172, 30- IBVS 4534, 31- BAV-M 111, 32- IBVS 5016, 33- MVS VOL.1 PAGE.124, 34- MVS VOL.11 PAGE.155, 35- MVS VOL.8 PAGE.28, 36- B.R.N.O, 37-ORION 119, 38- BBSAG Bull...24, 39- BBSAG Bull.34, 40- BBSAG Bull.35, 41- BBSAG Bull.38, 42- AN 302-1-154, 43- BBSAG Bull.39, 44- BBSAG Bull.44, 45- BAV-M 38, 46- BAV-M 36, 47- BBSAG Bull.83, 48- MVS VOL.11 PAGE.164, 49- MVS VOL.12 PAGE.16, 50- BAV-M 52, 51- MVS VOL.12 PAGE.51, 52- MVS VOL.12 PAGE.103, 53- MVS 12-141, 54-BAV-M 79, 55- BBSAG Bull.113, 56- BAV-M 101, 57- Vsnet-ecl minima database(Nagai), 58- 1990JApA,11,271H.



Şekil 1a) GO Cyg'nin tüm minimum zamanları için O-C diyagramı, **b)** görsel minimum zamanlarından arındırılmış minimum zamanları, **c)** Sinüsel yaklaşımdan kalan artıklar.

Tablo 4. O-C Analizi ile elde edilen parametreler ve hataları

Parametreler	**Değer**	**Standart Hata**
T_0 (HJD)	2433930.4159	0.000248
$P_{yör}$ (gün)	0.717765047	0.00000003643
dP/dE (gün/çevrim)	0	0
$a_{12} \sin i'$ (AB)	3.51686	0.05975
e'	0.350	0.019
ω' (°)	39.00	1.44
T' (HJD	2449231.0000	45.36
P_{12} (yıl)	77.20	0.152
A (gün)	0.0196	0.00028
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.00730	0.000348

4. Sonuç

O-C analizi, GO Cyg'nin yörünge döneminin çevrimsel bir değişim içerdiğini göstermektedir. Literatürde dönem değişiminin parabolik bir yapı gösterdiğine ilişkin çok sayıda yayın bulunmasına rağmen, çalışmamızı sonuçlandırmaya yakın zamanda yayına verilmiş olan Chochol vd. [21] makalesinde de belirttiği gibi sistemin fotometrik analizleri sonucunda Rovithis vd. [11] ve Edalati ve Atighi [19]'nin sistemin Roche geometrisine ilişkin sonuçlarına göre büyük kütleli bileşenden diğerine kütle aktarımı sözkonusu ise ve eğer sistemde kütle korunumlu ise dönem artışından, dolayısıyla parabolik bir O-C diyagramından behsedemeyiz. Işık-zaman etkisi yaklaşımı ile gerçekleştirdiğimiz analiz sonuçlarına göre elde ettiğimiz değerler Tablo 4'te listelenmiştir. İkili sistemin üçlü sistemin kütle merkezi etrafındaki yörünge dönemi $P_{12} = 77.20$ yıl ve yörünge eğimi $i' = 79°$ kabulü altında kütlesi $m_3 = 0.55 \pm 0.029\ m_\odot$ olarak elde edilmiştir, bu dönem yaklaşık olarak analizde kullanılan minimum zamanlarının dağıldığı zaman ölçeğine yakın bir değerdedir, literatürde bulunan minimum zamanlarının belirli dönemlerde eksik kalmış olması sonuca ihtiyatlı yaklaşılması gereğini doğurmaktadır, bu nedenle sistemin önümüzdeki yıllarda yapılacak gözlemleri daha kesin sonuçlar elde etmek açısından büyük önem taşımaktadır.

Kaynaklar

[1] Schneller, H. (1928), "Neue Veranderliche. 2. Liste.", *Astron. Nachr.*, 235, 85 (1929)
[2] Pearce, J. A. (1933), *"*Spectroscopic Elements of the Eclipsing Variable GO Cygni=H. D. 196628.*"*, *JRASC*,27,62P
[3] Pierce, N. L. (1939), "The eclipsing variable GO Cygni", *AJ* 48, 113
[4] Szczyrbak, S. (1931), *SAC* 10, 44.
[5] Kukarkin, B. W. (1929), *Mon. Not. Var. Stars* 2, 26.
[6] Kukarkin, B. W. (1932), *N.N.V.S*. 4, 19.
[7] Liau , S. P. (1935), *Publ. Obs. Lyon, Ser*. I, 1, Fasc. 13.
[8] Ovenden, M. W. (1954), "Two-colour photoelectric photometry of GO Cygni", *MNRAS* 114, 569
[9] Popper, D. M. (1957), "Photoelectric Observations of Eclipsing Binaries.", *ApJS* 3, 107.
[10] Mannino, G. (1963), "Fotometria fotoelettrica in due colori della binaria GO Cygni", *MmSAI* 34, 191.
[11] Rovithis, P.; Rovithis-Livaniou, H.; Niarchos, P. G. (1990), "The GO Cygni system - Photoelectric observations and light curves analysis", *A&AS* 83, 41.
[12] Kwee, K. K.; van Woerden, H., "A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable", *BAN* 12, 327.
[13] Purgathofer, A. and Prochazka, F. (1967), *Mitt. Stern Wien* 13, 151
[14] Cester, B.; Giuricin, G.; Mardirossian, F.; Mezzetti, M. (1967), "On the period of the eclipsing binary GO Cygni", AcA 29, 133.
[15] Sezer, C.; Gulmen, O.; Gudur, N. (1985), "BV Photometry and Period Variation of GO Cygni", IBVS 2743.
[16] Hall, . S., Louth, H. (1990), "New times of minimum and a period study for GO Cygni", JApA 11, 271.
[17] Jones, R.A., Snyder, L., Frey, G., Dalmau, F. J., Aloy, J and Bonvehi, L. (1994), IAPP Comm. 54, 34.
[18] Rovithis-Livaniou, H.; Rovithis, P.; Oprescu, G.; Dumitrescu, A. (1995), "New Minima Times and Period Behaviour for the Eclipsing Variables RT Andromedae, 44i Bootis and GO Cygni", IBVS 4172.
[19] Edalati, M. T.; Atighi, M. (1997), "Photometric Observations and Light Curves Analysis of GO Cygni", Ap&SS 253, 107
[21] Chochol, D.; Pribulla, T.; Vanko, M.; Mayer, P.; Wolf, M.; Niarchos, P. G.; Gazeas, K. D.; Manimanis, V. N.; Brát, L.; Zejda, M. (2006), "Light-Time Effect in the Eclipsing Binaries GO Cyg, GW Cep, AR Aur and V505 Sgr", Ap&SS tmp, 39C.
[22] Irwin, J.B. (1952), *"The determination of a light-time orbit"*, ApJ 116, 211
[23] Ak, T., Albayrak, B., Selam, S.O., Tanrıverdi, T. (2004), *"A new light-time effect study of TX Herculis"*, NewAstronomy, 9, 265.

AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLAR (CAB) KATALOĞUNUN GÜNCELLENMESİ

M. TÜYSÜZ[1], Z. EKER[1], N. AK[1], D. DOĞRU[1], E. SOYDUGAN[1], H. BAKIŞ[1], B. UĞRAŞ[1], F. SOYDUGAN[1]

Özet

Aktif kromosferli çift yıldızlar (CAB), kromosfer, geçiş bölgesi ve korona aktivitesi güçlü F türü veya geri türde ayrık çift yıldız sistemlerdir. Mevcut CAB kataloklarında bu yıldız sistemlerine ait fotometri ve tayf gözlemlerinden elde edilengözlem parametrelerinin yanında, yörünge parametreleri ve sistemlerin fiziksel özellikleri ile ilgili bilgiler bulunmaktadır. İlk olarak 1988 yılında yayınlanan CAB kataloğunun güncelleştirilmiş ikinci versiyonu 1993 de kullanıma sunulmuştur. Yeni keşfedilmiş çok sayıda CAB olmasına ve daha duyarlı gözlemlerle verileri güncellenmiş kayıtlı CAB yıldızlarının olmasına rağmen bir üçüncü versiyonu henüz yayınlanmamıştır. Bu eksikliği gidermek için bir TÜBİTAK Projesi başlatılmıştır. Bu çalışma hazırlanmakta olan üçüncü katalog için ne tür bilgilerin hangi kriterlerle nasıl toplandığını özetlemektedir.

Anahtar Kelimeler: *Çift yıldız, Kromosferik aktivite, Katalog.*

Abstract

Chromospherically Active Binaries (CAB) are the class of detached binary systems with spectral types later than F chracterized by a strong chromosphere, transition region and coronal activity. Exiting CAB catalogs contain fotometric and spectral observing parameters, and physical, orbital quanties obtaineid from these observations. After the first published CAB catalog in 1988, the updated version has been available since 1993, although there have been numerous new identifications and new observations giving freshy determined new parameters, the third version have not yet been appeared in the literature. A TUBITAK Project have been established to fulfill this aspect. This study summarizes the criteria for collected information for the third version which is still preparation.

Key Words: *Binary stars, chromospherıc actıvity, Catalogue*

1. Giriş

Aktif kromosferli çift yıldızlar (CAB) F ve daha geri tayf türünden bir veya iki bileşeni de dev, alt dev veya anakol yıldızı olabilen ayrık çift yıldız sistemleridir. CaII H ve K çizgi merkezlerinde ve bazen Hα da belirgin olan salma, kromosferik aktivitenin en temel belirtecidir ve yıldız lekerinden kaynaklanan fotometrik değişimleri de beraberinde getirir. Güneş benzeri olarak nitelenen bu aktivitenin temel kaynağı manyetik aktivite ve manyetik

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Terzioğlu YerleşkesiFen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü,17100 Çanakkale, Tel:2180018/1927*
e-posta:mehmettuysuz@comu.edu.tr, eker@comu.edu.tr, nfiliz@comu.edu.tr, dsurgit@comu.edu.tr, esints@physics.comu.edu.tr, bhicran@physics.comu.edu.tr, sfaruk@physics.comu.edu.tr

aktiviteyi doğuran dinamodur. CAB yıldızları çift yıldız olduklarından dolayı çekimsel kilitlenme nedeni ile hızlı dönerler. Hızlı dönme ve anakol sonrası evrimde derinleşen konvektif katman dinamo etkisini bu yıldızlarda çok etkin hale getirmiştir. Aktivite fotosfer, kromosfer, geçiş bölgeleri ve koronada etkin şekilde kendini gösterir. CAB sistemlerinin aktivitesi Güneşe göre yaklaşık 10 kat fazladır.

CAB lerin genel özelliklerini özetlersek;

1) Çoğunlukla ayrık çift yıldız sistemleridir. Yarı-ayrık sistemlere CAB kataloglarında az da olsa rastlanmaktadır.
2) Bileşenlerin biri veya her ikisi, F veya daha geri tayf türünden, dev, alt dev veya anakol yıldızı olabilir.
3) Kuvvetli Ca II H ve K salması gösterir [2] ve H_{∞} salması gözlenebilir
4) Tutulma gösteren sistemlerin ışık eğrisinde tutulmalar dışındaki evrelerde dalga benzeri bozulmalar görülür ve bozulmalar daha çok azalan evrelere doğru kayma (göç) gösterir. Lekeler genellikle soğuk olan yoldaş bileşen üstündedir. Bu yüzden birinci minimum derinliği değişken olabilir [3], [4].
5) Manyetik aktivite, fotosfer ve kromosferden koronaya kadar uzandığından dolayı Elektromanyetik tayfın hemen hemen her bölgesinde aktiftirler. Bu nedenle, Radyo [5], IR [6] X-ışınları [7], [8] gibi görünen bölge dışındaki dalga boylarında da ışıma yaptıkları gözlenmiştir.

2. CAB Kataloglarının Tarihçesi

Hall(1976) [9] yaklaşık olarak 40 tane aktif kromosferli çift yıldız sisteminin, temel özelliklerini belirleyip prototiplerine atıfla RS CVn yıldızları adı altında bir liste sunmuştur. Daha sonra Eker(1984) [10] doktora tezine ön hazırlık olarak başlattığı çalışmayı genişletmiş, literatürde 89 tane RS CVn olarak tanımlanmış sistemin fotometrik, tayfsal, yörünge ve fiziksel özellikleri toplayıp katalog formatında Wisconsin Astrophysics isimli bir preprint dergisinde "Reference Catalogue of RS CVn" adı ile yayınlamıştır. Bu sırada Hall ve gurubu da başlattıkları kataloglama çalışmalarını sürdürmektedirler. Prepirinti gören Hall ve arkadaşları Eker'e çalışmalarını birleştirmeyi teklif etmişlerdir. Bu teklif ile Eker elindeki mevcut verileri Hall gurubuna göndermiştir. Bu çalışma devam ederken Avusturyalı Klaus G. Strassmeier de Eker gibi kendi çabaları ile bir katalog oluşturmuş "Astronomi and Astrophysics" dergisinde yayınlamak için göndermiştir. Ancak, dergi bu yayını seçtiği hakem Daniel M. Popper'a göndermiştir. Hall gurubunun sürmekte olan kataloglama çalışmasından haberdar olan Popper durumu Douglass S. Hall a bildirmiş ve Popper ve Hall'un ortaklaşa hakem kararı olarak Strassmeier'in bu çalışmasının sürmekte olan kataloglama çalışması ile birleştirilmesi önerilmiştir. Bu nedenle Strassmeier'e Vanderbilt Üniversitesine gitmesi için bir burs bulunmuş, Strassmeier de Vanderbilt deki guruba katılmış bu şekilde katalog son şeklini almıştır. Katalog düzeni ve formatı olarak da Eker'in kataloğu temel alınmıştır. Aynı referanslama sistemi devam ettirilmiş hatta Eker'in başlattığı referans numaraları aynen korunmuştur. Ancak, katalogdaki yıldızları tanımlamada, uzun tartışmalar sonucu RS CVn benzeri aktivitenin sadece RS CVn yıldızlarında olmaması; örneğin BY Dra yıldızlarının da hatta bazı Algol, ve Beta Lyrea sistemlerinin de, bunlar yanında FK Com ve W UWa sistemlerinin de benzer özellik göstermeleri yani Ca II H ve K emisyonu, manyetik aktivite, leke kaynaklı tutulma dışı parlaklık değişimleri göstermesi tartışılmıştır. FK Com ve W UMa yıldızlarının tanımında bu yıldızları RS CVn lerden kesin olarak ayıran özellikler vardır. FK Com yıldızları çok hızlı dönen tek yıldızlardır. W UMa yıldızları da değen sistemlerdir. Beta Lyrea sistemleri ve Algoller de çok kesin olmasa RS CVn lerden ayrılmaktadırlar. Ancak BY Dra sistemleri için anlamlı bir ayrımdan söz edilemez. BY Dra sistemleri RS CVn lere göre daha geç tayf türünde ana kolda oldukları açıktır. Ancak, BY Dra lara benzeyen anakolda ancak genelde daha ön tayf türlerinde RS CVn ler vardır ve anakol üstünde sınırın nerede

başlayıp nerede bittiği belirsizdir. Fekel (1977)[11] BY Dra sistemlerini RS CVn lerin tanımlandığı yıllarda tanımlamıştır. RS CVn ve BY Dra listeleri karşılaştırılınca anakoldaki sınırlarının bir birinin içine girdiği ve kesin bir sınır olmadığı görülmüştür.

RS CVn ve BY Dra sistemlerini ayıran kesin bir sınırın olmaması, ve fiziksel olarak da bir sınırın tanımlanamaz olması bu iki gurubun birleştirilmesi için gerekçe olmuştur. Böylece daha geniş bir tanımlama yapmak gereği duyulmuştur. Daha geniş tanımlama, yukarıda verilmiştir, bu nedenle hem klasik RS CVn leri ve BY Dra'ları hem de az sayıda da olsa HR 5110 gibi bazı Algol sistemlerini içinde barındıran 168 tane yıldızın olduğu bir katalog Strassmeier et al. (1988) [12] Catalog of Chromospherically Active Binaries CCAB adı altında yayınlanmıştır.

Beş yıl sonra bu katalog Strassmeier [1] ve arkadaşları (D.S. Hall ve F.C.Fekel) tarafından güncellenmiş ve aktif kromosferli çift yıldızların sayısı 206 ya ulaşmıştır. Eker 1996 yılında Strassmeier'i Viyana da ziyaret ettiği zaman üçüncü versiyonun hazırlanmakta olduğunu öğrenmiştir. Ancak, nedense bu üçüncü versiyon hala yayınlanamamıştır. Özellikle Hipparcos uydusu verilerinin değerlendirilmesinden sonra çok sayıda yeni aktif kromosferli çift yıldız keşfedilmiştir. Bu gün CAB sistemlerinin sayısının 300 ün üstünde olduğu tahmin edilmektedir.

3. Yeni CAB Kataloğunun Hazırlanması ve Kullanılan Parametreler

TÜBİTAK 104T508 nolu Bilimsel Araştırma Projesi adetleri 300 ün üstünde olduğu tahmin edilen CAB sistemlerini yeni bir katalog olarak toplanmasını hedeflemektedir. Yıldızların literatür taramaları halen devam etmektedir. Veri toplama iki adımda gerçekleştirilmektedir. Ana veri tabanına işlenmeden önce her bir yıldız için "Yıldız Takip Formu" hazırlanmaktadır. Yıldız takip formu, temelde yıldız parametrelerinin tek bir sistem için hangi formatta hangi sırayla hangi kriterlere göre sınıflandırılacağını gösteren bir çizelgedir ve ilgili yıldızın veri tabanına işlenecek veya işlenmesi muhtemel verileri barındırır. Bu şekilde verisi toplanmış yıldızlar sonra ana veri tabanına aktarılmaktadır.

Yıldız takip çizelgesinde ilk olarak yıldızın tanımlanması yapılmıştır. Bu tanımlamalar yıldızın çapraz referansları olarak da bilinir. Yıldız farklı kaynaklarda farklı isimlerle gösterilmiş olabilir. Öncelikle sistemin mevcut isimlerden biri kullanıp Simbad veri tabanından (http://simbad.u-strassbg.fr/sim-fid.pl) [13] yıldızla ilgili ilk ön bilgilere ve yıldızın değişik isimlerinin verildiği listeye bakılır. Yıldızın farklı isimleri kontrol edilerek, popüler isimleri kaydedilir. Ardından yıldızın ICRS 2000 koordinatları (α,δ) çizelgeye kaydedilir. Sistemin Hipparcos veri tabanından görsel çift ya da çoklu sistem üyesi olup olmadığı kontrol edilir. Eğer çoklu sistem üyesi ise Hippercos verilerinin nasıl ölçüldüğüne dikkat edilir. Yıldız ile yazılmış makalelerde küme üyeliği, çoklu sistem üyeliği veya yıldız hakkında anormal bir durum varsa, "comments" sütununa kaydedilir.

Yıldız takip çizelgesindeki parametrelerin ne anlama geldiği, literatürden bilgi toplanırken nelere dikkat edilmesi gerektiği aşağıda özetlenmiştir.

1. Yıldız sıra numarası: Yıldızların inceleme listesine katıldığı numaradır. Her yeni yıldıza yeni numara verilmektedir. Bu numaralar ana veri tabanında tekrar düzenlenecektir.
2. Cat. # : Yıldızın Eker 1983 katalogundaki 89 tane yıldızın numarasıdır. Eker özel veri bankasını günümüze kadar devam ettirmiştir. Bundan dolayı her eklenen yıldıza yeni numara verilmiştir. Bu numara yıldız takip çizelgesinde Star Number olarak belirtilmektedir. Daha sonra bu numara yeni yıldızların da sıraya konmasından sonra tekrar düzenlenecektir.
3. CCABS # : Strassmeier 1988 katalogundaki numarasıdır.
4. CABS # : Strassmeier 1993 katalogundaki numarasıdır.

5. NAME :Yıldızın en çok kullanılan ismi, varsa değişen yıldız tanımlamasıdır.
6. HD : Henry Drapper katalog numarasıdır.
7. HR : Parlak yıldız katalogu numarasıdır.
8. SAO : Simitsonian Astrophysical Observatory kataloğu numarasıdır
9. Class: Yıldızın aktivite sınıflamasıdır. Klasik olarak bu yıldızlar RS CVn yıldızları olarak sınıflandırılmışlardır. Daha sonra bu sınıfa BY Dra yıldızları da dahil edilmiştir. RS CVn ya da BY Dra olmasının çok da önemli olmadığını, aktif kromosferli çift olmasından dolayı CAB olarak isimlendirilmesi yeterli olduğu düşünülmektedir. Günümüzde RS CVn ya da BY Dra sınıflamasının çok önemi kalmasa da, bazı araştırmacılar bu sınıflama türünü sürdürmektedir. Yıldız gözlem tarihine ışık tutması ve ilk tanımlama olarak yıldızın türüne işaret etmesi açısından bu sınıflamanın korunmasına karar verilmiştir.
10. Defined : Yıldızın aktivite sınıflama tanımlamasını yapan referansdır.
11. Comments: Yıldızla ilgili herhangi dikkat çekici bir açıklama, Küme üyeliği, çoklu sistem üyeliği gibi bilgileri veya yıldız hakkındaki anormal durum ile ilgili bilgileri (Roche lobunu doldurmuş olması, eksen dönmesi, flare v.b.) içerir.
12. Vmax. (mag) : Kadir biriminde yıldızın gözlenmiş maksimum parlaklığıdır. Simbad veri tabanında verilen V parlaklığının kaynağı açıkça belirtilmemiş ve en parlak değeri içerip içermediği bilinmemektedir. Bu nedenle literatürü tarama ihtiyacı duyulmaktadır. Maksimum parlaklık, yıldız leke modellerinde, ışık eğrisi veya Doppler İmaging çalışmalarında yıldızın lekesiz parlaklığını veren parametre olarak kullanılmaktadır. Bu nedenle önemli bir parametredir. Hipparcos veri tabanında da yıldızın parlaklığı verilmektedir. Ancak Hipparcos uydusunun kendi ölçümleri yeterince duyarlı değildir. Bu nedenle aynı veri tabanında verilen ve daha duyarlı olan Tyco uydusunun ölçümleri kullanılarak aşağıdaki formüllere göre parlaklık hesabı yapılıp yıldızın V parlaklık ve B-V renk değerleri araştırıcı tarafından hesaplanmaktadır.

$$V = VT - 0.09\,(BT-VT)$$

$$\sigma V = [(1.09\,\sigma VT)^2 + (0.09\,\sigma BT)^2]^{1/2}$$

$$B-V = 0.850\,(BT-VT)$$

V: Johnson V band parlaklık değeri

VT: Tyco uydusunun ölçtüğü V bandı parlaklığı

BT: Tyco uydusunun ölçtüğü B bandı parlaklığı

σV: Johnson V band parlaklık hatası

σVT: Tyco uydusunun ölçtüğü V bandı parlaklık hatası

σBT: Tyco uydusunun ölçtüğü B bandı parlaklık hatası

Ref: http://www.aerith.net/astro/color_conversion.html [14]

Daha sonra literatürde bulunan bütün parlaklık değerleri yıldız takip çizelgesine girilir. Ana veri tabanına kayıt edilirken en güvenilir olan kaydedilecektir.

13. Wave Amplitude (mag): Kadir birimi olarak yıldızın tutulmalar dışındaki parlaklık değişimidir. Bu parametre, lekelerin ışık değişimine katkısını ifade etmektedir. Farklı zamanlarda ölçülmüş farklı ΔV değerleri olabilir. Değerler çok fazla sayıda ise mümkün olduğunca en büyük değer kaydedilir. Bu parametrenin sıfırdan farklı olması sistemdeki leke aktivitesinin belirtecidir.

14. Ppht (day): Gün cinsinden yıldızın fotometrik dönemidir. Fotometrik dönem ve yörünge dönemi farklı olabilir. Fotometrik dönem tutulma dışı ışık değişimlerinden elde edilen dönemdir.
15. Migration Period: Göç dönemidir. Eğer fotometrik dönem yörünge döneminden farklı ise; tutulma dışı parlaklık değişimlerinin minimumu, yörünge döneminin evrelerine göre kayar. Bu minimum kaymasının yeniden aynı evreye gelmesine kadar geçen süreye migrasyon periyodu denir. Bu parametre yıldızda senkronizasyonun olup olmadığına bağlıdır. Senkronize olmayan sistemlerde tutulma dışı minimum, aynı yörünge dönemi içinde bir kaç sefer görülebilir. Senkronize sistemlerde tutulma dışı minimum evreye göre kayma göstermez. Küçülen ya da büyüyen evrelere doğru kayması yıldızın yörüngedeki dolanımına göre daha hızlı veya daha yavaş döndüğünü ifade eder. Bu parametre leke modellemesi çalışmaları için önemli bir parametredir.
16. Cycle Period: Leke çevrimi dönemidir. Güneşimiz kromosferik aktivite gösteren bir yıldızdır. Aktif çift olmaları ve çekim etkileşmeleri nedeni ile aktif kromosferli çift yıldızlar Güneş'ten çok daha hızlı dönerler. Hızlı dönmeleri ve konveksiyon katmanlarının Güneş'e göre daha derin olması nedeniyle CAB yıldızları Güneş'e göre daha aktiftirler. Güneş'in leke sayımlarından elde edilen 11 yıllık bir aktivite çevrimi vardır. Dolayısıyla CAB yıldızlarının da Güneş'te gözlenene benzer aktivite çevrimlerine sahip olmaları beklenir. Bu konuda araştırma yapan yazarlar bazı yıldızlar için bu çevrimi belirlemişlerdir.
17. U-B (hot/cool): Yıldızın U-B rengidir. Genelde sistemin toplam (her iki bileşen için tek değer) rengi gözlemlerden belirlenmektedir. Bazı araştırıcılar analizler ile bileşenlerin renklerini ayrı ayrı belirlemişlerdir. Eğer bileşenlerin renkleri ayrı ayrı belirlenmiş ise sıcak ve soğuk bileşen için değerler "/" ile ayrılarak verilmiştir.
18. B-V (hot/cool): Yıldızın B-V rengidir.
19. V-R (hot/cool): Yıldızın V-R rengidir.
20. R-I (hot/cool): Yıldızın R-I rengidir.
21. Spt. Type: MK sınıflamasına göre yıldızın tayf türüdür. Eğer sistemdeki bileşenlerin tayf türleri ayrı ayrı belirlenmişse her bileşenin tayf türü kaydedilir. Çoklu sistemler söz konusu olduğunda yakın olan çiftler parantez içinde belirtilir.
22. SB : Tayfsal gözlemlerde kaç bileşene ait çizgilerin tayfta görüldüğü bilgisini verir. SB1- Tek çizgili tayfsal çifttir. Bileşenlerden yalnızca bir tanesine ait tayf çizgisinin gözlenebildiği, diğer bileşenlerin sönük olmasından dolayı tayf çizgilerinin gözlenemediğinin belirtecidir. SB2- Çift çizgili tayfsal çifttir. Her iki bileşene ait tayf çizgilerinin ayırt edilebilmesinin belirtecidir. Çoklu sistemlerde bu parametre SB3 hatta SB4 olabilmektedir.
23. Teff (hot): Sıcak bileşenin etkin sıcaklığıdır.
24. Teff (cool): Soğuk bileşenin etkin sıcaklığıdır.
25. log g (hot): Sıcak bileşenin yüzey çekim ivmesinin logaritmik ifadesidir.
26. log g (cool): Soğuk bileşenin yüzey çekim ivmesinin logaritmik ifadesidir.
27. Ab.[Fe/H](log/sol) (hot): Sıcak bileşenin Güneş'e oranla logaritmik olarak demir bolluğudur.
28. Ab.[Fe/H](log/sol) (cool): Soğuk bileşenin Güneş'e oranla logaritmik olarak demir bolluğudur.
29. Log n(Li) (hot): Sıcak bileşenin Güneş'e oranla logaritmik olarak lityum bolluğudur.
30. Log n(Li) (cool):Soğuk bileşenin Güneş'e oranla logaritmik olarak lityum bolluğudur.
31. Vsin *i* (hot): Sıcak bileşenin ekvator dönme hızının (km/s olarak çizgisel hız) yörünge eğim açısının sinüsü ile çarpılmış değeridir. Yıldız tayfindaki çizgi

genişlemesini etkileyen temel faktördür. Çizgi profillerinden ölçülür. Vsin i değeri bilinen yıldızın, dönme periyodu da biliniyorsa yıldızın yarıçapı tahmin edilebilir.

32. Vsin *i* (cool): Soğuk bileşenin ekvator dönme hızının (km/s olarak çizgisel hız) yörünge eğim açısının sinüsü ile çarpılmış değeridir.
33. Ca II H&K: Ca II H&K çizgi salmasıdır. Bu parametre en temel kromosferik aktivite belirtecidir. Herhangi bir çift yıldızın aktif kromosferli çift yıldız kataloguna girmesi için bu parametrenin ölçülmüş olması gerekmektedir. Güçlü, orta ve zayıf olarak belirlenmektedir. Bu şekilde belirlenmese de tayfta bu çizgilerin salma olarak görülmesi yeterlidir. Konu ile ilgili kısa açıklama ve parantez içinde referansı verilir. Eğer açıklama yok yalnızca referans varsa, yıldız hakkında yorum yapılmamış ancak belirtilen kaynakta ölçüm sonuçları var demektir.
34. H alpha: Hα çizgisi ve çizgi profili ile ilgili açıklamadır. Hidrojen, yıldızlarda en bol bulunan temel elementtir. H alfa çizgisi ve çizgi profili ile ilgili açıklamalar bu satıra girilir.
35. X ray L. (10^{31} erg/s): 10^{31} erg/s biriminde yıldızın X ışın ışıtmasıdır.
36. UV:Yıldızın elektro manyetik tayfının UV bölgesindeki çizgiler ve süreklilik ile ilgili çalışmalarının olup olmadığını gösterir. Herhangi bir değer içermeyip açıklama olabilir. Sadece referansın verilmesi bu konuda çalışılmış olduğunu gösterir.
37. Infra Red: Yıldızın elektro manyetik tayfının kızıl ötesi bölgesindeki çizgiler ve süreklilik ile ilgili çalışmalarının olup olmadığını gösterir. Herhangi bir değer içermeyip açıklama olabilir. Sadece referansın verilmesi bu konuda çalışılmış olduğunu gösterir.
38. Radio (mjy): Mili Jenski olarak radyo bölge akı değeridir.
39. Porb (days): Yörünge dönemidir. Tutulmalar veya dikine hız verilerinden elde edilir.
40. (dlnPorb/dt): Sistemin yörünge döneminin değişip değişmediği ile ilgili bir parametredir. Bazı yazarlar değişimin miktarını da vermektedir. Dönem değişimi tutulma gösteren sistemlerin O-C eğrilerinden elde edilir. Sistemlerin dinamiği, sistemde üçüncü cisim olup olmadığı, varsa kütle aktarımı bu parametre ile ilgilidir. Applegate mekanizması ile manyetik çevrim, kütle çekimi ile kilitli sistemlerde de dönem değişimlerine yol açmaktadır. Herhangi bir bilgi veya ölçülen değer kaydedilmektedir.
41. To (HJD): Güneş merkezli Julian günü cinsinden evre hesabında kullanılan To başlangıç değerini ifade eder. Başlangıç evresini farklı yazarlar farklı (peri astron, max Vr, pri min. vs.) almışlardır. Değerin hangi türden olduğu da bu bilgi ile beraber kaydedilmektedir.
42. Vcm (km/s):Çift sistemin kütle merkezinin güneşe göre dikine hız değeridir. Dikine hız verilerinden yörünge çözümü yapılmasından sonra bulunur. Bu veri uzay hızının hesaplanmasında kullanıldığı için hatasının da olması önemlidir.
43. Err-ype: Vcm verisinin hatası ve hata türüdür. Farklı yazarlar farklı hata türleri kullanmaktadır (pe, me, standart hata, sigma hata, rms hata gibi). Herhangi bir istatistik çalışmada bu türlerin birbirine çevrilip standart hale getirilmesi kullanıcılara bırakılmıştır.
44. K (hot): Sıcak bileşenin dikine hız eğrisindeki genliğidir.
45. K (cool): Soğuk bileşenin dikine hız eğrisindeki genliğidir.
46. e: Yörünge eksantrisitesidir.
47. w: Enberi noktasının boylamıdır. Yörünge çözümlerinde bu değer de bulunmaktadır. Çift yıldız yörüngesinin yarı büyük ekseninin gözlem doğrultusuna göre oryantasyonunu ifade eder. Eksentirsitesi sıfır olan sistemlerin w'sı yoktur.
48. a_1 sin i (10^6 km): Verilen değerin cinsi (a- yarı büyük eksen, a sin i, a_1 sin i) sistemin tek çizgili oluşuna veya i yörünge eğim açısının bilinmesine bağlı olarak yazılır.

Mümkün olan en gelişmiş veri girilir, varsa a, yoksa asin i değeri, tek çizgili sistemler için de $a_1 \sin i$ değeri 10^6 km biriminde girilir. a_1 birinci bileşenin kütle merkezine uzaklığıdır, $a = a_1 + a_2$ dir.

49. a sin i (10^6 km): Yukarıda belirtilen parametrenin sayısal değeri
50. Dist. (pc): Sistemin pc cinsinden uzaklığıdır.
51. Paralax (mas): Mili açı saniyesi cinsinden paralaks değeridir.
52. Error: Uzaklık ya da paralakstaki hata ve cinsidir. Hipparcos ölçümü olan sistemlerin paralaksları bilinmektedir ve en güvenilir değerdir. Ancak sistemlerimiz arasında bu ölçümleri bulunmayan sistemler de vardır. Bu durumda uzaklık, tayfsal veya fotometrik paralaks veya bir başka yöntemle ölçülmüş ya da tahmin edilmiş olabilir. Yukarıdaki dört satır birbiri ile ilişkilidir. Paralaks varsa uzaklık ya da uzaklık varsa paralaks hesaplanıp hataları ile birlikte kaydedilir.
53. Mass hot ($M_\odot$): Sıcak bileşenin kütlesidir.
54. Mass cool ($M_\odot$): Soğuk Bileşenin kütlesidir.
55. f(M): Kütle fonksiyonudur.
    Dikine hız ölçümlerinden çözülen yörünge parametrelerinde, sistemin bileşenleri için $m_1 \sin^3 i$ ve $m_2 \sin^3 i$ değeri hesaplanabilmektedir. Sistemlerin i açıları da biliniyorsa kütle değerleri bulunabilir. Bazı yazarlar kütleleri doğrudan hesaplamış olabilirler. Bu durumda doğrudan kütle değerleri kaydedilir.
    Tek çizgili SB1 sistemlerinde tayfta sadece baş yıldızın çizgileri görülebildiği için, ikinci bileşene ait bilgi yoktur. Bu tür sistemlerde ancak kütle fonksiyonu hesaplamak mümkündür.
    $$f(m) = (m_2^3 \sin^3 i) / (m_1+m_2)^2$$
    Eğer i açısı belirlenmemişse $m \sin^3 i$ cinsinden kütleler kaydedilir. SB1 türü sistemler için sadece f(m) değeri kaydedilir.
56. Radii hot ($R_\odot$): Sıcak bileşenin yarıçapıdır.
57. Radii cool ($R_\odot$): Soğuk bileşenin yarıçapıdır.
58. Eclipse: Sistemde tutulmanın olup olmadığı, eğer varsa tutulmanın cinsi kaydedilir. Tutulma tam ya da parçalı tutulma olabilir.
59. Inc (deg): Derece cinsinden yıldız yörüngesinin normalinin bakış doğrultusu ile yaptığı açıdır. $i = 0^o$ yörüngeye tepeden bakılıyor demektir; sistem radyal hız değişimi göstermez. $i = 90^o$ ise bakış doğrultusu yörünge düzlemi içindedir, dikine hız değişimleri maximum olur ve sistemde tutulma kaçınılmazdır.
60. SPOT MODELS: Kromosferik aktivite gösteren bu yıldızlarda Güneşte olduğu gibi lekeler vardır. Bu sistemlerde ΔV değeri (tutulma dışı değişimler) ölçülebilmektedir. Herhangi bir sistem hakkında leke modeli yapılmış ise referansı buraya kaydedilir. Modelin cinsi önemlidir, LC- light curve (ışık eğrisi) ile yapılan model ve DI Doppler imaging demektir, tayf çizgilerinden yapılan leke modelidir. Ayrıca molekül çizgilerinden de leke modeli yapan araştırmacılarda vardır. Yapılan model referansı ile kaydedilir.
61. Flx ratio (L_2/L_1): Bileşenler arası parlaklık farkı ile ilgilidir. Ya ışık eğrisinden ya da tayftaki çizgi oranlarından her bileşenin yıldızdan gelen ışığa katkısı hesaplanabilir. Bu oranın bilinmesi ile bileşenlerin ayrı ayrı görünen ve mutlak parlaklıkları kadir biriminde hesaplanabilir.
62. Region or Wlth.: Parlaklık oranlarının geçerli olduğu tayf bölgesi veya dalga boyudur.
63. Absolute Mv hot: Sıcak bileşenin görsel mutlak parlaklığıdır.
64. Absolute Mv cool: Soğuk bileşenin görsel mutlak parlaklığıdır.
    Mutlak parlaklıklar, $m-M = 5 \log d - 5$ (Pogson Formülü)
    ile görünen parlaklık ve uzaklıktan hesaplanır. Hatalar ise,

$$dM = dm + 5 (\log e) X$$

ile hesaplanır, burada X uzaklıktaki veya paralaksdaki göreli hatadır.

65. Absolute Mv hot+cool: Sistemin mutlak parlaklığıdır.
66. Error: Sistemin mutlak parlaklığındaki hatasıdır.
67. Mag. Field (gauss): CAB sistemleri manyetik aktivite gösteren sistemlerdir. Çok olmamakla birlikte bazı sistemlerin yüzeylerinde (fotosferde) manyetik alan şiddetleri ölçülmüştür. Varsa Gauss biriminde manyetik alan şiddeti buraya kaydedilir.
68. Polarization: Polarize ışık, sistemleri anlamada bir parametredir. Sınırlı da olsa bazı sistemler ile ilgili polarizasyon ölçümleri yapılmıştır. Ölçüm değerleri veya ilgili referans buraya kaydedilir .

Yıldız takip çizelgesinde yer alan her değerin ya da bilginin hangi kaynaktan alındığı yani referansı da kaydedilir. Yıldız takip çizelgesinin son kısmı kaynakların listelenmesine ayrılmıştır. Harf koduna göre araştırıcı bu kaynağın ilk kodlamasını yapar. Daha sonra ana veri tabanına girilirken bu kaynağı daha önceden kullanıp kullanmadığımız kontrol edilerek harf kodu sayısal koda çevrilir.

4. Sonuç

Belli bir gurup yıldızın gözlemlerinin ve gözlemlerinden çıkarılan fiziksel özelliklerinin toplandığı kataloglar iki bakımdan çok önemlidir. Birincisi bu yıldızlar ve evrimleri hakkındaki istatistik çalışmaların yapılmasını mümkün kılmasıdır. İkincisi, yapılan gözlemleri özetlenmesi hangi yıldızın ne kadar çalışıldığı hakkında fikir vermesidir. İstatistik çalışmalar önemli astrofizik teorilerin test edilmesine imkan verebilir ve bu yönden teorik astrofizikçilerin baş vurduğu veri kaynağı olabilir. Tako Brahe nin gözlemlerini kullanan Kepler'in Kepler yasalarını üretmesi, Kepler Yasalarından hareket yasalarını ve gravitasyonu bulan Newton gibi. Öte yanda bu tür kataloglar gözlemsel çalışanlar için de önemlidir. Çünkü ileride yapacakları gözlemleri için yıldız seçimini veya seçtiği yıldızı gözledikten sonra indirgerken, çözerken gerekli bilgilere bu tür kataloglar yardımı ile daha çabuk ulaşırlar ve çalışmalarını daha sağlıklı yapabilirler. Üretilen yeni teoriler gözlemlere değişik yön verebilir veya teorilerin gelişimi için daha çok sayıda daha doğru seçilmiş daha doğru yapılmış gözlemler olur. Böylelikle, gözlem teoriyi, teori de gözlemleri etkiler ve bilimin ilerlemesi sürer gider.

Kaynaklar

[1] Strassmeier, K. G.; Hall, D. S.; Fekel, F. C.; Scheck, M. , 1993, "A catalog of chromospherically active binary stars (second edition)", A&AS, 100, 173
[2] Naftilan, S. A.& Drake, S. A., 1978, "A spectroscopic study of AR Lacertae", ApJ, 216,508
[3] Eaton, J. A.& Hall, D. S., 1979, "Starspots as the cause of the intrinsic light variations in RS Canum Venaticorum type stars", ApJ, 227,907
[4] Hall, D. S., 1981, "The RS Canum Venaticorum binaries", spss.proc..431
[5] Owen, F. N.& Gibson, D. M., 1978, "The radio luminosities and spectra of RS CVn binaries", AJ, 83,1488
[6] Berriman, G.; de Campli, W. M.; Werner, M. W.; Hatchett, S. P., 1983, "Infrared observations of RS CVn stars", MNRAS, 205,859
[7] Walter, F., Charles, P., Bowyer, S., 1980, "X-Ray Emission from Rs-Canum Systems", csss, 1,35
[8] Huenemoerder, D. P.& Ramsey, L. W., 1984, "Hydrogen-alpha observations of RS Canum Venaticorum stars. III - The eclipsing systems AR Lacertae and SZ PISCIUM", AJ, 89,549
[9] Hall, D. S., 1976, "The RS CVn Binaries and Binaries with Similar PROPERTIÉS" mpvs.coll.,287
[10] Eker, Z., 1984, "Reference Catalog of RS CVn Stars", Wisconsin Ap., No 22
[11] Bopp, B. W., Fekel, F., Jr., 1977 "Binary incidence among the BY Draconis variables", AJ,82,490
[12] Strassmeier, K. G.; Hall, D. S.; Zeilik, M.; Nelson, E.; Eker, Z.; Fekel, F. C., 1988, "A catalog of chromospherically active binary stars", A&AS, 72, 291
[13] http://simbad.u-strassbg.fr/sim-fid.pl
[14] http://www.aerith.net/astro/color_conversion.html

TUG' DA YAPILAN SEÇİLMİŞ KÜÇÜK GEZEGEN GÖZLEMLERİ

Kadir ULUÇ[1], Zeki ASLAN[1], Zeynel TUNCA[1], Tuncay ÖZIŞIK[1], Murat PARMAKSIZOĞLU[1], Irek KHAMITOV[1]

Özet

TUG'da 2004 yılından beri, seçilmiş Küçük Gezegenlerin yörünge ve fiziksel parametrelerinin iyileştirilmesi amacıyla konum gözlemleri yapılmaktadır. Bu çalışmanın bir devamı niteliğinde, Küçük Gezegenin yıldız örtmeleri gözlenmektedir. Bugüne kadar, öngörülen 15 adet örtmenin gözlemi yapıldı. Bu bildiride bu gözlemlerin sonuçları verilecektir.

Anahtar Kelimeler : *Küçük Gezegen, örtme, TUG, RTT150, YT40, Video CCD*

Abstract

Since 2004, astrometrical observations of selected minor planets have being made in TÜBİTAK National Observatory in order to reach better physical parameters and orbital elements . AS a part of these researches, occultations of minor planets are being observed. Results of 15 such occultations are given in this study.

Keywords : *Minor Planet, Occultation, TUG, RTT150, YT40, Video CCD*

1. Giriş

İlk Küçük Gezegenin 1801 yılında Giusseppe Piazzi tarafından keşfinden sonra, amatör yada profesyonel gökbilimcilerin bu konuya ilgi duyması ile hızlı bir şekilde keşifler devam etmiş, yapılan gözlemler sonucunda keşfedilen Küçük Gezegenlerin yörünge ve fiziksel parametreleri bulunmuştur. Günümüzde keşfedilen Küçük Gezegen sayısı 20000'i geçmiştir. Gerek yeni keşifler, gerekse gözlem alet ve yöntemlerindeki yenilikler sayesinde yörünge ve fiziksel parametreler sürekli güncellenmektedir. Küçük Gezegen örtmeleri işte bu parametrelerin test edilmesi için çok önemlidir. Bu bildiri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) 2004 yılında başlattığımız örtme gözlemleri hakkında bilgilendirme amacıyla hazırlanmıştır.

2.1. Örtülmelerin Hesaplanması

Olası Küçük Gezegen örtmelerinin hesabı için D. Herald tarafından Windows işletim sistemi için hazırlanmış [1] WinOcculut programı kullanılmaktadır. Bu program Küçük Gezegen Merkezi (Minor Planet Center) tarafından yada Lowell gözlemevi tarafından her gün güncellenen yörünge parametrelerini kullanarak, örtülmeleri, gözlem yeri için hesaplamaktadır. Hesaplamalar sırasında:

[1] *TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058 Antalya,*
Tel: 0242 227 8401, Faks: 0242 2278400
e-posta: kadir@tug.tug.tubitak.gov.tr , aslan@tug.tug.tubitak.gov.tr , ztunca@tug.tug.tubitak.gov.tr , tuncay@tug.tug.tubitak.gov.tr ,murat@tug.tug.tubitak.gov.tr ,irekk@tug.tug.tubitak.gov.tr

a. Örtülecek yıldızın ufuktan yüksekliği en az 20 derce olmasına,
b. Gözlemevine tutulama merkezinin 250 km den daha uzak olmamasına,
c. Sönme miktarının 0.5 kadir den az olmamasına,
d. Örtülecek yıldızın 14 kadirden daha sönük olmamasına dikkat edilmiştir.

2.2.Gözlemler

TUG da, 2004 yılından günümüze kadar yapılan 13 adet örtülme gözlemi Tablo 1 de gösterilmiştir. Bu gözlemlerin 12 sinde hesaplanan örtülme gerçekleşmemiştir. 23.06.2006 tarihi için hesaplanan 2 Pallas Küçük Gezegeninin UCAC2 40217259 yıldızını örtmesi gerçekleşmiştir.

Tablo 1. 2004 - 2006 yılları arası TUG da yapılan örtülme gözlemleri.

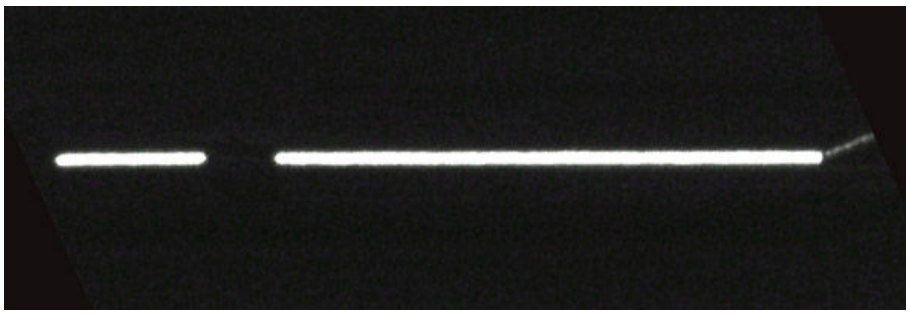
Gözlem Nosu	Küçük Gezegen	Örtülen Yıldız	Yıldız Parlaklığı	Tarih	Saat (UT)	RA (2000.0)	Dec (2000.0)	Gözlem Yerine olan uzaklık (km)	Sönme Miktarı	Gözlemyeri (Enlem, Boylam)
1	1996 TC14	TYC4919-01352	10.1	2004/03/09	16:51.4	10 43 23.84	-05 41 22.223	230	6.9	30.33 36.83
2	3232 Brest	UCAC 28920963	11.6	2004/04/06	20:25.4	13 55 56.40	-08 13 28.68	30	4.5	30.33 36.83
3	1998 SE144	TYC2426-00429	11.5	2004/04/09	19:07.2	06 27 05.34	+31 58 36.21	100	6	30.33 36.83
4	2086 Newell	UCAC 19469004	12.2	2004/04/10	22:09.7	17 25 30.63	-29 32 23.08	200	4	30.33 36.83
5	792 Metcalfia	2UCAC38226467	12.4	2004/04/10	17:56.4	06 27 21.54	+18 13 36.63	160	2.8	30.33 36.83
6	3983 Sakiko	Hip 29188	7.8	2004/12/13	01:5.9	06 09 26.55	27 11 37.97	150	7.9	30.33 36.83
7	412 Elisabetha	2UCAC26135561	11.5	2004/12/26	16:52.8	23 49 55.06	-15 43 41.95	130	3.2	30.33 36.83
8	2052 Tamriko	TYC5703-00636	11.3	2005/05/05	02:14.1	18 32 17.30	-13 57 52.63	60	4.5	30.33 36.83
9	2843 Yeti	TYC6304-00498	12.0	2005/06/13	22:14.7	19 12 41.92	-19 06 55.16	220	4.4	30.33 36.83
10	7 Iris	TYC6214-01471	11.5	2005/06/27	20:48.0	16 23 26.63	-21 53 27.81	90	0.7	30.33 36.83
11	407 Thai	FK6 2597	5.6	2005/12/02	0 0:7.9	07 42 3.21	14 12 30.55	0	7.1	32 48.0 36 03.0
12	784 Pickeringia	TYC2928-00559	9.4	2006/02/03	16:39.3	06 35 2.90	39 3 39.19	100	5.3	30.33 36.83
13	2 Pallas	UCAC2 40217259	11.6	2006/06/23	20:38.4	18 35 44.48	23 40 18.34	140	0.15	30.33 36.83

Bu gözlemlerin 11 tanesi (Tablo 1 deki 1,2,3,4,5,6,7,8,9,10,12 numaralı gözlemler) RTT150 teleskopunda ANDOR CCDsi kullanılarak yapılmış, 02.12.2005 tarihindeki 407 Thai-FK2597 örtmesi gözlemi, MEADE LX200 8" teleskop'u ve StellaCam EX (CCIR, Pal) VideoCCD kamera ile Anamurda seyyar istasyon kurularak, 23.06.2006 tarihindeki 2 Pallas-UCAC2 40217259 örtmesi ise YT40 teleskopunda StellaCam II (CCIR, Pal) VideoCCD kamera kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Tablo 2 . Gözlemlenen Küçük Gezegenlerin fiziksel parametreleri.

Küçük Gezegen	Salt Parlaklık (H)	Çap (km)
1996 TC14	12.4	NaN
3983 Sakiko	12.4	16.39
3232 Brest	11.7	NaN
1998 SE144	12.7	NaN
2086 Newell	12.4	NaN
792 Metcalfia	10.33	60.73
412 Elisabetha	9.0	90.96
2052 Tamriko	10.48	30.45
2843 Yeti	13.0	10.40
7 Iris	5.51	199.83
407 Thai	8.88	95.07
784 Pickeringa	9.00	89.42
2 Pallas	4.13	532

Gözlem yöntemi olarak RTT150 teleskopunda, örtülme anından yeteri kadar bir süre önce teleskopun takibini durdurarak CCD ye poz verme [2][3] (drift scan) tekniği kullanıldı. Bu yöntem sayesinde CCD görüntüsünde oluşan yıldız izinde, örtülme olursa, bir kesiklik oluşur. (Şekil 1) Bu kesikliğin uzunluğu bize örtülme süresini, dolayısıyla Küçük Gezegenin görünür çapını verir.



Şekil 1. Teleskopun takibi durdurularak alınmış CCD görüntüsü.

Video CCD kamera ile yapılan gözlemlerde ise Küçük Gezegenin ve örtülecek yıldızın birlikte görüldükleri alanın görüntüleri video formatında kayıdı yapıldı. Bu video CCd lerde pozlama yapılabildiği için çok sönük cisimlere gitme imkanı da oluyor. Pozlama miktarına gore 1/25 sn/görüntü den 1/1 sn/görüntü ye kadar görüntü almak mümkündür. Bu yöntem Tablo 1 de gösterilen 11 ve 13 numaralı gözlemlerde kullanılmıştır.

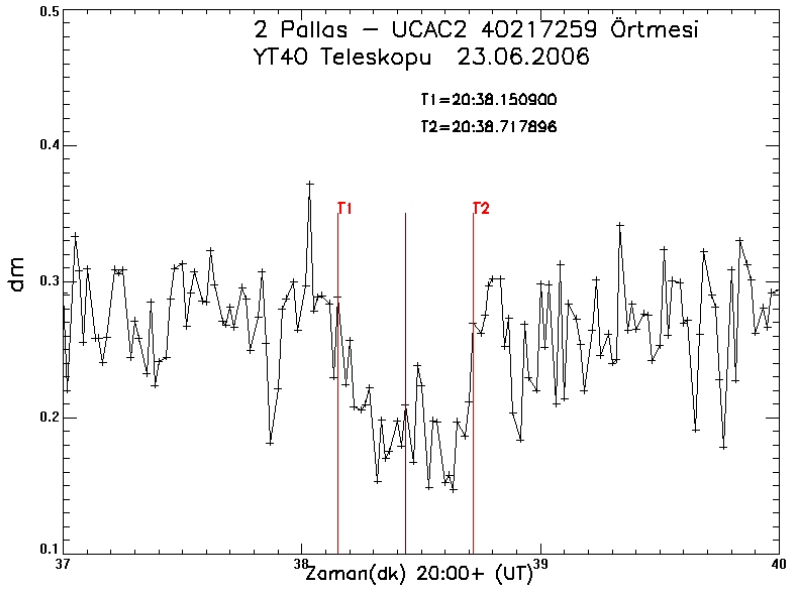
2.3. 2 Pallas-UCAC2 40217259 Örtmesi

H.W. Olbers tarafından 1802 yılında keşfedilen 2 Pallas ana kuşak üyesidir. [4]Yörünge dolanma dönemi 4.61 yıl (Tablo 3) olan 2 Pallas'ın UCAC2 40217259 yıldızını örtmesi 23.06.2006 tarihinde geçekleşti. (Tablo 1) Örtülme gözlemi Bakırlı Tepede kurulu olan YT40 teleskopu ile Prof. Dr. Zeynel Tunca ve Dr. Tuncay Özışık tarafından StellaCam

II (CCIR, Pal) VideoCCD kamera ile yapılmıştır. Elde edilen video görüntüleri [5] Limovie ve IDL programları kullanılarak indirgenmiştir. (Şekil 2)

Tablo 3. 2 Pallas Küçük gezegeninin yörünge ve fiziksel parametreleri

e	0.230725188866608
a	2.77175887184757 AB
q	2.13224428264785 AB
i	34.8409401882332 derece
Yörünge dönemi	1685.511019970949 gün 4.61 yıl
Q	3.411273461047302 AB
salt parlaklık	4.13 kadir
Dönme dönemi	7.8132 saat
Çap	532 km



Şekil 2. 2 Pallas - UCAC2 40217259 örtmesi

Gözlemler sonucunda örtülmenin başlangıç zamanı 20:38:09 (UT) ± 0.2 sn , bitiş zamanı 20:38:42.6 (UT) ± 0.2 sn örtülme süresi 33.6 ± 0.2 sn olarak bulunmuştur. WinOccult programı tarafından hesaplanan örtülme başlangıç zamanı 20:38:24 (UT), örtülme süresi 34.1 sn dir. Diğer sonuçlar daha sonra duyurulacaktır.

Kaynaklar

[1] http://www.lunar-occultations.com/iota/occult3.htm
[2] http://www.driftscan.com/
[3] O. Fors, J. Núñez, A. Richichi, 'CCD drift-scan imaging lunar occultations: A feasible approach for sub-meter class telescopes', *A&A* 378, 1100-1106 (2001)
[4] http://ssd.jpl.nasa.gov
[5] http://www005.upp.so-net.ne.jp/k_miyash/occ02/limovie_en.html

TARİH BOYUNCA TÜRKLERDE ASTRONOMİ

Yavuz UNAT[1]

Özet

Tüm bilim tarihine baktığımızda hem Batı'daki hem de Doğu'daki uygarlıkların bilimlerin gelişmesine önemli katkılar yaptıklarını biliyoruz. Bu uygarlıklar arasında Türkler de yer almaktadır. Türklerin ilgilendiği ve katkı yaptığı bilimler arasında astronomi de bulunmaktadır. Türklerin astronomi bilimine hem kuramsal hem de kılgısal düzeyde katkı yaptıklarına ilişkin elimizde yeterli kanıtlar vardır. Örneğin, astronomi tarihinin en önemli gelişmelerinden biri olarak kabul edilen gözlemevlerinin kurumsallaşmasındaki çabaları oldukça önemlidir. Türkler, bilim ve astronomi tarihi açısından oldukça önemli gözlemevleri kurmuşlar ve bu gözlemevlerinde dönemin ünlü astronomları çalışmıştır. Bu bildiride Türklerin tarih boyunca astronomi bilimine yaptıkları katkıları ve önemi anlatılacak ve modern astronomiye etkileri tartışılacaktır.

Anahtar kelimeler: *Bilim tarihi, astronomi tarihi, Türklerde astronomi*

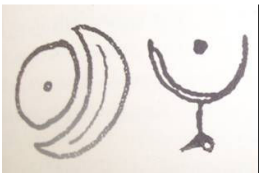
Abstract

Science was development not only by the western civilizations but also by eastern civilizations including the Turks. Turks interested in all science branches. One of these is the astronomy. They contributed to the astronomy both observational and theoretical. In this article, these contributed and the effect to the modern astronomy will be argued.

Key words: *History of science, history of astronomy, astronomy in Turks*

1. Eski Türklerde Astronomi ve Kozmoloji

Orta Asya Türk tarihi M.Ö. 8000'lere ve hatta çok daha eskilere kadar götürülmektedir. Arkeologlar tarafından bugün de sürdürülmekte olan kazılarda, taş devrinden kalma çanak ve çömleklere, çakmak taşından ve taştan yapılmış topuz veya kargı biçimindeki silahlara, buğday ve arpa yetiştirildiğine ilişkin izlere rastlanmıştır. Daha sonra, demir kullanılıncaya kadar geçen süre içinde hayvanlar evcilleştirilmiş, bakır ve kurşundan çeşitli eşyalar yapılmıştır. İlk defa alaşım olarak bronzu kullanan Türklerdir. Demir devrinden sonra, iklim koşullarının bozulması nedeniyle, Türklerin güneye doğru göç ettikleri görülmektedir. Orta Asya'da atı evcilleştirmişler ve M.Ö. 2800 yılı sıralarında arabayı icat etmişlerdir.



Resim 1

Çu hükümdarının bayrağında yer alan Ay-Güneş topu şeklindeki piktogram

[1] *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Sıhhiye Ankara, 0312 310 32 80/1227, 0312 310 57 13, unat@humanity.ankara.edu.tr*

Evrenin çeşitli görünüşlerini, mekan ve zaman içinde tüm evreni kapsayan bir düzen olarak açıklama girişimi proto Türk sanılan Çular'a (M.Ö. 1059–249) atfedilmektedir. Çular'a göre evren ve evrenin görünüşleri, gök ve yeryüzünü temsil eden ve birbirini tamamlayan iki zıttan, iki evrensel nefesten oluşmuştur. Çular'ın bu kozmolojine evrensel olma iddiasında bulunduğundan "Evrenselcilik" ya da "Evrencilik" adı verilmektedir. Çular'a göre evren, silindirik gövdeli ve kubbeli bir otağa ya da üstünde otağ şeklinde şemsiye bulunan iki tekerlekli bir arabaya benzer. Şemsiye 28 bölümdür ve bunlar 28 burcu; arabanın iki tekerleği ise Güneş ve Ay'ı temsil eder. Gök bir kubbe biçiminde; yeryüzü ise dört veya sekiz köşelidir ve deniz içinde yüzer. Kutup Yıldızı (Altun-Kazguk – Altın Kazık ya da Demir-Kazguk – Demir Kazık) gök kubbenin merkezidir. Bu kubbe, altın veya demirden bir kazık, yani Kutup Yıldızı çevresinde, muntazam bir hızla döner. Kutup Yıldızı göğün hükümdarıdır; göksel tanrının sarayıdır. Etrafındaki yıldızlar hükümdarın ailesine ve etrafındakilere benzer. Burçları taşıdığı düşünülen ekliptik çarkı ise buna dik olarak yerleştirilmiştir. Hükümdarın arabası Yitiken (Yedi Hanlar, Büyük Ayı Takımyıldızı), Kutup Yıldızı'na bağlı olarak dairesel hareket yapmaktadır. Bu yıllık takvimi belirler. Yıllık dolanımın yanında yıldızları taşıyan gök çarkının da dolanımı vardır. Gökteki bu düzen, Yeryüzü'ne de yansımıştır. Kutup Yıldızı'nın tam altında, Yeryüzü'nün yöneticisi olan hakanın oturduğu kent bulunur. *Ordug* adı verilen bu kentin plânı da göksel düzeni yansıtır. Nasıl gök, kutup yıldızının çevresinde dönüyorsa, toplumdaki işler de hükümdarın çevresinde dönmektedir. [1]

Resim 2

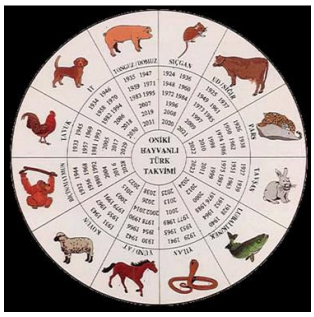
Türklerde yeni hilal, günün ve baharın ilk ayının gününün işareti.

Resim 3

Eski Türklerde Güneş ve Ay tanrılarının arabayla döndüğü sanılırdı. Bir Kök Türk mezarında bu düşünceyi temsil eden bir kaya resmi.

1.1 Türklerin Kullandıkları Takvimler ve On İki Hayvanlı Türk Takvimi

Bilinen ilk Türk yazılı anıtı olan Orhun Yazıtları'nı ortaya koyan Göktürkler (552–745), Türklerin takvimler olarak varsayılan on iki hayvanlı Türk takvimini kullanmışlardır. Güneş yılı esasına dayanan bir takvim olan On İki Hayvanlı Türk Takvimi'nde, yılların ve ayların adları hayvan isimleri ile adlandırılır. Sâl-ı Türkân (Türk Yılı) olarak adlandırılan ve on ikili devreye giren hayvanlar şöyledir; 1) Sıçan. 2) Sığır. 3) Pars. 4) Tavşan. 5) Ejder. 6) Yılan. 7) At. 8) Koyun. 9) Maymun. 10) Tavuk. 11) Köpek. 12) Domuz. On iki yıl süren her devreden sonra aynı adları taşıyan ikinci bir devre başlıyordu. Devreyi teşkil eden hayvanlar devrederken ait oldukları yılların özelliklerini de belirliyordu. Bir gün 12 eşit kısma ayrılır ve her birine "çağ" denirdi. Yani bir çağ 12 saate karşılık geliyordu. Bu çağlara da yine 12 hayvanın adı veriliyordu. Gün gece yarısı, yıl da ilkbahar başlangıcı ile başlardı. Dört mevsim vardı. Yıl, 60 günlük 6 haftaya ayrılmıştı.



Resim 4

On İki Hayvanlı Türk Takvimi

İslâmiyet'in kabulünden sonra da On İki Hayvanlı Türk Takvimi bir çok Türk devletinde kullanılmaya devam etmiş, ancak Hicrî-Kamerî Takvim kullanımı ağırlık kazanmıştır. Bu takvimde yılın başı, 21 Mart'tır. Ancak Güneş Yılı ile Ay Yılı arasında 13

günlük bir fark bulunduğundan, 21 Mart tarihi, bazı topluluklarda Mart'ın 9'una, nadiren bazı topluluklarda 1 – 3 Nisan ve 21 Haziran'a tekabül eden kutlamalara yol açmıştır.

Türklerin bir de Ay-Güneş yılı vardır. Burada aylar Ay'ın hareketine göre, yıl ise Güneş'e göre hesaplanır. 1 yıl 12 aya bölünür. Bu aylar şöyledir: 1) Aram. 2) İkindi (İkinci) Ay. 3) Üçünç Ay. 4) Törtinç Ay. 5) Beşinç Ay. 6) Altınç Ay. 7) Yitinç Ay. 8) Sekizinç Ay. 9) Tokuzınç Ay. 10) Onınç Ay. 11) Bir Yigirminç (On Birinci Ay). 12) Çakşapat Ay. [2]

2. Ortaçağ Türklerinde Astronomi

4. ve 10. yüzyıllar arasında Ortaçağ Hıristiyan Dünyası karanlık bir dönemden geçerken, Ortadoğu'da yeni bir din doğdu; İslâm Dini. Bu dinin mensupları, Hıristiyanların talip olmadıkları bilim ve felsefe mirasını sahiplendiler ve 8. ve 9. yüzyıllarda Müslümanlar Yunan biliminin büyük bir bölümünü Arapça'ya aktarıp bilime katkıda bulundular. İlk dönemlerde İslâm astronomları Hint astronomisinden etkilenmelerine karşın, daha sonra, Antik Yunan astronomisi ile tanıştılar ve Antik Yunan astronomisinden etkilendiler.

İslâm Dünyası'nda astronomlar hem gözlem aletleriyle gökyüzünü gözlemlediler (pratik astronomi) hem de gözlem verilerini hareketli geometrik düzeneklerle anlamlandırmaya çalıştılar (kuramsal astronomi). İslâm astronomları pratik astronomi alanında daha başarılı oldular. İlk gözlemevleri onlar tarafından kuruldu; gözlemlerin dakikliğini arttırmak için yeni gözlem araçları ve gözlem teknikleri geliştirdiler; açıların ölçümünde kirişler yerine trigonometrik fonksiyonları kullandılar. Kuramsal astronomi sahasında ise Müslüman astronomlar, Batlamyus (M.S. 150 yılları) ve Aristoteles'in (M.Ö. 384-322) yolundan giderek, Yer'in hareket etmeksizin evrenin merkezinde durduğuna ve Güneş de dahil olmak üzere diğer bütün gök cisimlerinin onun çevresinde dairesel yörüngeler üzerinde sabit hızlarla dolandığını kabul ettiler.

Türkler yaklaşık olarak 10. yüzyıldan itibaren İslâmiyet'i benimsemeye başladılar ve hâkim oldukları dönemlerde ve memleketlerde, gerek açtıkları bilim ve öğretim kurumları ve gerekse yetiştirdikleri bilim adamları aracılığıyla bilimin gelişimine çok önemli hizmetlerde bulundular. 9. ve 10. yüzyıllarda Mâverâünnehir yoluyla İslâm Dünyası'na giren Türklerin büyük bir bölümü Abbâsî halifelerinin ve eyâletlerdeki Arap ve Acem valilerin hizmetinde asker veya muhafız olarak görev yapmaktaydılar. 10. yüzyılın başlarından itibaren Sâmânî Devleti'nde Türk vali ve kumandanları güçlenerek denetimi ve yönetimi ele geçirdi ve 1005 yılında Sâmânîlerin toprakları Türkler tarafından ikiye bölündü. Ceyhun Irmağı'nın batısındaki bölgelerde Gazneliler ve doğusundaki bölgelerde ise Karahanlılar hâkimiyeti ele geçirdi.

963-1186 yılları arasında Horasan, Afganistan ve Kuzey Hindistan'da hüküm süren Gazneliler, Sâmânîlerin Horasan Orduları Kumandanı Alp Tegin ile onun en çok güvendiği kişilerden biri olan Sebük Tegin tarafından kuruldu ve Sebük Tegin'in oğlu Gazneli Mahmud'un hükümdarlığı döneminde en parlak günlerini yaşadı.

Yapmış olduğu fetihler sonucunda Türk, Arap, Acem ve Yunan uygarlıklarının, bir defa daha Hint uygarlığı ile karşılaşmasını ve kaynaşmasını sağlayan ve bu yolla Eski Dünya'nın önde gelen uygarlıkları arasındaki bağları sağlamlaştıran Gazneli Mahmud, çeşitli uluslara mensup Müslüman sanatçı ve bilginleri devletinin başkenti olan Gazne şehrinde biraraya getirdi. Bir yanda büyük Acem şâiri Firdevsî'nin *Şâhnâme*'si (1010) diğer yanda Ortaçağ'ın en büyük bilginlerinden birisi olan Beyrûnî'nin matematik ve astronomi bilimlerine ilişkin yapıtları, Türk yönetiminin burada sağlamış olduğu olanaklar içinde düşünüldü ve yazıldı.

Karluk Türklerinden gelen ve 840-1211 yılları arasında Mâverâünnehir ve Doğu Türkistan'a egemen olan Karahanlılar, Saltuk Buğra Han'ın 940'a doğru İslâm'ı

benimsemesiyle, yavaş yavaş yeni bir medeniyete doğru adım attılar; İslâm uygarlığının oluşturmuş olduğu birikimi öğrendikten ve sindirdikten sonra, bilimin çeşitli alanlarında yapıtlar vermeye başladılar. Kaşgarlı Mahmud'un *Divânu Lugâti't-Türk*'ü, Yusuf Has Hâcib'in *Kutadgu Bilig*'i ve Edib Ahmed Yüknekî'nin '*Atebetü'l-Hakâyık*'ı bu dönemde Türkçe olarak yazıldı.

Karahanlılar, Ortaçağ İslâm Dünyası'nın doğu ucunda kurulmuş yerel Türk devletlerinden biriydi ve İslâm tarihindeki yerleri Selçuklularınki kadar önemli değildi. Selçuklular ise, bütün Müslümanları aynı bayrak altında toplamaya çalışmışlar ve bu yöndeki girişimleri ile sadece Ortaçağ İslâm tarihi üzerinde değil, Ortaçağ Hıristiyan tarihi üzerinde de çok etkili olmuşlardı.

1038-1194 tarihleri arasında hüküm süren ve en güçlü oldukları dönemde Harezm, Horasan, İran, Irak ve Suriye'ye egemen olan Selçuklu Türkleri 1038'de Gaznelileri yenerek Büyük Selçuklu Devleti'ni kurdular. 1075'te ise Anadolu Selçuklu Devleti kuruldu.

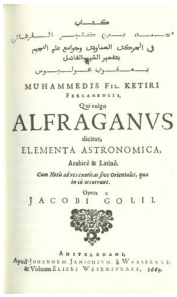
Yüksek eğitim ve öğretim kurumları olan medreseler, ilk defa Selçuklu sultanı Alp Arslan'ın başveziri Nizamü'l-Mülk tarafından kuruldu. Kazvinî'nin bildirdiğine göre, bir gün Sultan Alp Arslan, başveziri Nizamü'l-Mülk ile Nîşâbûr'da dolaşırken, bir caminin kapısında üstleri başları perişan vaziyette bir takım gençler görür ve orada ne aradıklarını sorar. Nizâmü'l-Mülk de "Bunlar insanların en şereflileri olup, Dünya zevkleri olmayan ilim talipleridir." deyince, Alp Arslan bunlar için bir yurt inşa edilmesini ve giderlerini karşılayacak kadar para verilmesini emreder. Böylece ilk Nizâmiye medresesi 1063 yılında Nîşâbûr'da kurulmuş olur. Bundan sonra, medreseler süratle yayılır ve sultanlar, vezirler, beyler ve hatunlar medrese inşa ettirmek için adeta birbirleriyle yarışır; kısa bir süre içinde Bağdat başta olmak üzere, Basra, Herat, Merv, Belh, Amûl ve Musul gibi İslâm kentleri medreselerle donatılır. [3]

2.1 Dokuzuncu Yüzyılın En Önemli Astronomu Fergânî

Resim 6

Fergânî

9. yüzyılın en önemli astronomlarındandır. Türkistan'ın Fergana bölgesinde yetişmiş ve daha sonra da Bağdat'a yerleşmiştir. Astronomiye ilişkin olarak yazdığı *Astronominin ve Göksel Hareketlerin İlkeleri* adlı eseriyle tanınır. Eser Batlamyus'un *Almagest*'inin bir özetidir. Hem Doğu'da hem de Batı'da 13. yüzyıla kadar bir el kitabı olarak kullanılmış, Sevilleli John (1137), Cremonalı Gerard (1175'ten önce), Jacob Christmann ve Jacob Golius tarafından birkaç kez Latince'ye çevrilmiştir. Batı astronomları bu yüzyıla kadar bu kitaptan büyük ölçüde yararlanmışlardır. Hatta Dante'nin (1261-1321) ünlü eseri *İlâhi Komedya*'da yer alan evren görüşünün de Fergânî'den alındığı bilinmektedir.

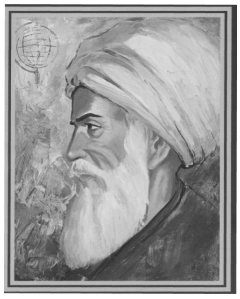


Resim 5

***Gökbilimin Esasları'nın* ilk sayfası**

Abbasi Halifesi Memûn döneminde yapılan Yer ölçüm çalışmalarına da katılan Fergânî, Yer'in çevresini 20.400 mil (yaklaşık 40.253.700 metre) olarak vermiştir. Bu değer Yer'in gerçek çevre değeri olan 40.120.000 metre değerine oldukça yakındır. Fergânî'nin bulduğu bu değer daha sonra Kristof Kolomb tarafından kullanılmıştır.

2.2 Beyrûnî ve el-Kânûn el-Mesûdî Adlı Gökbilim Katalogu

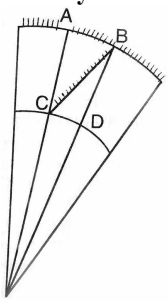


Resim 7

Beyrûnî

Beyrûnî 11. yüzyılın çok yönlü bilginlerinden birisidir. Türk hükümdarlarından Gazneli Mahmud'un (970-1030) oğlu Mesud için 1030 yılında hazırlamış olduğu *Mesud'un Kanunu* adlı meşhur astronomi kitabı, İslâm Dünyası'nda bu sahada yazılmış olan en kapsamlı eserlerden biridir. Kitabın Giriş bölümü trigonometriye ayrılmış ve trigonometrik fonksiyonların birer oran veya sayı niteliğinde olduklarına dikkat çekilmiştir. Yer'in günlük hareketi üzerinde duran Beyrûnî, bu konuda bir de kitap yazmıştır. Ancak bu eser kaybolduğu için, görüşlerini ayrıntılarıyla bilme şansımız yoktur. *Mesud'un Kanunu*'nda da bu konunun tartışıldığı, fakat sonuçta Yer'in durağan olduğu şeklindeki görüşün benimsendiği görülmektedir. Aristoteles fiziğinin hâkim olduğu bir dönemde, bu konunun gündeme getirilmiş ve tartışılmış olması oldukça önemlidir.

Beyrûnî tutulma düzlemi eğiminin sabit olup olmadığını araştırmış ve bu amaçla kendisinden önce yapılan gözlemleri incelemiştir. Sonuçta bu eğimin sabit olduğuna ve ölçümlerde karşılaşılan büyük farkların ise kusurlu aletlerle yapılmış yanlış gözlemlerden kaynaklandığına karar vermiştir.



Resim 8

Vernier İlkesi'ne göre amaç AB'ye göre daha uzun olan BC'yi bölmektir.

Teleskopun keşfine kadar yapılan gökyüzü gözlemlerinin amacı, gök cisimlerinin konumlarının mümkün olduğunca hassas bir şekilde belirlenmesidir. Beyrûnî, bunun için gözlem aletlerinin boyutlarını büyütmek yerine, açı büyüklüklerinin okunduğu cetvellerin çapraz çizgilerle (transversals) taksimatlandırılması yöntemini geliştirerek, Verniye İlkesi'nin temellerini atmıştır. On altıncı yüzyıl sonlarında, ünlü gökbilimcilerden Tycho Brahe de bu yöntemi kullanacaktır.

3. Türkler Tarafından Kurulan Gözlemevleri

Bir kurum olarak gözlemevleri ilk defa İslâm Dünyası'nda ortaya çıkmıştır. Astronomi tarihinde oldukça önemli olan bu gelişme sayesinde gözlem yapmanın önemi anlaşılmış ve bu amaçla hükümdarların desteğiyle büyük gözlemevleri kurulmuştur. Bu gözlemevlerinde, muntazam ve devamlı gözlemler yapılmıştır. Gözlemevinin sabit bir yeri, özenle ve dikkatle hazırlanmış aletleri, özel bir kütüphanesi, gözlemcileri, hesapçıları ve bu gözlem ve hesapları değerlendiren astronomları vardı. Araştırmacılara yardımcı olmak amacı ile idari elemanlar da görevlendirilmişti.

Gözlemevindeki çalışmalar, astronomi biliminin ve ona yardımcı bilim dallarının sorunları üzerindeki araştırma ve çalışmalara ayrılmıştı. Amaç, dakik gözlemlere dayanan yeni astronomik katalogların oluşturulması idi. Bu kataloglara *zîc* denilmekteydi. Zîcler, bu tabloların yanı sıra, dönemlerindeki trigonometriye, küresel astronomiye, takvim çeşitlerine ve yapımına, izdüşüm yöntemlerine, gözlem aletlerinin yapılışı ve kullanımına, astrolojiye ve ibadet vakitlerinin belirlenmesine ilişkin bilgileri de kapsamaktaydılar. [4]

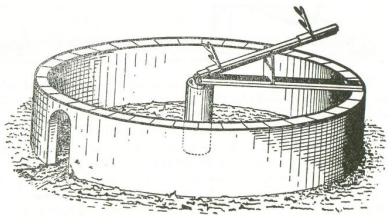
3.1 İbn Sînâ ve Hamedan Gözlemevi

Felsefe, matematik, gökbilim, fizik, kimya, tıp ve müzik gibi çeşitli alanlarda çalışmış olan, İbn Sînâ (980–1037) matematik alanında matematiksel terimlerin tanımları ve gökbilim alanında ise duyarlı gözlemlerin yapılması konularıyla ilgilenmiş ve astrolojiye ilgi göstermemiştir. Mekanikle de ilgilenmiş ve Aristoteles'in hareket anlayışını eleştirmiştir.

Resim 9

İbn Sînâ

İbn Sînâ, İsfahan emiri Alâü'd-Devle ile arkadaştır. Bir gün ona eski gökbilimsel tabloların yetersiz ve eksiklikleri olduğundan söz eder. Alâü'd-Devle de ona yeni bir gökbilimsel tablo hazırlamak üzere Hamedan'da bir gözlemevi kurması için emir verir. İbn Sînâ, öğrencisi Ebû Ubeyd el-Cuzcânî (ölümü 1070) ile birlikte gerekli çalışmalara başlar. Cuzcânî ile birlikte burada azimut ve yükseklik ölçen bir araç yaparlar (Zat el-Semt ve el-İrtifa). Bu aracın bir kısmı günümüzde kullanılan Mikrometre'ye (iki gök cismi arasındaki çok küçük açısal konumları ölçmeye yarayan bir aygıt. 1670 yılında icat edilmiştir) benzemektedir. Azimut halkasının çapı ise 7 metre civarındadır. Bu alet açı ölçüsünde çok büyük dakiklik sağlamaktaydı. Bu gözlemevinde herhangi bir zîcin hazırlandığına ilişkin olarak elimizde bilgi yoktur.



Resim 10

İbn Sînâ'nın kullandığı, Mikrometre'nin öncüsü sayılan ve gökcisimlerinin azimut ve yüksekliklerini ölçen Zat el-Semt ve el-İrtifa (Azimut Yarım Halkası)

İbn Sînâ'nın ayrıca *el-İşârât ilâ Fesâdi Ahkâm el-Nücûm* (Astrolojinin Vargılarının Yanlışlığını Saptamaya Yarayan Kanıtlar) adlı astrolojiyi kınayan bir risâlesi de vardır.

3.2 Melikşâh Gözlemevi ve Ömer Hayyâm

Resim 11

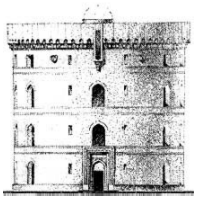
Ömer Hayyâm

Selçuklu Sultanı Celâleddin Melikşâh (1052-1092), 1074-1075 yılları civârında İsfahan'da bir gözlemevi kurdurmuş ve başına da matematik ve astronomi alanlarındaki çalışmalarıyla ünlü Ömer Hayyâm'ı (1045-1123) getirmişti. İsfahan Gözlemevi'nin kuruluşunun amacı kullanılan takvimlerin düzeltilmesiydi. Ömer Hayyâm yapmış olduğu araştırmalar sonucunda, daha önce kullanılmış olan takvimleri düzeltmek yerine, mevsimlere tam olarak uyum gösterecek yeni bir takvim düzenlemenin daha doğru olacağına karar vermiş ve bu amaçla gözlemler yapmaya başlamıştır. 1079 yılında gözlemelerini tamamlamış, hem *Melikşâh Zîci* adlı bir zîc ve hem de Celâleddin Melikşah adına *Celâleddin Takvimi*'ni (Celâli Takvim) düzenlemiştir. Celâli takvim 5000 yılda 1 günlük bir hata payı içermektedir. Günümüzde kullandığımız Gregorian Takvim ise 3330 yılda l günlük bir hata vermektedir. [5]

Resim 12

Nasîrüddin-i Tûsî

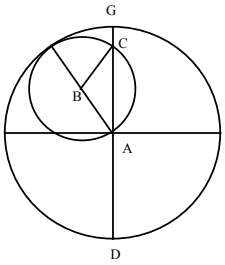
3.3 Merâgâ Gözlemevi ve Nasîrüddin el-Tûsî



Resim 13

Merâgâ Gözlemevi'nin temsili resmi

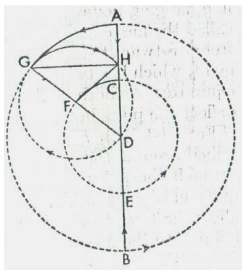
İlhanlı hükümdarı Hülâgu, 1259'da Urmiye Gölü yakınındaki Merâga'da, dönemin en büyük bilginlerinden biri olan Nasîrüddin-i Tûsî'ye (1201-1274) bir gözlemevi kurdurdu. Merâga Gözlemevi, İslâm gözlemevlerinin gelişiminde önemli bir adımı temsil ediyordu; bu kurum, gözlem aletlerinin zenginliği ve gözlemevinde çalışan bilim adamlarının sayısı ve seçkinliği bakımından, daha önce kurulmuş olan gözlemevlerinden çok ilerdeydi. Burada kullanılmış olan gözlem aletleri arasında ekliptiğin ve diğer göksel dairelerin göreli konumlarını gösteren çemberli bir alet, gezegenlerin yüksekliklerini ölçmekte kullanılan duvar kadranı ve



Resim 14

Dairesel hareketi doğrusal harekete çeviren Tûsî Çifti. C noktası, içteki küçük dairenin, büyük daireye göre ters yöndeki hareketi ile, GD doğrusu (büyük dairenin çapı) üzerinde hareket eder.

gündönümü noktalarının belirlenmesini sağlayan bir çember de bulunmaktadır. Batı'da bu ayarda bir gözlemevinin kurulması için 16. yüzyıldaki Tycho Brahe'nin (1546-1601) gözlemevinin kurulmasını beklemek gerekecektir. Nasîrüddin-i Tûsî burada yapmış olduğu gözlemlerden derlemiş olduğu bulguları *İlhanlı Zîci* adlı yapıtta toplamış ve bu yapıt, uzun bir süre astronomların elinden düşmemiş ve bir başvuru kitabı olarak kullanılmıştır. Tûsî burada Yer Merkezli Kuram'ı eleştirmiş, yanlışlarını göstermiş ve yine Yer Merkezli başka bir kuramın tasarımını vermiştir. Bu kuram başarılı olamamış, ancak Kopernik Sistemi'ne giden yolu açmıştır. Tûsî, *Astronomi Tezkeresi* adlı başka bir eserinde de iki dairesel hareketin nasıl doğrusal bir hareket oluşturacağını ispatlamış ve bu hareketi astronomide kullanmıştır. "Tûsî Çifti" olarak adlandırılan bu model Kopernik (1473-1543) tarafından da kullanılmıştır. Tûsî, Tûsî Çifti'ni Ay'ın ve gezegenlerin hareketlerine uygulayarak gökcisimlerinin düzensiz hareketlerini açıklayan yeni bir model teklif etmiştir. Böylece Tûsî, Batlamyus sisteminin aksine, Yer'i Evren'in merkezinden kaydırmadan ve böylece Aristoteles fiziğine karşı gelmeden gezegen hareketlerini açıklayabilmiştir. [6]



Resim 15

Dairesel hareketi doğrusal harekete çevirmek için Kopernik'in kullandığı model

3.4 Semerkand Gözlemevi ve Uluğ Bey

Resim 17

Semerkand Gözlemevi'nin Temsili Resmi

15. yüzyıl Türkistan için parlak bir devir olmuştur. Bu yüzyılda burada bilimsel faaliyetler Timur'un (1369-1405) gayretleri ile yoğunlaşmış, bir entelektüel canlanma başlamıştır. Timur bilimi desteklemiş, bilim adamlarını etrafında toplamaya başlamış ve bu amaçla çeşitli kurumlar inşa ettirmiştir. Özellikle kendi başkenti olan Semerkand'a büyük önem vermiş ve bu şehir, Timur'un torunu Uluğ Bey'in (1394-1449) çabaları ile bir bilim ve kültür merkezi haline gelmiştir. Hem bir hükümdar hem de bir bilim adamı olan Uluğ Bey, özellikle astronomi ve matematiğe yoğun ilgi göstermiş ve hayatı boyunca bu bilimlerle uğraşmıştır. Hükümdarlığı sırasında, Semerkand'da kurduğu medrese ve gözlemevi bilim tarihi açısından büyük önem taşır. Bu gözlemevinde yapılan çalışmaların sonuçlarının içeren *Uluğ Bey Zîci* adlı eseri Doğu'da ve Batı'da uzun yıllar bir başvuru kaynağı olarak kullanılmıştır. Bu gözlemevinde Gıyasüddin Cemşid el-Kaşi (?-1437), Kadızâde-i Rûmî (1337-1412) ve Ali Kuşçu (ölümü 1474) çalışmıştır. [7]

Resim 16

Uluğ Bey

4. Osmanlı Astronomisi

Resim 18

***Zîc-i Uluğ Bey*'in ilk sayfası**

Resim 19

Ali Kuşçu

Astronomi ve matematik bilimleri, Osmanlı Devleti'nin kuruluşundan (1299) Fatih Sultan Mehmet'in (1451-1481) tahta çıkış tarihi olan 1451'e kadar geçen sürede Osmanlılarda çok fazla ilgi görmemiştir; bu bilim dallarına gösterilen önem, Fatih'in eğitime ve bilime özel ilgisi sonucunda artmıştır.

Fatih, İstanbul'u fethettikten sonra, önce kilise ve manastırlardan bazılarını medreseye çevirmiş, buralarda hemen öğretimi başlatmış ve daha da önemlisi, dönemin önemli bilim adamlarını toplayarak burada dersler vermelerini sağlamıştır. Fatih'in inşa ettirdiği Fatih Külliyesi (1470) pozitif bilimlerin gelişmesinde önemli bir yere sahiptir.

Osmanlı astronomi çalışmalarında, Uluğ Bey'in Semerkand'da kurduğu Semerkand Gözlemevi'nde yetişen bilim adamların büyük etkisi bulunmaktadır. Anadolu'da yetişip daha sonra Semerkand'a giden ve Semerkand Gözlemevi'nin bir süre müdürlüğünü yapan Kadızâde'nin (1337-1412) Türkistan'da yetiştirdiği iki öğrencisi Fethullah Şirvanî (ölümü 1486) ve Ali Kuşçu (ölümü 1474) sonradan Osmanlı Devleti'ne gelerek matematik ve astronomi bilimini yaymışlardır. Fethullah Şirvanî, Anadolu'da matematik, geometri ve astronomi bilimleri öğretimini başlatmış olan Osmanlı bilginlerindendir. [8]

4.1 Ali Kuşçu

Osmanlı astronomisinde en çok adı geçen ve tanınan astronom Ali Kuşçu'dur. 15. yüzyılın ilk çeyreğinde Maverâünnehir bölgesindeki Semerkand'da doğan Ali Kuşçu'nun (ölümü 1474) babası, Timur'un (1369-1405) torunu olan Uluğ Bey'in (1394-1449) doğancıbaşısı idi; "Kuşçu" lâkabı da buradan gelmektedir. Ali Kuşçu, Semerkand Gözlemevi'nin müdürlüğünü yapmış ve *Uluğ Bey Zîci* tamamlanmasına yardımcı olmuştur. Ancak Uluğ Bey'in ölümü üzerine Semerkand'dan ayrılmış ve bir süre Akkoyunlu hükümdarı Uzun Hasan'ın yanında kaldıktan sonra Fatih'in isteğiyle İstanbul'a yerleşmiş ve Ayasofya'ya müderris olarak atanmıştır. Ali Kuşçu'nun İstanbul'a gelmesi ve medreselerde dersler vermesiyle Osmanlılarda pozitif bilimlerde bir canlanma yaşanmıştır. Nitekim Ali Kuşçu'nun çabaları 16. yüzyılda meyvelerini vermeye başlamış, Mirim Çelebi (ölümü 1525) ve Takîyüddîn (1526-1585) gibi önemli astronomlar yetişmiştir.

Ali Kuşçu'nun Osmanlı bilginleri arasında en çok bilinen eserleri, Fatih'in adına atfen *Muhammediye* adını verdiği matematik kitabı ile Otlukbeli Savaşı sırasında bitirilip zaferden sonra Fatih'e sunulduğu için *Fethiyye* adını verdiği astronomi kitabıdır (1473).

4.2. Takîyüddîn ve İstanbul Gözlemevi

1521 yılında Şam'da doğan Takîyüddîn 1570 yılında İstanbul'a gelmiş ve III. Murat'ın fermanıyla Tophane sırtlarında 1575 yılında İstanbul Gözlemevi'ni kurmuştur. Matematik ve astronomi başta olmak üzere birçok alanda araştırmaları bulunan Takîyüddîn'in özellikle trigonometri alanındaki çalışmaları oldukça önemlidir. Takîyüddîn, sinüs, kosinüs, tanjant ve kotanjantın tanımlarını vermiş, kanıtlamalarını yapmış ve cetvellerini hazırlamıştır. Oysa ünlü astronomu Kopernik (1473-1543) sinüs fonksiyonunu kullanmamış, sinüs, kosinüs, tanjant ve kotanjanttan söz etmemiştir.

Resim 20

Takiyüddin yardımcısı ve öğrencileri ile (Topkapı Sarayı Müzesi, Hazine K.N. 542 V. 17a).

Takîyüddîn'in astronomi, matematik ve mekanik alanlarında çok sayıda önemli eseri vardır. *Aritmetikten Beklediklerimiz* adlı eserinde Takîyüddîn, astronomide onluk yöntemin, altmışlık yöntemden daha kullanışlı olduğunu söyler ve onluk yöntem ile, kesir basamakları ne kadar çok olursa olsun, çarpma ve bölme işlemleri kolaylıkla yapılabileceği için, Ay ve Güneş'in yanında gezegenlerin gökyüzündeki devinimlerini gösterir tabloları düzenlemenin ve kullanmanın daha kolay olacağını belirtir.

1580 yılında hazırladığı *Sultanın Onluk Sisteme Göre Düzenlenen Tablolarının Yorumu* adlı astronomi katalogu ise İstanbul Gözlemevi'nde yaklaşık beş sene boyunca yapılmış gözlemlere ayrılmıştır. Bir önceki eserinde ondalık kesirlerin trigonometri ve astronomiye nasıl uygulanacağını kuramsal olarak gösteren Takîyüddîn, burada uygulamaya geçmiş ve Yer Merkezli Sistem'in ilkelerine uygun olarak belirlenmiş gezegen konumlarını gösterir tablolara yer vermiştir.

1584 tarihinde kaleme aldığı *İnciler Topluluğu ve Görüşlerin İncisi*'nde ise onluk sistem üzerine çalışmalarına devam eden Takîyüddîn, son adımı atmış ve birim dairenin yarıçapını 10 birim almak ve kesirleri, ondalık kesirlerle göstermek koşuluyla bir Sinüs – Kosinüs Tablosu ile bir Tanjant – Kotanjant Tablosu hesaplayarak matematikçilerin ve gökbilimcilerin kullanımına sunmuştur. Batı'da ondalık kesirleri kuramsal olarak tanıtan ilk bağımsız yapıt, Hollandalı matematikçi Simon Stevin (1548-1620) tarafından 1585'te yayımlanan *De Thiende*'dir (Ondalık). Ancak, *De Thiende*'de ondalık kesirlerin trigonometri ve astronomiye uygulandığına dair herhangi bir bulgu yoktur. Bu durum, Takîyüddîn'in yapmış olduğu araştırmaların matematik ve astronomi tarihi açısından çok önemli olduğunu göstermektedir.

Resim 21

İstanbul Gözlemevi

Yetenekli bir teknisyen olan Takîyüddîn, güneş saatleri ve mekanik saatler de yapmıştır. Bu alandaki çalışmalarını anlattığı *Mekanik Saat Yapımı* adlı kitabı, Batı dünyası da dahil olmak üzere, bu yüzyılda, bu konuda kaleme alınmış en kapsamlı kitaptır.

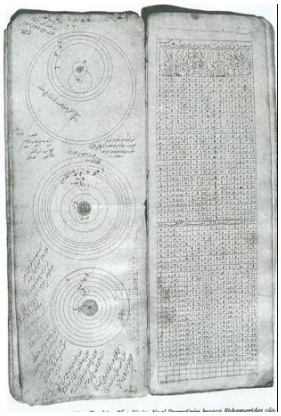
4.2.1 İstanbul Gözlemevi

Takîyüddîn tarafından 1575 yılında kurulan bu gözlemevinde 16. yüzyılın en mükemmel araçları inşa edilmiştir. Yapılan araştırmalar, burada inşa edilen gözlem araçları ile Tycho Brahe'nin Hven'de 1576 yılında inşasına başlanan gözlemevindeki gözlem araçları arasında tam bir paralelizm olduğunu göstermiştir. Örneğin, her iki gözlemevinde de duvar kadranı, sextant gibi gözlem araçları inşa edilmiştir. Takîyüddîn, bu gözlemevinde dokuz gözlem aracı yapmış ve kullanmıştır: Zât el-Halâk (Halkalı Araç), Zât el-Şubeteyn (Cetvelli Araç), Zât el-Sakbeteyn (İki Delikli Araç), Duvar Kadranı, Zât el-Semt ve'l-İrtifâ (Azimut Yarım Halkası), Rub-u Mıstara (Tahta Kadran), Müşebbehe bi'l-Monâtık, Zât el-Evtar (Kirişli Araç) ve Saatler.

Bu gözlemevinde oldukça başarılı çalışmalar yapılmış ancak Osmanlılarda bir çığır açamamıştır. Çünkü, gözlemevinin kurulmasına hizmeti geçmiş olan hükümdarın hocası Saadettin Efendi'nin Padişah'ın yanında öneminin artmasını çekemeyenler, gözlemevini ona karşı kullanmak istemişler, 1577 yılında bir kuyruklu yıldızın görülmesi ile 1578'de de veba

salgınının başlamasını fırsat bilerek, bir gözlemevinin kurulduğu her yerde felâketlerin birbirini kovaladığını, Uluğ Bey'in ölümünü de örnek göstererek kanıtlamaya çalışmışlardır. Bu konuda devrin Şeyhülislamı Ahmed Şemseddin Efendi Padişah'a bir rapor sunmuş ve raporunda gözlem yapmanın uğursuz, feleklerin esrar perdesine küstahça öğrenmeye cüret edenin akıbetinin mahrum olduğunu, ve eğer bir memlekette zîc hazırlanacak olursa o memleket mamur iken harap ve devletin binaları deprem ile toprak olacağını bildirmiştir. Bunun üzerine Kaptan-ı Deryâ Kılıç Ali Paşa'ya bir Hatt-ı Hümayun gönderilmiş, Kılıç Ali Paşa 1580 yılında bütün gözlem araçlarıyla birlikte bir gecede gözlemevini yerle bir etmiştir. Muhtemelen Takîyüddîn, Hoca Saadettin Efendi sayesinde hayatını kurtarmış ve 1585 yılında da ölmüştür. [9]

5. Türkiye'ye Çağdaş Astronominin Girişi



Resim 22

***Secencel el-Eflâk'*da Kopernik, Batlamyus ve Tycho Brahe sistemleri**

Osmanlı Türklerinin modern astronomi ile ilk temasları 17. yüzyıl ortalarında başladığını biliyoruz. Ancak yeni astronomi bilgilerinin kabul görmesi 19. yüzyılın ortalarını bulmuştur. Modern astronomin Osmanlılara girişini sağlayan ilk eserler genellikle astronomik tablolar ve coğrafya çevirileri olmuştur. Bu temaslar 18. yüzyılda Batı coğrafya literatürünün, 18. yüzyılın ikinci yarısında ise Fransız astronomik tablolarının çevrilmesiyle devam etmiştir. Ancak yeni astronomi hakkında yapılan çeviriler ve yazılarda hep Kopernik astronomisine kuşkulu bakış sürmüştür. Yeni astronomiye karşı bu tereddütlü bakış açısı ancak 19. yüzyılın ortalarında ortadan kalkmıştır.

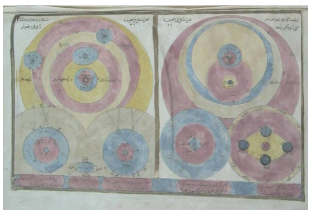
Modern astronomiden ve Kopernik sisteminden bahseden ilk eser, Tezkireci Köse İbrahim Efendi (17. yüzyıl sonları) tarafından 1660-1664 yıllarında, *Feleklerin Aynası ve İdrâkin Gâyesi* adıyla yapılan Fransız astronom Noel Durret'in (ölümü 1650'ler) astronomik tablolarının çevirisidir. İkinci eser ise Ebû Bekr ibn Behrâm el-Dimaşkî'nin (ölümü 1692), Wilhelm Blaeu (ölümü 1638) ve oğlu Joan Blaeu tarafından hazırlanan ve 1650-1665 yıllarında basılan on ciltlik *Atlas Major* olarak bilinen Latince eserden *Coğrafya-yı Atlas* (1685*)* adı ile hazırladığı eserdir.

Resim 23

***Secencel el-Eflâk'*da Kopernik Sistemi**

Yeni astronomi kavram ve prensiplerine ilişkin daha geniş bilgi 18. yüzyılın ilk yarısında Müteferrika'nın Kâtip Çelebi'nin *Cihannümâ*'sına yaptığı ilavelerdir. Kopernik'ten yaklaşık bir yüzyıl sonra yaşamasına ve *Cihannümâ*'yı yazarken Batı kaynaklarından büyük ölçüde yararlanmış olmasına rağmen Kâtip Çelebi'nin Güneş merkezli gök sisteminden habersiz görünmesi ve sadece Batlamyus sisteminden bahsetmesi şaşırtıcıdır. Ancak Müteferrika 1732'de *Cihannümâ*'yı basarken bu esere ilaveler yapmış ve yeni astronomiden söz etmiştir. *Cihannümâ*'nın basılmasından bir yıl sonra, yine Müteferrika'nın *Atlas Coelestis* adlı Latince astronomi eserini, III. Ahmed'in emriyle *Eski ve Yeni Astronomi Mecmuası* (1733) adıyla çevirmiştir.

Yeni astronomi konularında bilgi veren diğer bir eser, Osman ibn Abdulmannân'ın (ölümü 1786 civarı) Bernhard Varenius'un (1600-1676) *Geographia Generalis* adlı kitabının çevirisi olan *Coğrafya Kitabı Tercümesi* (1751) adlı yapıtıdır. Kitapta Abdulmannân, semâvî dinlere göre Yer'in merkez olduğundan söz etmesine karşın, Kopernik sisteminin akla daha yakın ve daha makul olduğunu şu benzetmeyle açıklamaya çalışır: "*Eğer bir kimse kebap*



Resim 24

***Cihannüma*'da Kopernik ve Tycho Brahe'nin sistemleri**

pişirmek isteyip bir şişe et taksa, makul ve münasip olan, kebabı ateşin etrafında döndürmektir; yoksa ateşi kebabın etrafında döndürmek değil."

17. yüzyılda Fransız astronom Noel Duret'in astronomik tablolarının Tezkireci Köse İbrahim tarafından çevrilmesinden sonra Kalfazâde İsmail Çınarî, 1767'de Alexis-Claude Clairaut'un ve 1772'de de Jacques Cassini'nin astronomik tablolarını Türkçe'ye çevirmiştir. III. Selim'in emriyle de takvimler bu tablolara göre düzenlenmeye başlanmış ve o zamana kadar kullanılmakta olan *Uluğ Bey Zîci* zamanla terk edilmiştir. Yine Hüseyin Hüsnî İbn Ahmed Sabîh (ölümü 1840), Lalande'nin (1732-1807) *Tables Astronomiques* (Paris 1759) adlı eserini *Laland Zîci Çevirisi* olarak Türkçe'ye tercüme etmiştir (1826).

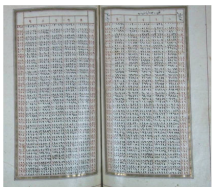
Resim 25

***Kitâb-ı Coğrafya*'da gezegenlerin küreleri**

Bu faaliyetler, Osmanlıların astronomi ve matematik sahalarında Batı ile temasa başladıklarını ve hiç değilse ilk planda kendileri için gerekli olan kuramsal bilgileri, yavaş yavaş da olsa, aktarmaya başladıklarını göstermektedir. Ancak Osmanlılar bu dönemde daha çok vakit tayini için gerekli olan bilgileri içeren astronomik tabloları çevirmişlerdir. Batı'da bu dönemde astronomi biliminin yapısını tamamen değiştiren önemli bir çok eser dururken, bu türde tabloların seçilmiş olması Osmanlı bilimine hakim olan karakteri göstermektedir.

5.1 On Sekizinci Yüzyılda Mühendishâne-i Bahrî-i Hümâyun ve Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyun'da Okutulan Astronomi Dersleri

1773'de Mühendishâne-i Bahrî-i Hümâyun (Deniz Mühendislik Okulu) ve 1793'de Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyun'un (Kara Mühendislik Okulu) kurulmasıyla astronomi dersleri devlet eliyle öğretilmeye başlanmıştır. Sultan III. Selim Dönemi'nde kurulan Mühendishâne-î Berrî-i Hümâyûn'un ilk baş hocası olan Hüseyin Rıfkı Tâmanî (?-1817), Mühendishâne'deki derslerin düzenlenmesinde büyük emek harcamış, Arapça ve Farsça'nın yanı sıra İngilizce, Fransızca, İtalyanca ve Latince bilmesinin sağladığı olanaklarla çağdaş Batı biliminin Osmanlılara aktarılmasına öncülük etmiştir. Mühendishâne-î Berrî-i Hümâyûn'da astronomi derslerini ilk okutan Hüseyin Rıfkı Tâmanî'dir. Hüseyin Rıfkı Tâmanî'nin astronomiye ilişkin müstakil bir kitabı yoktur. Onun öğrencisi olan Hoca İshak Efendi onun coğrafyaya ilişkin notlarını özetleyip *Coğrafyaya Giriş* adıyla 1831'de yayımlamıştır. Burada verilen astronomi sistemi Yer Merkezli astronomi sistemidir.

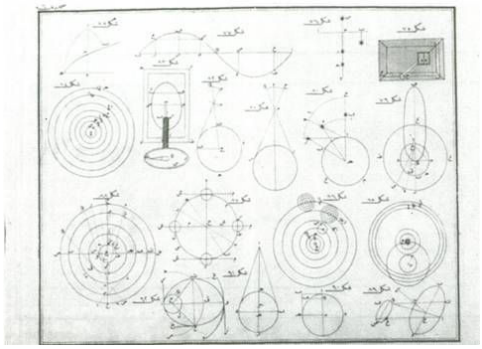


Resim 26

***Tercüme-i Zîc-i Kasînî*'de Logaritma Cetvelleri**

Resim 27

Hoca İshâk Efendi'nin *Matematik Bilimleri Seçkisi* adlı kitabından bir sayfa

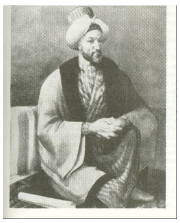


Resim 28

Hoca İshâk Efendi'nin *Matematiksel Bilimler Seçkisi*'nde Kopernik, Batlamyus ve Tycho Brahe'nin sistemleri

Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyun'a 1817'de Hüseyin Rıfkı Tamânî'den sonra Seyyid Ali Paşa Başhoca olmuştur. Seyyid Ali Paşa 15. yüzyılın önemli astronomlarında Ali Kuşçu'nun *Fethiyye* adlı eserini

Evrenin Aynası adıyla çevirmiş ve eserin önsözünde, astronomide üç önemli görüş olduğundan söz etmiştir. Bunlar, Batlamyus'un Yer Merkezli Sistem'i, Pythagoras ve Kopernik'in Güneş Merkezli Sistem'i ve Tycho Brahe'nin hem Yer'i hem de Güneş'i merkeze alan sistemidir. Seyyid Ali Paşa, Yer merkezli sistemin İslâm ülkelerinde yaygın olduğunu, takvim yapmak için hazırlanan zîclerin bu görüşe dayandıklarını, dolayısıyla da bu görüşün kabul edildiğini söylemektedir.



Resim 29

Hoca İshak Efendi

1830 yılında Seyyid Ali Paşa'nın azledilmesiyle Başhocalığa Hoca İshak Efendi getirilir. İshak Efendi, en önemli eseri olan *Matematik Bilimleri Seçkisi*'nin dördüncü cildini astronomiye ayırarak ağırlığı Kopernik teorisine verir ve bu sistemin o zamana kadar Osmanlılarda en uzun ve belki de en teknik izahını vererek Kopernik görüşünün daha uygun olduğunu kesin bir şekilde belirtir.

5.2 Rasadhâne-i Âmire (Devlet Gözlemevi)

1867 yılında, İstanbul Beyoğlu'nda Parmakkapı'daki bir handa, Fransa'dan demiryolu yapımı için gelen Fransız mühendisi Coumbary'nin girişimleriyle bir gözlemevi kuruldu ve müdürlüğüne Coumbary getirildi; bugünkü Kandilli Gözlemevi'nin temelini oluşturan, Rasadhâne-i Âmire adıyla tanınan bu gözlemevinde her yıl hava tahmin özetleri ile Osmanlı topraklarındaki depremlere ve etkilerine ilişkin raporlar yayımlandı ve 1887 yılında 20 senelik meteorolojik gözlem sonuçlarını derleyen *Dersaadet Rasadhâne-i Âmire'sinin Cevv-i Havaya Dâir 20 Senelik Tarassudâtı Neticesi (1868-1887)* adlı bir kitap çıkarıldı. Diğer taraftan, bu gözlemevi, namaz vakitlerinin belirlenmesi ve duyurulması, Ay ve Güneş tutulması vakitlerinin saptanması, Tophâne ve Dolmabahçe'deki kulelerin saatlerinin ayarlanması, her sabah, İstanbul'un hava durumunun Paris, Roma, Petersburg, Viyana, Odesa, Atina, Sofya ve Belgrad gözlemevlerine duyurulması ve oralardan gönderilen bilgilerin işlenerek değerlendirilmesi görevlerini de yürüttü.

Resim 30

Coumbary

Resim 31

Sâlih Zeki Bey

Coumbary'den sonra gözlemevinin müdürlüğüne, 1896'da Sâlih Zeki Bey getirildi; 1906 yılı sonlarına doğru Sâlih Zeki Bey, bu görevi bırakarak Dârü'l-Fünûn müdürlüğüne geçti. Rasadhâne-i Âmire, II. Meşrutiyet'in ilanından sonra (1908) Maçka Kışlası'nın karşısına taşındı. 1909 yılına kadar aralıksız olarak özellikle meteorolojik gözlemlere yönelik etkinliklerini yürüten Rasadhâne-i Âmire, bu tarihte patlak veren 31 Mart Olayları esnasında binası ve âletleri tahrip edildiği için çalışmalarını kısa bir süre durdurmak zorunda kaldı.

Resim 32

Fatin Gökmen

1910'da dönemin Maarif Nâzırı Emrullah Efendi tarafından 1868'den beri görev yapmakta olan ve Rasadhâne-i Âmire'nin müdürlüğüne atanan Mehmed Fatin Gökmen (1877-1955), yeniden kurulması istenen gözlemevinin yeri için incelemeler yapmış ve bugünkü İcadiye Tepesi'nde, Fransız Meteoroloji Birliği aracılığıyla getirtilen ve birinci sınıf bir meteoroloji istasyonunda kullanılan âletlerle 1 Temmuz 1911 tarihinden itibâren sürekli ve düzenli bir biçimde meteorolojik unsurların ölçüm ve kayıtlarını başlatmıştır.

Fatin Gökmen, Türkiye Cumhuriyeti'nin kurulmasının ardından, hükümete verdiği bir öneride, gözlemevinden ayrı bir meteoroloji teşkilâtı oluşturulmasının gerekli olduğuna değinmiş ve gözlemevinin Belçika'daki Uccle Kraliyet Gözlemevi gibi bir astronomi ve

jeofizik gözlemevi olması için gerekli binaları yaptırmış ve âletleri satın aldırmıştır; böylece bugün de faaliyet hâlinde bulunan Kandilli Gözlemevi'nin temelleri atılmıştır.

Fatin Gökmen'in on beş yıllık bir çabayla Almanya'dan getirterek 1935 yılında monte ettirdiği 20 milimetrelik Zeiss marka teleskop ile ömrü boyunca topladığı matematik ve astronomi ile ilgili yazma ve basma eserlerden oluşan kitaplık, bugün de büyük bir önem taşımakta ve araştırmacılar tarafından kullanılmaktadır. 1982 yılında Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi'ne bağlanmış ve ismi Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Gözlemevi (BUKOERI) olmuştur. [10]

6. Cumhuriyet Dönemi'nde Astronomi Çalışmaları

Osmanlı İmparatorluğu'nda, 1912 Balkan Savaşı ve ardından da 1914-1918 yılları arasındaki Birinci Dünya Savaşı sırasında ve sonrasında eğitim, öğretim ve bilimsel etkinlikler doğal olarak aksadı. 29 Ekim 1923'te Cumhuriyet'in ilanında sonra Atatürk'ün çabalarıyla bu aksaklıklar giderildi ve çağdaş uygarlıklar seviyesine ulaşmak bir amaç haline geldi. Atatürk'e göre, memleketin korunması için alınacak en önemli önlem ve hatta bir ülkenin özgür ve bağımsız olması için gerekenler bilim ve irfandı. Cumhuriyet'in ilanından sonra da Atatürk, bu düşüncesini hızla uygulamaya geçirmek istedi ve 1924 yılında İstanbul Darülfünûn'u İstanbul Üniversitesi olarak yeniden şekillendirdi. 1933 yılında ise üniversite reformuyla üniversitelerde yeni bir yapılanmaya gidildi ve yurt dışından bilim adamları getirilerek özellikle İstanbul Üniversitesi'nde görev almaları sağlandı.

Türkiye'de astronomi araştırmaları 1933 üniversite reformuyla, ilk önce İstanbul Üniversitesi'nde yabancı bilim adamları tarafından başlatıldı. Türk astronomları ise, ilkin tez çalışmalarıyla bu alanda çalışmaya ve 1935 yılında itibaren de yurt dışı bilimsel makalelerle yurt dışında da tanınamaya başladılar. Cumhuriyet Dönemi'nde Türkiye'deki astronomi çalışmalarını dört bölümde incelemek mümkündür.

6.1 1933–1943 Başlangıç Dönemi (Birinci Kuşak Çalışmalar)

1933 öncesine baktığımızda astronomi ile çalışmaları yok denecek kadar azdır. Cumhuriyet döneminde ilk büyük atılım, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsü'nün kurulmasıyla başlamıştır. Bugün Beyazıt'ta İstanbul Üniversitesi'nde yer alan Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 1933 yılında İ.Ü. Fen Fakültesi bünyesinde Astronomi Enstitüsü adıyla Berlin Postdam Gözlemevi'nde çalışmış olan Ord. Prof. Dr. Erwin Finlay Freundlich tarafından kurulmuştur. Enstitüde, 1934'de Ord. Prof. Dr. W. Gleissberg göreve başlamış, aynı yıl Nüzhet Toydemir (Gökdoğan) ve 1935 yılında da Dr. Tevfik Okyay Kabakçıoğlu ve Paris Pişmiş çalışmalara katılmışlardır. 1935'te ise Alman astronom Freundlinch tarafından İstanbul Üniversitesi'nde İstanbul Üniversitesi Gözlemevi (IUO) kurulmuştur. 1958'den sonraki yıllarda Astronomi Enstitüsü Bölüm haline gelmiş ve 1982'de Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü adını almıştır.

6.2 1944–1962 Olgunlaşma Dönemi (İkinci Kuşak Çalışmalar)

Resim 33

Dilhan Eryurt

Astronomi alanında ikinci önemli gelişme Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Astronomi Enstitüsü'nün 1944 yılında Okyay Kabakçıoğlu'nun çabalarıyla kurulmasıdır. Enstitü'nün ilk asistanı Dilhan Eryurt'dur. 1954 yılında Enstitünün başına E. A. Kreiken getirilmiş ve 1958 yılında da Ahlatlıbel Köyü yakınlarında gözlemevi kurma çalışmaları Kreiken'in girişimleriyle başlamıştır. 1963'te NATO ve ARGE tarafından düzenlenen Yıldız Sistemlerinin Yapısı adlı Uluslararası bir sempozyumla Ahlatlıbel Gözlemevi hizmete açılmıştır. Ankara Üniversitesi'nde Astronomi Kürsüsü'nün açılmasıyla Dilhan Eryurt, Bedri Süer, Abdullah Kızılırmak, Rümeysa Kızılırmak gibi ikinci kuşak astronomlarının yetişmeye başladığına tanık oluyoruz.

6.3 1963–1981 Yaygınlaşma Dönemi (Üçüncü Kuşak Çalışmaları)

Resim 34

Paris Pişmiş

Cumhuriyet Türkiyesi'nde Astronomi alanında diğer önemli gelişme Ege Üniversitesinin üçüncü fakültesi olan Fen Fakültesi'ne 1962-1963 öğretim yılında Astronomi Kürsüsü'nün Matematik Kürsüsü'nün yönetiminde kurulmasıdır. 15 Ekim 1962-11 Ocak 1963 tarihleri arasında Dr. Flecktenstein, yabancı uzman olarak kürsüde çalışmaya başlamıştır. 8 Ocak 1963 tarihinde Astronomi Kürsüsü'ne Doç. Dr. Abdullah Kızılırmak ve As. Dr. Rümeysa Kızılırmak atanmışlar ve böylece Astronomi Kürsüsü bağımsız şeklini almıştır.

1962 yılında diğer bir gelişme ODTÜ'de yaşanmıştır. Bedri Süer tarafından ODTÜ'de astronomi dersleri verilmeye başlanmış ve daha sonra bu üniversitede 1968 yılında, Dilhan Eryurt ve Hakkı Ögelman'ın gayretleriyle Fizik Bölümü içerisinde Astrofizik Anabilim Dalı kurulmuştur. 1969 yılında da bu kadroya Paris Pişmiş katılmıştır.

6.4 1982–2005 Gelişme Dönemi (Dördüncü Kuşak Çalışmaları)

Türkiye Cumhuriyeti'nde astronomi çalışmalarında son önemli gelişme Kandilli Gözlemevi'nin Boğaziçi'ne bağlanması ve TUG'un kuruluşudur. Böylece gözlemevi bağlantılı ortak çalışmalar artmıştır.

Cumhuriyet Dönemi'nde ilk gözlemevi, 1935 yılında, Alman astronom E. F. Freundlinch tarafından İstanbul Üniversitesi'nde açılmıştır. Buradaki çalışmaları, 1963'de Ankara Üniversitesi Gözlemevi'ndeki, 1965'de Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki, 1982'de Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Gözlemevi'ndeki ve 1991 yılında ise Ortadoğu Teknik Üniversitesi Gözlemevi'ndeki çalışmalar izlemiştir. 1997 yılında da özel Eyüboğlu Eğitim Kurumları Gözlemevi hizmete girmiştir.

1960'lardan itibaren Türkiye'de ulusal bir gözlemevinin kurulması düşüncesi oluşmuş ve bu yönde ilk önemli adım TÜBİTAK bünyesinde 1979 yılında "Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi" adı altında bir birimin kurulmasıyla atılmıştır. 1992 yılında ise TÜBİTAK ve DPT'nin işbirliği ile Ulusal Gözlemevi'nin kuruluş çalışmaları resmen başlamış ve TUG'da ilk

gözlem 17/18 Ocak 1997 gecesi yapılmıştır. TUG, TÜBİTAK Başkanlığı'na doğrudan bağlı bir "enstitü" statüsünde çalışmalarını sürdürmektedir ve Yönetim Merkezi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi'ndedir.

Bugün bu gözlemevlerinin faaliyetleri dışında, İnönü Üniversitesi Astrolab İstasyonu (IUAS), Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi'ndeki çalışmaları da eklemek gerekir.

Türkiye'de astronomi sevdirmek amatör astronominin yaygınlaşması için astronomi toplulukları da bulunmaktadır. Günümüzde faaliyet gösteren birkaç önemli astronomi derneği arasında, Türk Astronomi Derneği (TAD, 1954), Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Astronomi Araştırma Topluluğu (ASART), METU Astrofizik Grubu, Ege Üniversitesi Astronomi Topluluğu (EÜAT, 1992), Amatör Astronomi Topluluğu (AMAD), ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu (AAT, 1986), Bilkent Üniversitesi Astronomi Topluluğu, Ali Kuşçu Amatör Astronomi Topluluğu (AKAT, 1997) bulunmaktadır. [11]

Kaynaklar

[1] Esin, E., (2001), *Türk Kozmolojisine Giriş,* İstanbul.

[2] Tekeli, S., Kâhya, E., Dosay, M., Demir, R., Topdemir, H. G., Unat, Y., Aydın, A., (2001), *Bilim Tarihine Giriş,* Ankara, Üçüncü Baskı, Nobel; Unat, Y., (2001),.*İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi,* Nobel, Ankara; Unat, Y., (2004), "*İslâm'da ve Türklerde Zaman ve Takvim*", *Türk Dünyası, Nevruz Ansiklopedisi,* Atatürk Kültür Merkezi Başkanlığı Yayınları, 15-24.

[3] Unat, Y., Kalaycıoğulları İ., Engin, M. F., (2005), "Tarih Boyunca Türklerde Gökbilim - 1", *Bilim ve Teknik,* Sayı 448, Ankara, 52-53.

[4] Sayılı, A., (1988), *The Observatory in Islam*, Ankara, TTK; Nasr, S. H., (1976), *Islamic Science an Illustrated Study*, Kent.

[5] Demir, R., Unat, Y., (1996), *Ahmed Cevdet Paşa*, *Takvîmü'l-Edvâr (Takvimler),* Ankara, Gündoğan.

[6] Nasîr al-Dîn al-Tûsi, (1993), *Memoir on Astronomy (al-Tadhkira fî 'İlm al-Hay'a*), 3 Cilt, Hazırlayan: F.J. Ragep, New York; Copernicus, N., (1952), *On the Revolutions of the Heavenly Spheres*, Great Books of Western World, İngilizceye çeviren; C. Glenn Wallis, XVI, Chicago.

[7] Unat, Y., (2005), "Timurlular Devri ve Uluğ Bey'in Bilimsel Çabaları", *Bilim ve Ütopya,* 131, 21-25; Unat, Y., Kalaycıoğulları İ., Engin, M. F., (2005), "Tarih Boyunca Türklerde Gökbilim - 2", *Bilim ve Teknik,* 449, Ankara, 44-45.

[8] Adıvar, A. A., (1982), *Osmanlı Türklerinde İlim*, İstanbul; İhsanoğlu, E., Şeşen, R., İzgi, C., Akpınar, C., Fazlıoğlu, İ., (1997), *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi,* 2 Cilt, İstanbul; Unat, Y., Kalaycıoğulları İ., Engin, M. F., (2005), "Tarih Boyunca Türklerde Gökbilim - 3", *Bilim ve Teknik,* 450, Ankara, 18-19.

[9] Demir, R., (1993), "İstanbul Rasathanesi'nde Yapılmış Olan Gözlemler", *Belleten*, LVII, 218, 161-172; Demir, R. (2000), *Takiyüddîn'de Matematik ve Astronomi*, Ankara.

[9] Tekeli, S., (1958), "Nasirüddin, Takiydüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi", *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi,* XVI, 3-4, Ankara; Tekeli, S., (1963), "Meçhul Bir Yazarın İstanbul Rasathanesinin Âletlerinin Tasvirini veren 'Âlât-ı Rasadiye li Zîc-i Şehinşahiye Adlı Makalesi", *Araştırma,* 1, Ankara; Unat, Y., (2004), "Time in The Sky of Istanbul, Taqî al Dîn al-Râsid's Observatory", *Art and Culture Magazine, Time in Art,* 11, 86-103; Ünver, S., (1969), *İstanbul Rasathanesi,* Ankara.

[10] Unat, Y., Kalaycıoğulları, İ., (2004), "Kopernik Kuramı'nın Türkiye'deki Yansımaları", XIV. Ulusal Astronomi Kongresi, Kayseri Erciyes Üniversitesi.

[11] Unat, Y., Kalaycıoğulları, İ., (2004), "Cumhuriyet Dönemi'nde Astronomi Çalışmaları", *XIV. Ulusal Astronomi Kongresi*, Kayseri Erciyes Üniversitesi.

ON SEKİZİNCİ YÜZYILDA HİNDİSTAN'DA TÜRKLER TARAFINDAN KURULAN BİR GÖZLEMEVİ: JANTAR MANTAR

Yavuz UNAT[1]

Özet

Hindistan'ın başkenti Yeni Delhi'de on sekizinci yüzyılda devasa aletler içeren bir gözlemevi yer almaktadır; Jantar Mantar Gözlemevi. Muhammed Şah ve Mihrace Savai Jai Singh'in emriyle yapılmaya başlanan gözlemevi 1724 yılında tamamlandı. Burada yedi yıl sürekli gözlem yapıldı. Bu gözlemevinde yapılan gözlem sonuçları *Zîc-i Muhammed Sahi* adlı bir astronomi eserinde toplandı. O sırada ülke Moğol idaresi altındaydı ve Türk Moğol İmparatoru Bahadır Şah başta bulunmaktaydı. Bu bildiride bu gözlemevi ve gözlemevinde bulunan araçlar tanıtılacaktır.

Anahtar kelimeler: *Bilim tarihi, astronomi tarihi, gözlemevleri, Jantar Mantar*

Abstract

An observatory, named by Jantar Mantar, including huge astronomical instruments was established in order Savai Jai Singh in New Delhi managed by Bahadır Shah in 1724. In this observatory, observations were made during seven years and these observations were collected in *Zîc-i Muhammed Sahi.* In this article, about Jantar Mantar observatory and its instruments will be informed.

Key words: *History of science, history of astronomy, Jantar Mantar Observatory*

1. İslâm Dünyası'nda Gözlemevleri

İslam Dünyası'nda on birinci yüzyıldan itibaren yeni devletlerin kurulduğu görülmektedir. Bu devletlerin birçoğu Türk Devletleri'dir. Bu devletler özellikle eğitim ve öğretime büyük önem vermişler ve hâkim olduğu yerlerde birçok medrese, hastane ve gözlemevleri gibi bilimsel kurumlar kurmuşlardır. Bu gözlemevleri arasında en önemlileri İsfahan emiri Alâü'd-Devle'nin isteğiyle İbn Sînâ (980–1037) tarafından Hamedan'da kurulan Hamedan Gözlemevi, 1074-1075 yılları civârında Selçuklu Sultanı Celâleddin Melikşâh'ın (1072-1092) emriyle Ömer Hayyâm'ı (1045-1123) tarafından inşa edilen Melikşâh Gözlemevi, Nasîrüddin-i Tûsî (1201-1274) tarafından İlhanlı Devleti (1256-1336) hükümdarı Hülâgu'nün (ölümü 1265) isteğiyle 1259'da Urmiye Gölü yakınındaki Tebriz'in güneyinde Azerbaycan'ın bir şehri olan Merâgâ'da kurulan Merâgâ Gözlemevi, Uluğ Bey tarafından Semerkand'da 1421'de kurulan Semerkand Gözlemevi ve Takîyüddîn tarafından 1575'te kurulan İstanbul Gözlemevi'dir.

Burada söz konusu edilecek olan bir başka gözlemevi ise daha geç tarihte, on sekizinci yüzyılda bir devlet adamı ve astronom olan bir kişi tarafından yaptırılmış Jantar Mantar'dır.

Gözlemevleri bir kurum olarak ilk defa İslâm Dünyası'nda ortaya çıkmıştır. Kuruluşlarında ise iki önemli neden yer almaktadır. 1) Hükümdarların astrolojiye olan

[1] *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Sıhhiye Ankara, 0312 310 32 80/1227, 0312 310 57 13, unat@humanity.ankara.edu.tr* (Konu hakkında malzeme ve resim sağlayan sayın hocam Prof. Dr. Esin Kâhya'ya teşekkürlerimi sunarım).

merakları. 2) Gözlem araçlarının büyüklüğü. Saatin bir gözlem aracı olarak kullanılması ve teleskopun bulunuşuna yani 17. yüzyıla kadar gözlemde dakiklik, gözlem araçlarının büyümesiyle doğru orantılı olmuş ve aletler büyüyünce de ister istemez bu aletlerin taşınması ve kurulması problem yaratmıştır. 17. yüzyıldan sonra gerek teleskopun ortaya çıkması ve gerekse saatlerin gözlemlerde kullanılmasıyla aletlerin büyümesi yerini yeni ve dakik gözlem tekniklerine bırakmıştır. Ancak 17. yüzyıla kadar gözlem dakikliğini arttırmak için devasa gözlem araçları inşa edilmiştir. Buna en iyi örnek Merâgâ Gözlemevi ve Semerkand Gözlemevi'nde kullanılan Duvar Kadran'ı adı verilen alettir. Örneğin Semerkand Gözlemevi'nde kullanılan Duvar Kadran'ı yaklaşık 50 metrelik bir yüksekliğe sahipti. İşte dakiklik nedeniyle ilk dönemlerden beri kurulan gözlemevlerinde kullanılan araçlar giderek büyümüştü. Hindistan'ın başkenti Yeni Delhi'de yer alan ve devasa aletler içeren Jantar Mantar Gözlemevi de bu geleneği takip eden son büyük gözlemevidir. [1]

1.1 Jantar Mantar Gözlemevi

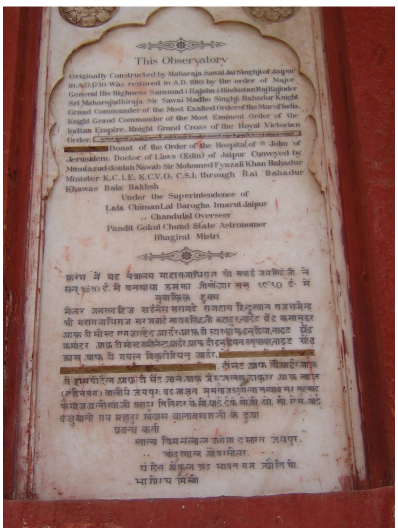
Mihrace Savai İkinci Jai Sing tarafından 1724 yılında inşa ettirilmiştir. Mihrace Savai İkinci Jai Sing, 1686 yılında Jaipur yakınlarında Amber'de dünyaya gelmiştir. 1699'da babasının ölümünden sonra Amber'de kral olmuştur. O sırada ülke Moğol idaresi altında olup, Türk Moğol İmparatoru Bahadır Şah başta bulunmaktadır.

sim 1

Jantar Mantar Gözlemevi'nin genel görünüşü

Mihrace sadece iyi bir idareci ve kumandan olarak değil, aynı zamanda iyi bir astronom olarak da tanınmaktadır.

Mihrace özellikle Moğol idarecilerden İmparator Aurangzeb (Evrengzib) onu taktir etmiş ve ona "Savai" unvanını vermiştir. "Savai" daha cesur, daha akıllı anlamına gelir. Savai Jai Sing, astronomi ile ilgili olarak kullanılan sistemleri incelemiş; Hintlilerin, Müslümanların ve Avrupalıların kullandığı astronomi sistemleri konusunda bilgi sahibi olmuştur. Bu konuda bilgi sahibi olmaları için bazı kişileri Avrupa'ya göndererek ve bazı kişileri memleketine davet ederek, astronomi sistemleri ile ilgili daha ayrıntılı bilgi edinmeye gayret etmiştir.



Resim 2

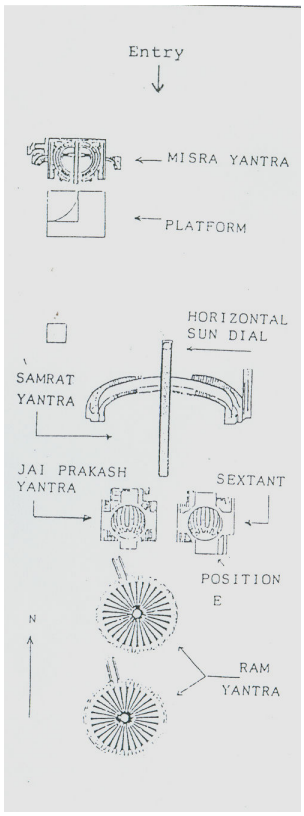
Muhammed Şah ve Savai Jai Sing'in emriyle yapılmaya başlanan Jantar Mantar Gözlemevi, 1724 yılında tamamlanmış ve 7 yıl sürekli gözlem yapılmıştır. On sene sonra Jaipur'da ikinci bir gözlemevi daha yaptırılmıştır. Savai Jai Sing'in emriyle üç gözlemevi daha yaptırıldığı kayıtlarda yer almaktadır. Bunlar Ujjain, Varanasi ve Mathura gözlemevleridir. Ancak o dönemde yaptırılan gözlemevlerinden sadece Jantar Mantar günümüze kadar gelebilmiştir. Günümüzde Şahciha-nabad yakınlarındadır ve şehrin merkezinde yer almaktadır. [2]

2. Jantar Mantar Gözlemevi'nde Yer Alan Gözlem Araçları

Jantar Mantar Gözlemevi'nde Mihrace Savai Singh, pirinç aletlerle gözlem yapmaya başlamış; ancak, iki yıl sonra, devasa "bina aletler" yaptırmıştır. Bunun nedeni, dönemin dakiklik anlayışıdır. Saatlerin astronomide dakik olarak kullanılmadığı bir dönemde gözlemde dakiklik büyük araçlarla sağlanmaktaydı. Saatler astronomide kullanılacak dakikliğe Christian Huygens'in (1629-1695) yaptığı çalışmalarla ulaşmıştır. Huygens 1657 yılında saatlerde dakikliği arttırmak üzere sarkacı geliştirmiş ve on sekizinci yüzyılda ise bunlar astronomide kullanılmıştır.

Jantar Mantar Gözlemevi'nde yapılan gözlem sonuçları *Zic-i Muhammed Sahi* adlı bir astronomi eserinde toplanmıştır. Mihrace Savai Jai Sing'in gözlemevinde yaptırdığı aletler Samrat Yantra, Jai Prakash Yantra ve Ram Yantra olmak üzere 3 yapıdan oluşur. Bunların hemen ön tarafında ve gözlemevinin girişinde oğlu Savai Madho Singh tarafından planmış olan dördüncü bir alet, Misra Yantra yer almaktadır.

Jantar Mantar geniş bir açık hava gözlemevi niteliğindedir. 1843'te kısmen harap edilmişse de, 1852'de Samrat Yantra'nın gnomonu tekrar tamir edilmiştir. 1910 yılında ise Mihrace Savai İkinci Madho Sing tarafından diğer aletler tamir ettirilmiş ve Samrat Yantra'nın tepesine bir güneş kursu yerleştirilmiştir. Gözlemevi 1958'den sonra tarihi eser kapsamına alınmıştır. [3]

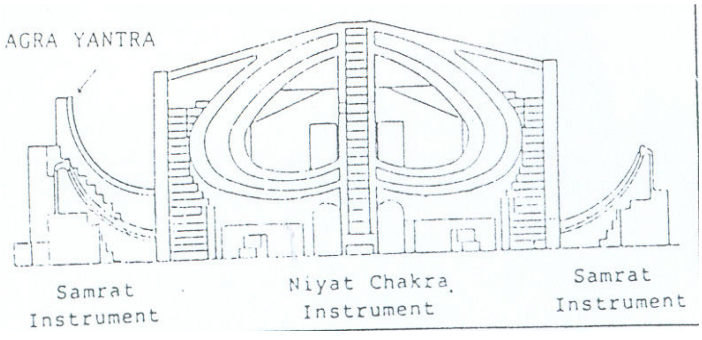


Resim 3

Jantar Mantar Gözlemevi'nin Planı

2.1 Misra Yantra

Gözlemevinin girişte bulunan kapıya yakın olan ilk aletidir. 5 astronomik araçtan oluşur.



Resim 4

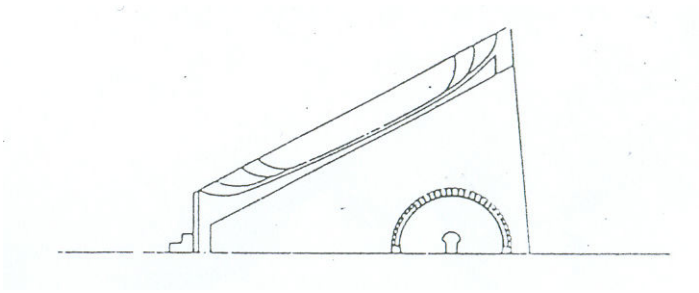
2.1.1 Niyat Chakra Yantra: Merkezde bulunur. İki yanında dereceleri veren merdivenler bulunmaktadır. Meridyene yerleştirilmiştir. Yerel saatler bu aletle hesaplanabilmektedir.

2.1.2 Samrat Yantra: İki yanda bulunur. İkiye ayrılmış yarım çemberden oluşur.

2.1.3 Agra Yantra: Küçük olanı Samrat Yantra'nın bir parçası olarak kullanılan iki kadran içerir. Yüksek olanı Agra Yantra'dır. 60 tabanlı sisteme göre hesap yapılacak şekilde ve 24 saat esas alınarak düzenlenmiştir. Güneşin doğuşunu hesaplamak için kullanılır. Tepesi saat 6'yi gösterir. Yan tarafında bulunan gnomonun gölgesi bu kadranın üstüne düşer ve zamanı belirler. Her yıl 21 Mart ve 23 Eylül'de Samrat Yantra'nın gölgesi tam saat 6'yi gösterir.

Resim 5

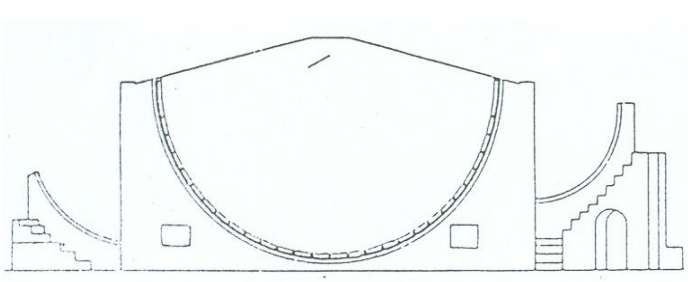
2.1.4 Dakshinottara Bhitti Yantra: Misra Yantra'nın doğu duvarında yer alır. Buradaki yarım dairenin çapının ortasında bir delik vardır ve bu deliğe bağlanmış bir ip bulunur. Gözlem yapan kişi bu ipi sırt üstü yatarak tutar ve Güneş ya da diğer gök cisimlerinin meridyenden geçişlerini ipi ayarlamak suretiyle belirler.



Resim 6

Dakshinottara Bhitti Yantra

2.1.5 Karka Rasi Valaya: Misra Yantra'nın arka duvarı (kuzey tarafı) üzerindedir. Yarım daire şeklindedir. Duvarları tam dikey pozisyonda olmayıp, tepeden itibaren yaklaşık 5 derece 12 dakikalık bir eğim yapar ki bu da Yengeç Burcu'nun başucu noktasına uzaklığıdır. Duvarın tepe ortasına tespit edilmiş bir demir çubuk bulunur. Bu aletle gezegenlerin yerleri belirlenir.



Resim 7

Karka Rasi Valaya

2.2 Samrat Yantra

Bir ekinoks Güneş saati (gnomon) olan Samrat Yantra, gözlemevinin merkezinde bulunmaktadır. Aletler arasında en büyük ve en yükseğidir. Tabandaki dar açısı 28 derece 39 dakikadır ve bu değer Yeni Delhi'nin boylamına eşittir. Yan tarafında tepeye kadar devam eden merdivenler yer alır. Yapı yaklaşık 15 metrelik devasa iki kadranla tamamlanmaktadır. Bu alet Savai Jai Singh'in hocası ve danışmanı Pandit Jagan Nath'a izafeten, "Samrat" diye anılmıştır. Samrat, imparator demektir.

Samrat gündüz ve gece saatlerini (Hindistan için), meridyen saatini, gündüz ve geceyi, kutup yıldızının yerini belirlemek için kullanılmıştır.

Resim 9

Samrat Yantra

Resim 8

Samrat Yantra'daki kadranlardan biri

Gündüz gnomonun gölgesi kadranların üstüne düşer; saatler, dakikalar ve saniyeler kadran üstündeki dereceler vasıtasıyla okunabilir. Bu zaman Delhi'nin mahalli saati diye bilinen saattir. Gnomonun hiç gölgesi yoksa saat 12 veya gün ortasıdır. Delhi'de gün ortası yaklaşık 12.21 'e tekabül etmektedir.

Resim 10

Samrat Yantra'nın merdivenleri

Samrat Yantra'nın bir aleti sekstanttır. Samrat Yantra'nın doğu kanadında bulunur. Bu alet "Sasthamsa Yantra" diye de adlandırılmaktadır. Tabanı büyük dairenin 1/6'sını oluşturan derecelendirilmiş büyük bir arktan oluşur. Yanındaki odanın tepesinde küçük bir delik vardır; Güneş ışınları bu delikten içeri girer ve arkın üzerine düşer. Bu ark çeşitli gözlemlerin yapılmasında kullanılmıştır. Bu aletin bulunduğu oda 1910 yılında kapatılmıştır.

Samrat Yantra'nın üstünde, direğin etrafında bir güneş kursu vardır. Güneş kursu yatay olarak yerleştirilmiştir. Bu alet Delhi'nin mahalli saatini belirlemek için yapılmıştır. Daha sonra İngiliz idaresi sırasında 3 güneş kursu daha yapılmıştır.

Samrat Yantra ile şu astronomik ölçümler yapılmaktaydı:

1. Lokal zaman ve Hindistan standart zamanı
2. Meridyen geçişi
3. Gece ve gündüz süreleri
4. Kutup yıldızının konumu
5. Güneş'in dikaçıklığı

2.3 Jai Prakash Yantra

Bu alet diğerlerinin arka tarafında yer almaktadır. Birbirini tamamlayan iki yarım daireden meydana gelmiştir. 8,41 m yarıçapındadır ve sektörlere bölünmüştür; gece boyunca gök cisimlerini gözlemek için kullanılmıştır. Sektörler arasındaki her bir aralık 1 saati temsil eder. Enlem, boylam, eğim, meridyen ve burçlar ile ilgili hesaplamalar yapılabilmektedir.

Alette doğu-batı ve kuzey-güney doğrultusunda uzanan iki tel bulunur. Bu teller arasında tam merkezde bir metal halka vardır. Teller günümüzde kaybolmuş, ancak kancalar hâlâ yerinde durmaktadır.

Jai Prakash Yantra'nın güney duvarında dikey bir delik bulunmaktadır. Bu deliğin alt kısmı Delhi'nin enlemi olan 28 derece 39 dakikadır.

Jai Prakash Yantra ile şu astronomik ölçümler yapılmaktaydı:

1.Lokal zaman ve Hindistan standart zamanı
2.Meridyen geçişi
3.Zenit uzaklığı
4.Burçlar kuşağına ilişkin gözlemler
5.Güneş'in azimut ve yüksekliği

Resim 11

Jai Prakash Yantra

2.4 Ram Yantra

Gözlemevinde en arkadaki ve en güneydeki alettir. Savai Jai Sing'in dedesi olan Mihrace Ram Singh'ten sonra bu şekilde adlandırılmıştır. İki çember şeklinde duvarı vardır. Bunlar 19,69 m yarıçapındadır. Her iki çember şeklindeki duvar da tabanlarından itibaren aralarında açıklık bırakmasızın yükselir. Bundan dolayı da bu aletle sadece gündüz gözlem yapma olanağı verir.

Dik duvar ve yatay sektörler çember şeklindeki duvarların kenarlarından başlayarak, dairesel olarak derecelendirilmiştir. Üst kenardan başlayarak, dik duvar 45 dairesel çizgiyle bölümlenmiştir. 45. daire duvar ve tabandaki sektörün birleştiği yerdedir.

Duvar ve taban arası ise 360 dereceye boylam çemberlerini kesecek şekilde ayrılmıştır. Bu çizgilere azimut adı verilir ve gök cisimlerinin azimutunu belirlemek için kullanılır. Her bir gök cisminin gökyüzündeki konumları bu aletler sayesinde belirlenmektedir.

Güneş'in azimut ve yüksekliği aletin orta kısmında bulunan direğin gölgesi ile belirlenir.

Gece boyunca gök cisimlerinin azimut ve yüksekliği merkez direğe bağlanmış hareketli bir iple belirlenir. Bu ipin bağlanabilmesi için de orada bir demirden mıh vardır.

Bu yapıda, Ay takvimi ile ilgili ölçümlerin yapıldığı üstü açık ve 14 penceresi olan bir kısım bulunmaktadır. Bu 14 pencerenin her biri Ay'ın evrelerini işaret eder. Bunlardan 7 tanesi, Ay'ın ilk evresinden dolunay olana kadarki dönemi temsil eder ve iki haftalık dönemi kapsar. Diğer 7 tanesi ise ayın dolunay evresinden gökyüzünde kaybolduğu evreye kadar olan dönemi temsil eder. Bu dönem de iki haftadır. İlk pencere, saat yönünde ilk ay gününe karşılık gelir. İlkin yavaş yavaş büyüyüp dolunay haline gelen Ay daha sonra küçülmeğe başlar ve son gün görünmez olur. Bu son gün Ay, 14. pencereden gözlenir.

Bu gözlemevinde Güneş gözlemlerinin ayrı bir önem taşıdığı belirlenmektedir. Yukarıda söz konusu edilen alette, binanın üst tarafı biraz kırılarak, Güneş ışınlarının girmesine izin verilmiştir. Böylece Güneş ışınları direğin üzerine düşer. Bu konum Güneş'in Yer'e en yakın ve Yer'den en uzak dönemlerinde yılda 2 kez gerçekleşir. [4]

Kaynaklar

[1] Morelon, R., (1996), "General Survey of Arabic Astronomy", *Encyclopedia of the History of Arabic Science,* 1, Astronomy –Theoretical and Applied, Ed. Roshdi Rashed, London and New York, 1–19.

[2] Ashri, S. B., (2004), *Delhi's Jantar Mantar (Observatory),* New Delhi, Shalini Publivation.

[3] Kâhya, E., (2005), "Hindistan'da Bir Gözlemevi: Jantar Mantar", *Bilim ve Ütopya,* 131, 54-57.

[4] Aveni, A. F., (1989), *Empires of Time: Calendars, Clocks, and Cultures,* New York, Basic Books; Kaye, G. R., (1973), *The Astronomical Observatories of Jai Singh,* Archaeological Survey of India, New Imperial Series; http://www.jantarmantar.org/

HOCA İSHAK'TAN HOCA TAHSİN'E ÇAĞDAŞ ASTRONOMİNİN TÜRKİYE'YE GİRİŞİ

Yavuz UNAT[1]

Özet

Osmanlı Türklerinin modern astronomi ile ilk temasları 17. yüzyıl ortalarında başlamışsa da yeni astronominin ve yeni astronomi terimlerinin kabul görmesi 19. yüzyılın ortalarını bulmuştur. 17. yüzyılda modern astronominin Osmanlılara girişini sağlayan ilk eserler genellikle astronomi katalogları ve coğrafya çevirileridir. Yeni astronomiye ilişkin bu temaslar 18. yüzyılda Batı coğrafya eserlerinin, 18. yüzyılın ikinci yarısında ise Fransız astronomi tablolarının çevrilmesiyle devam etmiştir. Ancak bu döneme kadar hatta bu dönemden sonra bile yeni astronomi hakkında yapılan çeviriler ve yazılarda Kopernik astronomisine kuşkulu bakış sürmüştür. Yeni astronomiye karşı bu tereddütlü bakış açısı ancak 19. yüzyılın ortalarında ortadan kalkmıştır.

1830'larda Mühendishanelerin eğitim programlarının modernleşme çalışmalarıyla yeni astronominin kavramları ve bilgileri ayrıntılı bir şekilde Başhoca İshak Efendi'nin katkılarıyla girmiştir. Hoca İshak Efendi, *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye* (Matematiksel Bilimler Seçkisi, Dört Cilt, İstanbul 1831–1845) adlı eserinin dördüncü cildinde yeni astronomi konularına da geniş bir biçimde değinmiştir. Ne var ki, bu eser Kopernik astronomisinden bahseden en geniş kapsamlı eser olarak kabul edilmesine karşın kuşkulu bakış açısını burada da görmek mümkündür. Bu kuşkulu bakış ne zaman kaybolmuş ve yeni astronomi bilgileri Türkiye'ye ne zaman tam olarak girmiştir?

Anahtar kelimeler: *Bilim tarihi, astronomi tarihi, Hoca İshak Efendi, Hoca Tahsin.*

Abstract

Even if the first contact with modern astronomy of the Ottoman Turks had started in middle of 17th century, the Copernican theory had come into the Ottoman with *Djihannuma*'s (The Book of Universal Geography) supplements by Ibrahim Mutafarrika and with *Macmûa-i Ulum-ı Riyâziya* (The Collection of Mathematical Sciences) by Ishâk Efendi in 1831-1845. But the hesitations concerning the theory had continued to the half of the 19th century. When these hesitations were go on and accepted this theory in Ottoman astronomy? In this article, this question will be answered.

Key words: *History of science, history of astronomy, Hodja Ihsak, Hodja Tahsin*

1. Osmanlılar ve Modern Astronomi

Osmanlı Türkiye'sinde astronomi kavramlarından ve Kopernik'in Güneş Merkezli Sistemi'nden bahseden ilk eser, Fransız gökbilimci Noel Durret'in (ölümü 1650'ler) zîcinin (*Novae Motuum Caelestium Ephemerides Richelianae,* 1637) Zigetvar asıllı olan ve İstanbul'a yerleşen Tezkireci Köse İbrahim Efendi (on yedinci yüzyıl sonları) tarafından 1660–1664 yıllarında, *Secencel el-Eflâk fî Gâyet el-İdrâk* (Feleklerin Aynası ve İdrâkin Gâyesi) adıyla yapılan çevirisidir. Tezkireci Köse İbrahim Efendi bu kitapta, günümüze kadar

[1] *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Sıhhiye Ankara, 0312 310 32 80/1227, 0312 310 57 13, unat@humanity.ankara.edu.tr*

yazılmış olan zîclerden ve daha sonra Kopernik'in kitabından söz eder. Ancak eserde Kopernik Kuramı'nın kabul edilip edilmediğine dair bir bilgi yoktur. 1685 yılında Dimaşkî (ölümü 1692) tarafından *Nusret el-İslâm ve'l-Surur fî Tahrîri Atlas Mayor* (*Coğrafya-yı Atlas*) adıyla çevrilen eserde de yeni astronomi konuları geçmesine karşın Dimaşkî, "Evrenin Merkezi" başlıklı bölümde Batlamyus, Kopernik, Tycho Brahe ve Andreas Argoli'nin sistemleri çok kısa olarak tanıtır. Eser Wilhelm Blaeu (ölümü 1638) ve oğlu Joan tarafından hazırlanan ve 1662'de tamamlanan ve 1664 yılında Amsterdam'da basılan on ciltlik *Atlas Major seu Cosmographia Blaeuiana Qua Solum, Coelum Accuratissime Describuntur* adlı kitabın çevrisidir. Burada Blaue, Yer Merkezli Sistem'in doğru ve *Kitâb-ı Mukaddes*'e aykırı olan diğer sistemlerin ise yanlış olduğunu belirtir.

Yeni astronomi kavram ve prensiplerine ilişkin daha geniş bilgi on sekizinci yüzyılın ilk yarısında Müteferrika'nın Kâtip Çelebi'nin *Cihannümâ*'sına yaptığı ilavelerde bulunmaktadır. Müteferrika 1732'de *Cihannümâ*'yı basarken bu esere bazı ilaveler yapmış ve yeni gökbilimden söz etmiştir. Bu ekte Mütefferrika, Batlamyus'un, Kopernik'in ve Tycho Brahe'nin sistemlerinden bahseder ve Yer merkezli görüşün İslâm filozofları tarafından kabul edildiğini kaydeder. Bu üç sistem arasında Güneş Merkezli Sistem'e ilişkin tartışmalara daha fazla yer ayrılmış, Tycho Brahe'nin sistemine ise fazla ilgi gösterilmemiştir. Yer merkezli ve Güneş merkezli sistemlerin bir karşılaştırmasını yapan Müteferrika, Güneş Merkezli Sistem'e karşı ileri sürülen eleştirileri vermiş ve bunları Galilei fiziğini kullanarak yanıtlamıştır.

Cihannümâ'nın basılmasından bir yıl sonra, yine Müteferrika, Andreas Cellarius'un (1596-1665) ilk baskısı 1660'da yapılan *Atlas Coelestis (Harmonica Macrocosmica)* adlı Latince gökbilim eserini, III. Ahmed'in emriyle *Mecmûa Hey'et el-Kadîme ve'l-Cedîde* (Eski ve Yeni Gökbilim Mecmuası, 1733) adıyla çevirmiş ve böylece eski ve yeni gökbilimi ele alan bağımsız bir eser Osmanlı literatürüne girmiştir.

Yeni gökbilim konularında bilgi veren diğer bir eser, Osman ibn Abdulmannân'ın (ölümü 1786 yılları) *Tercüme-i Kitâb-ı Coğrafya* (Coğrafya Kitabı Çevirisi, 1751) adlı yapıtıdır. Eser, 1749–1751 yıllarında Hollandalı doktor, fizikçi ve coğrafyacı Bernhard Varenius'un (1600-1676) *Geographia Generalis in Qua Affectionnes Generalles Telluris Explicantur* (1650) adlı eserinin çevirisidir. Eser, fizikî coğrafya alanında yazılmış en önemli kitaplardandır. Bir giriş, altı bölüm ve bir sonuçtan oluşur. Ancak Abdulmannân bu eseri özetleyerek çevirmiştir. Bunun sebebi matematikte yetersiz olmasıdır. *Geographia Generalis* Batlamyus sisteminin doğruluğunu kabul eden bir eser olmasına karşın Abdulmannân, Yer'in Güneş etrafında dolanmasının daha makul olduğunu söyler.

Yapılan çeşitli zîc tercümeleri ile de, Osmanlı gökbilimcilerinin Batı gökbilimi literatürünü takip ettiği görülmektedir. Kalfazâde İsmail Çınarî, 1767'de Alexis-Claude Clairaut'un ve 1772'de de Jacques Cassini'nin zîcini Türkçeye çevirmiştir. *Tercüme-i Zîc-i Klero* (Clairaut Zîci'nin Çevirisi), Alexis-Claude Clairaut'un (1713–1765) *Theorie de la Lune* adıyla 1752 yılında yayımlanmış olan kitabının Fransızcadan yapılmış çevirisidir. Ancak İsmail Efendi'nin, bu kitabın sadece cetveller kısmını çevirdiği sanılmaktadır.

İsmail Efendi'nin çevirdiği ikinci kitap Jacques Cassini'nin (1677–1756) *Tables Astronomiques de Soleil, de la Lune, des Planétes, de Etoiles Fixes et des Satellites de Jupiter et de Saturne* (Paris, 1740) adlı eserinden *Tuhfe-i Behîc-i Rasînî Tercüme-i Zîc-i Kasînî adıyla* (Cassini Zîci'nin Çevirisi) 1772'de Fransızcadan yapmış olduğu çeviridir. Bu çeviri ile birlikte, hem logaritma hem de teleskop aracılığıyla elde edilen dakik gözlem bulguları Osmanlı bilginlerinin hizmetine girmiştir. Diğer taraftan bu eser Osmanlı takvimciliğini de etkilemiştir. 1799–1800 yılından itibaren padişah III. Selim'in emriyle takvimler bu zîce göre düzenlenmeye başlamış ve *Zîc-i Uluğ Bey* zamanla terk edilmiştir.

Yeni astronomi kavramları ve Kopernik Kuramı'ndan söz eden bir başka yapıt, Erzurumlu İbrahim Hakkı'nın *Mârifetnâme*'sidir (1825). Ancak, Erzurumlu İbrahim Hakkı'nın

Mârifetnâme'sinde, kozmografya ve gökbilim olgularına ilişkin olarak hem hurafeler ve dinsel bilgiler hem de bilimsel bilgiler yer almaktadır.

Yeni gökbilimden bahseden zîc çevirileri arasında, Joseph-Jérôme Lefrançais de Lalande'ın, Hüseyin Hüsnî İbn Ahmed Sabîh (ölümü 1840) tarafından *Tercüme-i Zîc-i Laland* (Lalande Zîci'nin Çevirisi) adıyla çevrilmiş olan zîci de yer alır. *Tercüme-i Zîc-i Laland*, Fransız gökbilimci Joseph-Jérôme Lefrançais de Lalande'nin (1732-1807) *Tables Astronomiques* (Paris 1759) adlı kitabının çevirisidir. Hüseyin Hüsnî bu eseri 1814 yılında Arapçaya, 1826 yılında da Türkçeye çevirmiştir. *Tercüme-i Zîc-i Laland*, *Tables Astronomiques* adlı eserin takvim çıkartmakla ilgili kısmının, altı bölüm üzere genişletilmiş Türkçe çevirisidir. Çevirinin girişinde Lalande'nin zîcinin Kopernik sistemine uygun olarak hazırlandığı, Uluğ Bey ve Cassini zîclerini hükümsüz bıraktığı ve bu yeni zîcin kıyamete kadar geçerli olacağı söylenmektedir.

1.1. Mühendislik Okullarında Astronomi Dersleri

1773'de Mühendishâne-i Bahrî-i Hümâyun (Deniz Mühendislik Okulu) ve 1793'de Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyun'un (Kara Mühendislik Okulu) kurulmasıyla gökbilim dersleri devlet eliyle öğretilmeye başlandı. Sultan III. Selim Dönemi'nde kurulan Mühendishâne-î Berrî-i Hümâyûn'un ilk başhocası olan Hüseyin Rıfkı Tâmanî (?-1817), Mühendishâne'deki derslerin düzenlenmesine büyük emeği geçti, Arapça ve Farsçanın yanı sıra İngilizce, Fransızca, İtalyanca ve Latince bilmesinin sağladığı olanaklarla çağdaş Batı biliminin Osmanlılara aktarılmasına öncülük etti.

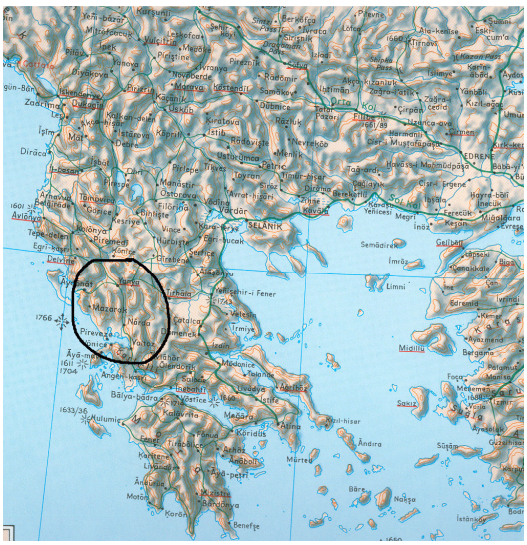
Mühendishâne-î Berrî-i Hümâyûn'da gökbilim derslerini ilk okutan Hüseyin Rıfkı Tâmanî'dir. Hüseyin Rıfkı Tâmanî'nin gökbilime ilişkin müstakil bir kitabı yoktur. Onun öğrencisi olan Hoca İshak Efendi onun coğrafyaya ilişkin notlarını özetleyip *el-Medhâl fi'l-Coğrafya* (Coğrafyaya Girişi) adıyla 1831'de yayımlamıştır. Burada verilen gökbilim sistemi Yer Merkezli gökbilim sistemidir.

Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyun'a 1817'de Hüseyin Rıfkı Tamânî'den sonra Seyyid Ali Paşa Başhoca olmuştur. Seyyid Ali Paşa on beşinci yüzyılın önemli gökbilimcilerinden Ali Kuşçu'nun *Fethiye* adlı eserini *Mirât el-Âlem* (İstanbul 1824) adıyla çevirmiş ve eserin önsözünde, gökbilimde üç önemli görüş olduğundan söz etmiştir. Bunlar, Batlamyus'un Yer merkezli sistemi, Pitagoras ve Kopernik'in Güneş merkezli sistemi ve Tycho Brahe'nin hem Yer'i hem de Güneş'i merkeze alan sistemidir. Seyyid Ali Paşa, Yer merkezli sistemin İslâm ülkelerinde yaygın olduğunu, takvim yapmak için hazırlanan zîclerin bu görüşe dayandıklarını, dolayısıyla da bu görüşün kabul edildiğini söylemektedir. 1830 yılında Seyyid Ali Paşa'nın azledilmesiyle Başhocalığa İshak Efendi getirilmiştir. [1]

2. Başhoca İshâk Efendi (1774? – 1836) [2]

Resim 1
Hoca İshak Efendi

Muhtemelen 1774 yılında Yanya'nın güneyindeki Narta kasabasında doğdu. İyi bir eğitim aldı ve Arapça, İbranice, Farsça, Yunanca, Latince ve Fransızca öğrendi. 1817 yılında Mühendishâne-i Berrî-i Hümâyun'da matematik hocası olarak göreve başladı. Aynı yıl sınırlardaki askeri inşaatların yapımı ve tamiriyle görevlendirildi. 1824 yılında matematik hocalığını bırakarak Divân-ı Hümayun tercümanlığına getirildi. Ancak 1828'de bu görevden azledildi. 1830 yılında Mühendishâne Başhocalığı'na getirildi ve ehliyetsiz hocaları buradan uzaklaştırdı. 1834 yılında Medine'deki bazı kutsal binaların tamiriyle görevlendirildi ve Başhocalığa yeniden Seyyid Ali Paşa atandı. 1836 yılında Medine'den İstanbul'a dönerken yolda vefat etti.



Resim 2

Yanya Vilayeti

İshak Efendi astronomi, fizik, kimya meteoroloji, arazi ölçümü, haritacılık, metalürji, top dökümü gibi değişik konularda çeviri ve telif olmak üzere çok sayıda eseri vardır. İshak Efendi basit bir tercüman da değildir. Hem dilleri hem de bilimleri iyi bildiğinden birçok terimin Türkçe karşılığını vermiş ve modern bilimlerin Osmanlılara aktarılmasında öncülük etmiştir. Modern bilimlerin Osmanlılara geçişinde katkısı bulunan en önemli eseri *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*'dir.

2.1 Eserleri

1.*Rekz ve Nasb el-Hıyâm* (İstanbul 1826/27): Harp sanatları konusundadır.

2.*Tuhfe el-Ümerâ fi Hıfzı Kıla* (İstanbul 1827/28): Yine harp sanatlarına dairdir.

3.*Medhal fi'1-Coğrafya* (İstanbul 1831/32): Hocası Hüseyin Rıfkı Tamânî'nin astronomi konusundaki kitabının coğrafyaya dair olan kısmının özetidir.

4.*Usûl el-Siyûga*: Fransızca kitaplardan derlediği top dökümü hakkında bir çalışmadır.

5.*Mecmûa-i Ulûm-i Riyâziyye* (1831–1845): Dönemin Avrupa fen kitaplarından faydalanarak hazırladığı en büyük eseridir. Osmanlıca literatürde ilk defa matematik, fizik, modern astronomi, biyoloji, botanik, zooloji ve mineraloji gibi ilimlere ait bilgileri bir arada sunmasıyla ve modern kimya konusunda basılmış ilk Türkçe makaleyi içermesiyle dikkat çeker.

6.*Usûl-i İstihkâmât* (İstanbul 1834/35): Fransız matematikçisi Gulliaume Leblond'un *Elements des tortifications* (Paris 1776) adlı kitabının tercümesidir.

7.*Aks el-Merâyâ fî Ahz el-Zevâyâ* (İstanbul 1834/35): Yükseklik ve uzaklık ölçmeye yarayan mühendislik aletlerinin kullanımıyla ilgili bilgileri içerir.

8.*Kavâid-i Ressâmiyye*: Arazi ölçme kuralları ve uygulaması hakkındadır.

9.*Risâle-i Ceyb*: Zaman tespiti konusundadır.

10. *el-Risâlât e1-Berkiyye fi Âlât el-Ra'diyye*: Buharlı gemilerin ve uskurlu denizaltının mucidi Amerikalı gemi mühendisi Robert Fulton'un *Torpedo War and Submarine Explosions* adlı eserinin Fransızcasından çevirisidir. Torpiller hakkındadır.

2.2 Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye (Matematiksel Bilimler Seçkisi, 1831–1845)

Eser 1831–1835 yıllarında İstanbul'da Matbaa-i Âmire'de ve 1835–1845 yıllarında da Bulak'ta basılmıştır. İshak Efendi, tüm modern bilimlerden bahsettiği bu eserinin dördüncü cildini astronomiye ayırarak ağırlığı Kopernik Kuramı'na vermiş ve bu sistemin o zamana kadar Osmanlılarda en uzun ve belki de en teknik izahını girişerek "*hatalı olması muhtemel ise de*" Kopernik görüşünün ilm-i hikmete daha uygun olduğunu kesin bir şekilde belirtmiştir.

Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye'nin dördüncü cildinin 114–347. sayfaları arası dört makale olarak gökbilime ayrılmıştır. Konuları şöyledir: [3]

Gökbilimden Yerküre İle Göğün Durumunu ve Gökcisimlerinin Niteliklerini İçeren I. Makale

1. Bölüm, ufuk dairesi beyanındadır.
2. Bölüm, ekvator beyanındadır.
3. Bölüm, meridyen dairesi beyanındadır.
4. Bölüm, kutbun yüksekliği ve kentlerin enlem ve boylamları beyanındadır.
5. Bölüm, tutulum dairesi yani burçlar kuşağı beyanındadır.
6. Bölüm, Yer'in bölgeleri beyanındadır.
7. Bölüm, fecr ve şafak beyanındadır.
8. Bölüm, yıldızların dik doğuşları ve meyilleri, enlem ve boylamları beyanındadır.
9. Bölüm, zamanın takdim ve tayini beyanındadır.
10. Bölüm, paralel yükseltilerle zaman tayini beyanındadır.
11. Bölüm, ışığın kırılması beyanındadır.
12. Bölüm, temel gözlemler beyanındadır.
13. Bölüm, yıldızların paralaksları beyanındadır.
14. Bölüm, gezegenlerin büyüklükleri beyanındadır.
15. Bölüm, gezegenlerin Yer'e göre büyüklüklerinin miktarları beyanındadır.

Gökbilimden Gezegenlere Dair Mezhepleri İçeren II. Makale

1. Bölüm, Batlamyus mezhebi beyanındadır.
2. Bölüm, Tycho Brahe mezhebi beyanındadır.
3. Bölüm, Kopernik mezhebi beyanındadır.
4. Bölüm, adı geçen mezhepler üzere gökbilim eserlerinin yorum ve açıklamaları beyanında olup üç fasıl içerir.
   Fasıl 1, günlük ve yıllık hareketin ve mevsimlerin beyanındadır.
   Fasıl 2, Yer'in ve Güneş'in apoje ve perijeleri ve gezegenlerin karşılaşma ve kavuşma konumları beyanındadır.
   Fasıl 3, gezegenlerin ileri gidişleri, durmaları ve geri gidişleri ve sabit yıldızların hareketleri beyanındadır.

Gökbilimde Doğa Felsefesini İçeren III. Makale

1. Bölüm, ilk çekim kuvveti beyanındadır.
2. Bölüm, genel çekim kuvveti ile gökcisimlerinin hareketlerinin çıkarılması beyanındadır.
3. Bölüm, yıldızların doğal nedenlerinin çıkarılması beyanındadır.
4. Bölüm, gökcisimlerinin yoğunluk ve özleri beyanındadır.
5. Bölüm, gezegenlerin düzensiz hareketleri beyanındadır.
6. Bölüm, diğer gökcisimlerinin hareketleri beyanındadır.
7. Bölüm, Güneş'in durumu ve hareketi beyanındadır.
8. Bölüm, sabit yıldızlar ile suretlerinin beyanındadır.
9. Bölüm, Yerkürenin durumu beyanındadır. Üç fasıldır.
   Fasıl 1, Yerkürenin hareketi beyanındadır.
   Fasıl 2, Yer'in şekli beyanındadır.
   Fasıl 3, Yerkürenin kutuplarda basık olduğu beyanındadır.
10. Bölüm, gezegenlerin görünüşleri beyanındadır.
11. Bölüm, Ay'ın durumu beyanındadır.
12. Bölüm, Güneş ve Ay tutulmaları beyanındadır.
13. Bölüm, uyduların durumları beyanındadır.
14. Bölüm, kuyruklu yıldızlar beyanındadır.

Gökbilimde Sabit Yıldızların Hareketlerine Dair ve Çekim Kuvvetine Dair Olan Bahisleri İçeren IV. Makale

1. Bölüm, Descartes'ın hareket sebebine dair olan yöntemi beyanındadır.
2. Bölüm, sonraki düşünürlerden Newton adındaki filozofun yöntemi beyanındadır.
3. Bölüm, küçük cisimlerde oluşan çekim kuvveti beyanındadır.
4. Bölüm, itme kuvvetinin kuralları beyanındadır.

Hoca İshak Efendi, *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*'nin dördüncü cildinin Gökbilimden Gezegenlere Dair Mezhepleri İçeren II. Makale'sinde Batlamyus, Kopernik ve Tycho Brahe'nin sistemlerini verdikten sonra III. Makale'nin sonunda şunları söyler;

"Sonuç; Kopernik mezhebinin hatalı olması muhtemel ise de, bütün gök cisimlerinin hareketi, bu mezhep üzere uygun açıklanıp bildirilmekle bu cihet itibara uygundur. Zira, bu mezhepte, bütün gezegenlerin küreleri Güneş'in etrafında hareketli olup, ilm-i hikmette de bildirilmiştir ki bir cismin yarıçapı, duran bir noktanın etrafında zaman ile orantılı uzaklığı ve mesafeyi katetmesi ancak o cismin etrafında hareket etmesiyle olur. Gözlemsel gökbilimde sonradan kaydedilen genel kural ile, bütün yıldızların katettikleri mesafenin, zaman ile orantılı olmasının Güneş'in etrafında hareket etmesine bağlı olduğu ispat edilmiştir. Bu takdirce, gezegenlerin (kürelerinin) merkezleri, Güneş'in merkezi olmadığında bu genel kural asılsız olmalıdır. Bu ise karşıdır. Bu takdirce, bütün yıldızların (kürelerinin) merkezinin Yer küre değil de Güneş olduğunu uygun görmüşlerdir. Anılan kuraldan başka iki kural da ortaya çıkar; ilkin bir noktanın etrafında hareket eden çeşitli cisimlerin hızları, o noktadan olan uzaklıklarının kareköklerine eşit olur. İkinci olarak, çeşitli yıldızların dolanım zamanlarının kareleri, o noktandan olan uzaklıklarının küpleriyle orantılı olur. Gözlemsel gökbilimin bu kuralları, gezegenlerin hareketlerinde Güneş merkez olmayınca sâdık olmazlar. Ve bu takdirce, Güneş'in gezegenlere merkez olması, gökbilim araştırmaları ve tabiat kurallarına uygun ve münasip görünür."

3. Hoca Tahsin (1811–1881) [4]

Resim 3

Hoca Tahsin

Asıl adı Hasan Tahsin'dir. Hoca Tahsin olarak tanınır. 1811 yılında Yanya'nın Çamlık bölgesinde Filat kazasına bağlı Nihat köyünde doğdu. İlk dini ve edebi bilgilerini babası müderris Osman Efendi'den aldı. Eğitim görmek için İstanbul'a yerleşti ve burada Vidinli Hoca'dan dersler aldı. 1856 yılında çeşitli mekteplerden Avrupa'ya öğrenim için gönderilmiş Türk öğrencilerin Arapça, Farsça ve Türkçe öğretmek ve dini bilgilerini arttırmak için Hoca Tahsin ve öğrencisi Selim Sâbit görevlendirildi. Onların Avrupa'ya gönderilmelerindeki asıl amaç, Darülfünun'da matematik ve tabii bilimleri okutacak birer hoca olarak yetişmelerini sağlamaktı. Hoca Tahsin ve öğrencisi bu amaçla 20 Mart 1857'de Paris'e gittiler ve burada açılan Mekteb-i Osmani'de görevlendirildiler. Hoca Tahsin bu sıralarda muhtemelen Société Asitatique üyeleriyle tanıştı ve bu tür bilim çevrelerince seçkin bir sima olarak tanındı. 1861 yılında İstanbul'a dönen Hoca Tahsin Eylül 1862'de tekrar Paris'e gitti ve bu gidişinde Roma'yı da ziyaret etti. Bu ikinci gidişinde Sefâret imamlığı görevinde de bulunan Hoca Tahsin, bu sıralarda materyalist felsefeye merak saldı ve sarığını çıkarak hasır bir şapka giymeye başladı. Bu nedenle de "Mösyö Tahsin" ya da "Gavur Tahsin" olarak tanındı. Paris kafelerine, özellikle Café Vachette adıyla ünlü, sanatçıların ve kültür çevresinin uğrak yeri olan kafeye sıkça gitmeye başladı. 1867'de Paris'e gelen Namık Kemal ve diğer Yeni Osmanlılar ile dostluk kurdu.

1869'da yeniden İstanbul'a döndü ve Darülfünun'un başına geçti. Halka açık konferanslar vermeye başladı ve bu konferanslarda Avrupa'da ortaya çıkan yeni bilimlere özellikle de mikroskop ve teleskopa ilişkin bilgiler vermeye başladı. Ancak bu konferanslar mutaassıp kişilerin tepkisini çekti ve 1870 yılında Ramazan ayının ikinci gecesinde Cemâleddîni Efgânî ile yaptığı konuşma üzerine ikisi de Darülfünun'dan uzaklaştırıldı. Hoca Tahsin, Yusuf Efendi'nin Taşmektep diye anılan Sıbyan Mektebi binasına çekildi ve burada çalışmalarına devam ederek konferanslarını sürdürdü. Ancak burada da kendisini mutaassıplar rahat bırakmadılar. 1874 yılında Hoca Tahsin memleketine döndü. Bir rivayete göre tutuklanıp İstanbul'a gönderildi ancak İstanbul'da serbest bırakıldı. 1879'da Cemiyet-i İlmiye adlı bir bilim kuruluşunun kurulmasında öncülük etti ve bu cemiyette adına 16 Kasım 1879 tarihinden itibaren yayımlanmaya başlanan *Mecmûa-i Ulûm* dergisine yön verdi. Ancak tutulduğu verem ilerlemeye başlamıştı. 1881'de Erenköy'de vefat etti.

Hoca Tahsin, modern bilime geçiş süreci içerisindeki Türk dünyasının orijinal bir simasıdır. Taşmektep'teki odası çeşitli bilimsel araçlarla donatılmıştı ve adeta bir doğa bilimleri müzesi gibiydi. Özellikle Modern astronominin tanınmasında büyük emek sarf etti ve bu alanda halkın da anlayacağı türde çeşitli eserler kaleme aldı.

3.1 Eserleri

1.*Esrâr-ı Âb u Havâ* (İstanbul 1891/2): Darülfünun'da 1869 yılında su konusunda verdiği konferanslarının tam metnidir.

2.*Psikoloji yahut İlm-i Rûh* (İstanbul 1891/2): Ruh konusuna ilişkindir. 1873 yılından sonra yazılmıştır.

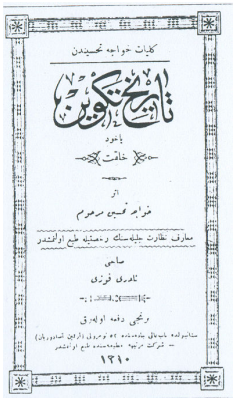
3.*Târih-i Tekvin yahut Hilkat* (İstanbul 1892/3): Kozmoloji alanına ilişkindir.

4.*Mürebbî-i Etfâl* (İstanbul 1872): Mahmud Nedim ile beraber yazılmıştır.

5.*Usûl-i Fenn-i Felâhet-Kimyâ-yı Zirâat* (İstanbul 1874): Mahmud Nedim'le birlikte ders kitabı olarak hazırlanmıştır.

6.*Nevâmis- Tabîiye:* Volney'in *La loi naturelle ou catéchisme du citoyen français* adlı eserinin çevirisidir. Eser her türlü dogmaya karşı bir eserdir. Bu yüzden de basılamamıştır.

7.Esâs-ı İlm-i He'yet



Resim 4

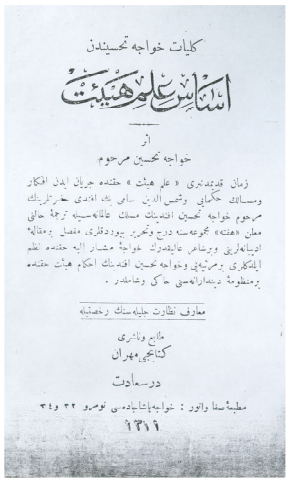
Târih-i Tekvin yahut Hilkat

3.2 Esâs-ı 'İlm-i Hey'et (Astronominin Esasları, 1880)

Eser ilk olarak "Hey'et-i Âlem" adıyla *Mecmûa-i Ulûm*'da (nr. 5, Safer 1297, s. 1–16) 1880 yılında, ikinci olarak ise *Esâs-ı 'İlm-i Hey'et* adıyla 1893/94 yılında İstanbul'da basılmıştır.

Eserin başında, Karahisar eski amiri Sâlih Bey-zâde Nâdirî Fevzî'nin yazdığı Giriş, Şemseddin Sami'nin Hoca Tahsin hakkında *Hafta* mecmuasında yazdığı edebi bir makale, bir şairin (muhtemelen Abdülhak Hâmid'in mersiyesi) Hoca Tahsîn Efendi hakkında yazdığı bir şiir ve Hoca Tahsin tarafından kaleme alınan astronomiye ilişkin bir şiir bulunmaktadır (s. 5–27). İçeriği şöyledir: [5]

Kısa astronomi tarihi
Göğün Görünen Hareketi
Teşerrük (Dört Yönün Belirlenmesi) ve Önemli Prensipler
Günlük Hareket
Eski Mısır Sistemi
Batlamyus Sistemi
Tycho Brahe Sistemi
Kopernik Sistemi
Yer'in Günlük ve Yıllık Hareketi
Kepler'in Yöntemleri
Çekim Kuvveti ve Sıklet-i Umumiye
Güneş Sistemi
Ilım ve Dönence Noktaları
Gezegenlerin Genel Durumları
Merkür
Venüs
Yerküre
Yer'in Günlük Hareketi Olasılığının Üstünlüğü
Düşen Cisimler Deneyleriyle Yer'in Hareketinin İspatı
Yer'in Ölçüsü, Enlem, Boylam ve İklimler


كليات خواجه تحسيندن

اساس علم هيئت

اثر

خواجه تحسين مرحوم

Resim 5

Esâs-ı İlm-i He'yet

Kendinden önce yayımlanmış kozmografya kitaplarına göre yeni ve oldukça farklı bir özellik taşıyan eser, teknik ayrıntıya kapılmadan konuyu kolayca kavranacak şekilde derli toplu anlatır. Hoca Tahsin'den önce Başhoca İshak Efendi modern astronomiye bir kapı açmıştı. Ancak Kopernik kuramına biraz şüpheyle yaklaşmış ve Kepler'e de fazla yer vermemişti. Oysa Hoca Tahsin tamamen Kopernik yanlısı yorumlarıyla hiçbir şüpheye mahal bırakmadan konuyu aktarmakta ve Kepler'in yasalarını ve Newton'un Evrensel Çekim Yasası'nı da tanıtmaktadır. Ayrıca eser özlü bir şekilde kaleme alınmıştır ve yalın ifadeler içermektedir. Batı'da astronomi ve kozmografyayı halkın seviyesine indirmek yolunda Fransa'da Camille Flammarion'un (1842–1925) yaptığı işi Hoca Tahsin bu eseriyle Türkiye'de yaptığını söylemek yanlış olmaz.

4. Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye'den (1831–1845) Sonra Yeni Astronomiden Bahseden Telif Eserler

Fenn-i Heyet (1851): *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*'nin basılmasında sonra Osmanlı Türklerinde çok sayıda bu alanla ilgili telif eser kaleme alınmıştır. Bunlardan tespit edebildiğimiz ilk eser, Mekteb-i Harbiye hocalarından Mustafa Safvet Paşa'nın (ö. 1895) soru-cevap biçiminde hazırlanmış olan *Fenn-i Heyet*'idir. [6]

Fenn-i Kozmografya (1863) ve *Mecmua-i Kozmografya* (1865): 1835'te tahsil için İngiltere'ye gönderilen ve Tuğgeneralliğe kadar yükselen Bostanî-zâde Mehmed Tahir Paşa (1811–1867) bu alanda iki önemli eser yazmıştır. Bunlardan ilki 1863'te basılan *Fenn-i Kozmografya* diğeri de 1865'te basılan *Mecmua-i Kozmografya*'dır.[7]

Gök (1879) ve *Kozmografya* (1900–1901): Düşünce tarihimiz açısından önemli bir şahsiyet olan Şemsettin Samî'nin de (1850-1904) astronomiye ilişkin eserleri vardır. Yanya'nın Premedi kazasının Dağlı nahiyesinde doğan Şemseddin Sâmi, 1879 yılında cep kütüphanesi serisinden *Gök* adlı eserini yayımladı. [8] Bunun dışında Milli Kütüphane Katalogları'nda 1900–1901 tarihli *Kozmografya* adlı bir eserinin adı geçmektedir. [9]

Kozmografya (1885): Bu alanda yazılan eserlerden biri de 1881'de Harbiye Mektebi'nin Erkân-ı Harbiye sınıfından Kurmay Yüzbaşı olarak mezun olan ve Mekteb-i Fünûn-ı Harbiye-i Şahâne'de dersler veren Mustafa Reşid'dir (ö. 1881'den sonra). Onun

astronomi konusunda yazmış olduğu *Kozmografya* adlı eseri 1885, 1887, 1890, 1892 ve 1893'te olmak üzere beş kez basılmış, muhtemelen de Mekteb-i Fünûn-ı Harbiye-i Şahâne'de ders kitabı olarak kullanılmıştır.

Heyet-i Bahriye (1888) ve *Heyet-i Felekiyye* (1889): Yine derslerde okutulan bir başka eser, Bahriye Binbaşısı olan Mustafa Hilmi'nin (ö. 1890'dan sonra) yazmış olduğu *Heyet-i Bahriye* (1888) ve *Heyet-i Felekiyye* (1890) adlı eserlerdir. Mustafa Hilmi, bunlardan *Heyet-i Bahriye*'yi İngiliz müelliflerden çeviri yoluyla meydana getirdiğini söyler. İkinci eseri ise Bahriye birinci sene öğrencilerine okutulmaktaydı.

Teşekkülât-ı Avâlim (1890): Yeni astronomiye ilişkin olarak Sultan II. Abdülhamid döneminde yaşayan ve eski Karahisar mutasarrıflarından Salih Bey'in oğlu olan Muallîm Nâdirî Fevzî'nin (1892'de sağ) de bir eseri vardır. Türkçe kaleme almış olduğu *Teşekkülât-ı Avâlim* (1890) adlı eserinden öğrendiğimize göre hocası Hoca Tahsin Efendi'nin rasathanesinde tedrisle uğraşmıştır. Kitapta yer alan düşüncelerini 1858 yılından sonra Paris Gözlemevi'nde çalışmaya başlayan Camile Flammarion'dan (1842-1925) aldığını söyler. Eserde modern astronomi konuları anlatılmaktadır. [10]

Kamere Dair Bazı Malumat: 1867'de İstanbul'da kurulan gözlemevinin müdürü olan Aristidi Coumbary (ö. 1896) tarafından yazılmıştır. Muhtemelen eser 1867–1896 tarihleri arasında kaleme alınmıştır. Eserin en ilginç yönü Ay fotoğrafları içermesidir. [11]

Muhtasar İlm-i Heyet (1898) ve *Kozmografya* (1898): Her iki kitapta, 1891'de Harbiye mezunu ve 1927'de başmuvakkit olan Ahmed Ziya Akbulut (1872–1938) tarafından kaleme alınmıştır. Daha çok bir ressam olarak tanınan Ahmed Ziya Akbulut, Sanâyi-i Nefîse Mektebi'nde (Güzel Sanatlar Akademisi) tasarı geometri, astronomi ve perspektif dersleri vermekteydi. [12]

Heyet Kitabı: Dönemin önemli matematikçilerinden Vidinli Tevfik Paşa (1832–1901) tarafından yazılmıştır. Vidinli Tevfik Paşa, Harbiye'den 1859 yılında kurmay yüzbaşı rütbesiyle mezun oldu ve buraya Cebir öğretmeni olarak atandı. Harbiye'de cebir, yüksek cebir, analitik geometri, diferansiyel ve entegral hesap, mekanik ve astronomi derslerini okuttu. Fransa'da balistik ve tüfek imalatı üzerinde incelemeler yapmak amacıyla, daha önce Paris'te açılmış bulunan Mektebî Osmânî'ye müdür yardımcısı olarak gönderildi. 1872'de, Amerika'daki bazı silah fabrikalarına ısmarlanan tüfeklerin imalatını ve şartnameye uygunluğunu denetleme göreviyle Amerika Birleşik Devletleri'ne gönderildi. Harbiye'de anlattığı ders notlarını *Usûl-i 'İlm-i Hisâb* adında ayrıntılı bir kitapta topladı; bu kitabın da sadece 224 sayfası basılabildi. Vidinli Tevfik Paşa, Osmanlı Devleti'nin son dönemde yetiştirdiği ender kişilerdendir. Almanya'dan Egel Ruj, Fransa'dan Lejyon de honour ve Belçika'dan Leopold nişanları almıştır. *Heyet Kitabı* adlı astronomi eserini ders dışındaki zamanlarında hazırlamış ancak kitap basılamamıştır. Kitap kayıptır. [13]

Kozmografya yahud İlm-i Ahvâl-Semâ: 1901'de Mühendishâne-i Berrî Hümâyün matbaasında basılan kitap Osman Nuri b. Ali tarafından hazırlamıştır. Abrurahman Aygün, *El-Musâhabât el-Felekiyye fi'l-İşârât el-Kurâniyye* adlı eserini hazırlarken bu kitaptan yararlanmıştır. [14]

Avâlim-i Felekiyye: 1909 yılında Ohannes Agopyan tarafından hazırlanmıştır. Ohannes Agopyan, Amasya Merzifon'daki Anatolya Koleji'nde Osmanlı edebiyatı hocalığı yapmıştır. Bu eseri hazırlarken adını vermediği İngiltere Kraliyet Gözlemevi müdür yardımcısının eserini kaynak aldığından söz eder. [15]

*İlm-i Heyet (*1908–1911) ve *Yeni Kozmografya Dersleri* (1915): Mercan Mekteb-i İdâdî-i Mülkisi'nde astronomi, cebir ve mekanik öğretmenliği yapan Hasip Dinçson (ö. 1934'ten sonra) tarafından hazırlanmış ve ders kitabı olarak okutulmuştur. [16]

Mufassal Kozmografya: Basım tarihi belli değildir. Bursalı Mehmed Tahir Bey'in hocası olan Ali Sulhi Bey (ö. 1915) tarafından kaleme alınmıştır. Ali Sulhi Bey, 1875'te Harbiye mektebinin piyade sınıfından mezun oldu ve Bursa askeri idâdîsinde kozmografya

hocalığı yaptı. 1912 yılında Societe Generale de France (Fransa Astronomi Derneği) tarafından fahri üye seçildi. [17]

Kâmûs-ı Riyâziyat (1897–1924) Salih Zeki Bey (1864-1921) tarafından yazılmıştır. *Kâmûs-ı Riyâziyat, m*atematik ve astronomi bilimlerinde kullanılan bütün terimleri açıklamak ve bütün matematikçilerle astronomların hayat öykülerini ve eserlerini tanıtmak amacıyla yayımlanmıştır. Türkiye'de yazılan ilk matematik ve astronomi bilimleri ansiklopedisi ve Türkiye'de yazılan ilk matematik ve astronomi tarihi ansiklopedisi olan bu eserin sadece iki cildi basılabilmiştir. [18]

El-Musâhabât el-Felekiyye fi'l-İşârât el-Kurâniyye (1921): Ali Sulhi Bey'in öğrencisi Abdurrahman Aygün (ö. 1962'den sonra) tarafından hazırlanmıştır. Hocası gibi Fransa Astronomi Derneği üyelerindendir. Osmanlıların son döneminde yetişen ve yeni astronomi gibi eski astronomiyi de bilen son örneklerdendir. *El-Musâhabât el-Felekiyye fi'l-İşârât el-Kurâniyye* adlı eserinde yeni astronomi verileriyle Kuran verilerinin uygunluk halinde olduğunu ispatlamaya çalışmıştır. Eser üç cilttir. 1921'de hazırlanmış ancak basılamamıştır. Birinci cildinde, evrenin oluşuma ilişkin kuramlarla Kuran'daki ayetlerin karşılaştırılmasına ilişkin bilgiler, Güneş Merkezli Sistem, Güneş'in sonu gibi bilgiler yer alır. İkinci ciltte, Ay, tutulmalar, gezegenler, asteroitler, yıldızlar ve kuyruklu yıldızlar anlatılır. Üçüncü cilt ise yıldızların bilinmeyen yönleri ve özel durumları ele alınır. Abdurrahman Aygün, bu eserinde yararlandığı kaynakları şöyle sıralar: Camille Flammarion'un tüm eserleri, Osman Nuri, Ahmed Ziya ve Salih Zeki'nin *Kozmografya* adlı eserleri, hocası Ali Sulhi Bey'in notları, Mustafa Hilmi'nin *Heyet-i Felekkiyye*'si, *Hadisât-ı Tabiiye* ve *Kuyruklu Yıldızlar* adlı eserler, Louis Fikye'nin *Arz ve Denizler*'i, Fransız Astronomi Derneği'nin 1908–1921 tarihleri arasında çıkan 44 sayılık yayınları ve Paris Gözlemevi'nde yapılan son çalışmalar. Görülüyor ki Abdurrahman Aygün Batı astronomisini yakından takip etmekteydi. [19]

Arz ve *Ecrâm-ı Semâviyyenin Hareketi:* Kandilli Gözlemevi'nin kurucusu ve ilk müdürü olarak tanınan Mehmed Fatin Gökmen (1877–1955) tarafından kaleme alınmışlardır. [20]

5. Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye'den (1831–1845) Sonra Yeni Astronomiden Bahseden Çeviri Eserler

Efkâr el-Ceberût fî Tercemet Esrâr el-Melekût (1848): Bakülü Kudsî olarak bilinen Azerbaycanlı Abaskulu Ağa İbn Mirzâ Muhammed Hân-ı Sanî'nin (ölümü 1846) *Esrâr el-Melekût* adlı eserinin çevirisidir. Bakülü Kudsî bu eseri önce Farsça yazmış sonradan Arapça'ya çevirmiş ve 1846'da Sultan Abdülmecid'e sunmuştur. Padişahın ilgisini çeken kitap daha sonra Sadrazam Reşid Paşa'nın görevlendirmesiyle Hayatizâde Seyyid Şeref Halil el-Elbistânî tarafından *Efkâr el-Ceberût fî Tercemet Esrâr el-Melekût* adıyla 1848'de Türkçeye çevrilmiştir.

Esrâr el-Melekût Kudsî'nin daha önce kaleme aldığı coğrafyaya ilişkin bir kitabın özetidir. Önsözde gökbilimin kısa tarihi verilir ve Kopernik Kuramı'ndan bahsedilir. Kopernik Kuramı burada en başarılı kuram olarak verilmektedir. Kudsî, eserini baştan sonra yeni gökbilim anlayışına göre yazmış ve tercihini bu kuram lehine kullanmıştır. Kudsî, tercih sebebini şöyle yazar:

> *"...Gerek Batlamyus ve gerekse Kopernik görüşlerinden birini tercih etmenin dinimiz açısından herhangi bir mahsuru yoktur. Çünkü bunlar dinle değil akılla ilgilidirler. Aklî hususlarda taklit câiz olmayacağından biz aklın tercih ettiğini kabul ederiz. Kopernik görüşünü akıl ve gözlem kaideleriyle karşılaştıran bazı Müslüman yeni gökbilimciler bu görüşün doğruluğunu, ayet ve hadislere dayanarak müdafaa etmişler, bilim ve gözlem esaslarına uymayan Batlamyus görüşünün nasıl olup da bu kadar zaman şöhretini devam ettirdiğine hayret etmişlerdir. Ben bu Kopernik görüşünün geometrik kaidelerden çıkarılmış olan açık ve kesin delillerle,*

ayrıca ayet ve hadislerle de uyuştuğunu, Batlamyus'unkinin ise bunun tersi olduğunu anladım."

Kitabın sonsözünde ise, yeni gökbilimin evren anlayışının Kuran-ı Kerim ve hadislerle desteklendiği vurgulanmış ve din-bilim uzlaşmasının sağlanmasına gayret edilmiştir. [21]

Risâle-i Kozmografya (1858): Fransa'da eğitim gören ve Mekteb-i Tıbbiye'de Fransızca hocası olan ve Bogos Hoca olarak tanınan Bogos Tiryakioğlu (ö. 1827'den sonra) tarafından hazırlanmıştır. Auguste Michelot'ın bir eserinin çevirisidir. [22]

İlm-i Heyet (1858–1860): J.J. Guillourd'un bir eserinin çevirisidir. Çeşitli illerin valiliğini yapan Baytar Mehmed Re'fet Paşa (ö. 1884) tarafından çevrilmiştir. Baytar Mehmed Re'fet Paşa, Mekteb-i Fünûn-ı Harbiye'de tahsil gördü ve 1849 yılında Erkân-ı Harbiye'nin süvari sınıfından baytar olarak mezun oldu. *İlm-i Heyet,* 1858 ve 1860 tarihlerinde Mekteb-i Fünûn-ı Harbiye matbaasında iki cilt olarak basılmıştır. Sülayman Sudî Efendi (ö. 1896), *Tabâkât-ı Müneccimîn* adlı eserinin yeni astronomiye ayrılan kısmında bu eserden bahsederken, kitabın yazarının ve çevireninin astronomide yetersiz olduğundan ve bu yüzden de kitabın önem kazanmadığından bahseder. [23]

Mebâde-i İlm-i Heyet yahud Kozmografya (1879): Kabataş Lisesi geometri ve Mektebi Bahriye-i Şahâne öğretmenlerinden Hüseyin Avni (ö. 1879'dan sonra) tarafından Elias Loomis'in (1811–1880) bir eserinden çevrilmiştir. [24]

Semâ yahud Kozmografya (1880): Fabr'ın bir kitabının Ahmed Cevad Paşa (ö. 1900) tarafından yapılmış çevirisidir. Ahmed Cevad Paşa, 1870 yılında Mekteb-i Harbiye'den birincilikle Kurmay Yüzbaşı olarak çıktı. 1891–1895 yıllarında sadrazamlık yaptı. [25]

Kozmograya yahud İlm-i Ahvâl-i Sema (1875–1882): Hasan Bedreddin Paşa (1850–1912) tarafından yapılmış Guillemin – Brieux'un bir eserinin çevirisidir. Bedri Paşa olarak da tanınan Hasan Bedreddin Paşa, Harbiye Mektebi'nden Kurmay olarak mezun oldu ve 1875 yılında kolağası ve sonra kaymakam ve miralay oldu. 1875 yılında Meclis-i Meârif-i Askeri tarafından ödüllendirilen *Kozmograya yahud İlm-i Ahvâl-i Sema* adlı çevirisi 8 bölüm ve bir sonsözden oluşur. İçeriği şöyledir: [26]

Birinci Bölüm: Yer ve Yer'in günlük hareketi
İkinci Bölüm: Yer ve Yer'in yıllık hareketi yahut Güneş'in görünen hareketi
Üçüncü Bölüm: Güneş
Dördüncü Bölüm: Ay
Beşinci Bölüm: Ay ve Güneş Tutulmaları
Altıncı Bölüm: Gezegenler
Yedinci Bölüm: Yıldızlar
Sekizinci Bölüm: Sabit Yıldızlar
Sonsöz: Astronominin bilim ve sanayiye tatbikatı.

Tevârih-i İslâmiyye ile Hristiyâniyye'nin Tevfik ve Tatbikî için Usûl-i Cedîde (1886): Emile Lucanie'nın [27] bir eserinin Ahmed Fahri Bey (ö. 1908'den sonra) tarafından yapılmış çevirisidir. Ahmed Fahri Bey, 1880'de Darüşşafaka'dan mezun oldu ve 1882'de Paris'e Telgraf Yüksek Okulu'na tahsil için gönderildi. Döndükten sonra Bahriye okullarında matematik telgrafçılık ve elektrik dersleri verdi. [28]

İlm-i Heyet ve Taksîm-i Arazî (1889): Auguste - Etienne Faye'ın bir eserinin, tahsil için Paris'e giden ve Mekteb-i Fünûnu-ı Harbiye-i Şahâne'de yüksek makine ve analitik geometri dersleri veren Ali Rıza (ö. 1908'den sonra) tarafından yapılmış çevirisidir. [29]

Medhâl-i İlm-i Heyet yahud Kozmografya (1890): İngiltere'de ihtisas yapmış olan Mekteb-i Fünûnu-ı Harbiye İdâdisi Fransızca öğretmenlerinden Ali Haydar Daniş (ö. 1886) tarafından yapılamış olan H. Leon'un bir eserinin çevirisidir. [30]

Yeni Kozmografya (1913) ve *Muhtasar Kozmografya* (1916): Salih Zeki Bey (1864-1921) tarafından Fransızcadan tercüme edilmişlerdir. İki kitabın da yazarları belli değildir. 1913'te basılan *Yeni Kozmografya* adlı eseri ise yeni astronomiye ilişkin detaylı teknik ayrıntılar içerir. İçeriği şöyledir: [31]

Birinci Bölüm: Gökküre – Günlük hareketin incelenmesi
İkinci Bölüm: Gözlem araçları, kutup yüksekliği, göksel koordinat
Üçüncü Bölüm: Yer: Şekli, dolanımı, büyüklüğü, ait olanları, coğrafi koordinatlar
Dördüncü Bölüm: Yer: Yer'in gerçek şekli
Beşinci Bölüm: Yer: Coğrafya haritaları
Altıncı Bölüm: Güneş: Görünen hareketi
Yedinci Bölüm: Güneş: Zamanın ölçülmesi, takvim, Güneş'in Yer'e olan mesafesi, büyüklüğü ve fiziki yapısı
Sekizinci Bölüm: Güneş: Güneş'in görünen ortalama hareketi
Dokuzuncu Bölüm: Güneş: Yer'in Güneş etrafındaki gerçek hareketi
Onuncu Bölüm: Ay: Görünen hareket, safhaları ve dolanımı
On Birinci Bölüm: Ay: Ay ve Güneş tutulması
On İkinci Bölüm: Gezegenler: Güneş sistemi, gezegenlerin gerçek ve görünen hareketleri
On Üçüncü Bölüm: Gezegenler: gezegenlerin şekillerine dair bilgiler
On Dördüncü Bölüm: Kuyruklu yıldızlar; meteorlar ve göktaşları
Ek:
A. Yer: Atmosfer, kırılma, mevsim rüzgarları
   1. Atmosfer ve atmosferik kırılma
   2. Atmosferin hareketi – mevsim rüzgarları
B. Yer: Paralaks
C. Güneş: Güneş saatleri
D. Güneş ve Ay: Takvimler
E. Güneş
F. Ay: Ay'ın görünen çapı
G. Ay: Ay Güneş tutulması
H. Gezegenler: Işık hızı
İ. Yıldızlar: Yıldızların paralaksları: Işığın sapıncı
   1. Yıldızların yıllık paralaksları
   2. Işığın sapıncı
J. Gel – Git kuramı

5.1 Camille Flammarion'un Eserlerinin Çevirileri

Nicolas Camille Flammarion (1842–1925) ünlü Fransız astronomdur. Astronomi alanında yapmış olduğu popüler eserlerle tanınmaktadır. Bu alanda çok sayıda eseri olan Camille Flammarion, *L'Astronomie* adlı astronomi dergisinin de yayımlanmasında öncü olmuştur. Aynı zamanda Fransa Astronomi Derneği'nin kurucularındandır ve ilk başkanlığını yapmıştır.

Flammarion'un tespit edebildiğimiz sekiz eseri Türkçeye çevrilmiştir. Türkiye'de astronominin halka ulaşmasında onun çevirilerinin çok önemli rol oynadığını söyleyebiliriz. Onun ilk çevrilen eseri *Fünûn Hilkât-i Âdemden Evvel Alem* (İnsanın Yaratılışından Önce Evren, *Le Monde avant la création de l'homme*, 1885) adıyla 1891 yılında Mehmed Ali tarafından yapıldı. İkinci çevirisi ise Mehmed Cemal tarafından 1892'de *Feza-yı Na-mütenahiye Doğru Seyahat yahud Esir İçinde Temaşa-yı Celâl-ı Hilkat* (Sonsuz Fezâya

Doğru ya da Esir İçinde Yüce Yaratıkları Temaşa Etmek, *Dans l'infini*, 1872) adıyla yapılan çeviridir. Bunu Yusuf Ziya tarafından çevrilen *Urani (Uranie,* 1892) (Uranüs, *Uranie*, 1889) izledi. Ardından yine Yusuf Ziya tarafından yapılan bir başka çevirisi yayımlandı: *Menâzır-ı Evâlim* (1895). 1895 Mehmed Halil onun bir eserini *Avâlim-i Seyyarât* adıyla çevirdi. [32] Bunu 1896'da Abdülgani Seniy Yurtman tarafından çevrine *Zemin ve Asüman, Cazibe* (Yer, Gök ve Çekim, *Les Teres du ciel*, 1877) izledi. 1907 yılında Hüseyin Hüsnü (ö. 1840) [33] onun bir eserini *Küçük İlm-i Heyet* adıyla çevirdi. Son olarak *La fin du Monde* (1894) adlı eseri 1909 yılında *Dünyanın Sonu* adıyla Ali Muzaffer tarafından çevrildi.

6. Sonuç

1.1660'lardan itibaren Osmanlılar, Batı'dan yapılan zîc ve coğrafya eserlerinin çevirileri ile Güneş Merkezli Sistem'i tanımaya başlamışlardır. Bu alanda en önemli katkı 17. yüzyılda İbrahim Müteferrika tarafından yapılmıştır.

2.Buna karşın Osmanlıların geleneksel astronomiden kopması ve Kopernik Sistemi'ni kabul edişi 19. yüzyılın ortalarını bulmuş, yeni astronomi kavramlarına kuşkulu bakış açısı bu döneme kadar devam etmiştir.

3.Kopernik Kuramı'ndan ayrıntılı olarak ilk bahseden ve bu kuşkulu bakış açısını terk eden Hoca İshak Efendi'nin eseridir. Kopernik Kuramı'nın derslerde okutulması da onun sayesinde olmuştur. *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*'den sonra yeni astronomiden bahseden bu tür eserlerin sayısı artmıştır.

4.Hoca Tahsin Efendi ise bu alanda önemli bir adımı temsil etmektedir. Zira hem kesin olarak Kopernik Kuramı'nı benimsemiş ve hem de yeni astronomi kavramlarını halka anlatma çabası içerisine girmiştir.

5.Yeni astronominin Osmanlılar tanınması konusunda yurtdışına tahsil için gönderilenler ve askerler öncülük etmiştir.

6.Bu alanda yapılan çevirilerle de yeni kavramlar Osmanlılara girmiştir. Özellikle Camille Flammarion'un eserlerinin çevirisi büyük önem taşımaktadır.

Tablo 1

Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye'den Önce Modern Astronomiden Bahseden Eserler			
Basım Yılı	**Kitabın Adı**	**Yazarı**	**Çeviren**
1660-1664	*Secencel el-Eflâk fî Gâyet el-İdrâk*	Noel Durret	Tezkireci Köse İbrahim Efendi
1685	*Nusret el-İslâm ve'l-Surur fî Tahrîri Atlas Mayor (Coğrafya-yı Atlas*)	Wilhelm Janszoon Blaeu ve Joan Blaeu	Ebû Bekr ibn Behrâm ibn Abdullâh el-Dimaşkî
1732	Kâtip Çelebi'nin *Cihannümâ*'sına ilaveler	-	Müteferrika
1733	*Mecmûa Hey'et el-Kadîme ve'l-Cedîde*	Andreas Cellarius	Müteferrika
1751	*Tercüme-i Kitâb-ı Coğrafya*	Bernhard Varenius	Osman ibn 'Abdulmannân
1767	*Tercüme-i Zîc-i Clairaut*	Alexis-Claude Clairaut	Halife-zâde
1772	*Tuhfe-i Behîc-i Rasînî Tercüme-i Zîc-i Cassinî*	Jacques Cassini	Halife-zâde
1824	*Mir'ât el-'Âlem*	Ali Kuşçu	Seyyid Ali Paşa
1825	*Mârifetnâme*	-	Erzurumlu İbrahim Hakkı
1826	*Tercüme-i Zîc-i Laland*	Joseph-Jérôme Lefrançais de Lalande	Hüseyin Hüsnî
1831	*el-Medhâl fi'l-Coğrafya*	-	Hüseyin Rıfkı Tâmanî
1824	*Mirât el-Âlem*		Seyyid Ali Paşa

Tablo 2

Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye'den Sonra Basılan Astronomiye İlişkin Telif Eserler		
Basım Yılı	**Kitabın Adı**	**Yazarı**
1831–1845	*Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*	Başhoca İshâk Efendi
1851	*Fenn-i Heyet*	Mustafa Safvet Paşa (ö. 1895)
1863	*Fenn-i Kozmografya*	Mehmed Tahir Paşa (1811-1867)
1865	*Mecmua-i Kozmografya*	Mehmed Tahir Paşa
1867	*Suvâr el-Kevâkib ve Haritât el-Semâ*	Şirvanlı Ahmed Hamdi (1831-1890)
1868	*Kozmografya yahud İlm-i Ahvâl-i Sema*	İsmail Ankaravî
1872	*Kitâb-ı İlm-i Heyetde Noksan Görünen Mebâhisi Hâvî Risâledir*	Seyyid Seyfullah
1879	*Gök*	Şemseddin Samî (1850-1904)
1880/1893	*Esâs-ı İlmi Heyet*	Tahsin Hoca
1882	*Kozmografya yahud Fenn-i Ahvâl-i Kâinat*	İbnü'l-Hüsam Rifat, Nikolo Vasli
1885	*Kozmografya*	Mustafa Reşid (ö. 1881'den sonra)
1886	*El-Usûl el-Vâfiya fî İlm el-Kozmografya*	Hasan Hüsni Efendi (ö. 1890'dan sonra)
1888	*Kozmografya*	Sami Paşazâde Sezai
?	*Heyete Dair Bir Eser*	Binbaşı Eşref Bey (ö. 1892)
1888	*Heyet-i Bahriyye*	Mustafa Hilmi (ö. 1890'dan sonra)
1889	*Heyet-i Felekiyye*	Mustafa Hilmi (ö. 1890'dan sonra)
1889	*Kubbe-i Semâya Bir Nazar*	Ahmed Raşid Paşa (ö. 1891)
1890	*Teşekkülât-ı Avâlim*	Nâdirî Fevzî (ö. 1892'den sonra)
?	*Kamere Dair Bazı Malumat*	Coumbary (ö. 1896)
1897–1924	*Kâmûs-ı Riyâziyat*	Salih Zeki (1864-1921)
1898	*Muhtasar İlm-i Heyet*	Ahmed Ziya Akbulut (1872-1938)
1898	*Kozmografya*	Ahmed Ziya Akbulut
?	*İlm-i Heyet Dersleri*	Mahmud Ekrem (20. yy)
?	*Mecmua-i İlm-i Felek*	Hüsrev Paşalı Süleyman (20. yy)
?	*Heyet Kitabı*	Vidinli Tevfik Paşa (1832-1901)
1900–1901	*Kozmografya*	Şemseddin Sami
1901	*Kozmografya yahud İlm-i Ahvâl-Semâ*	Osman Nuri b. Ali
1905	*İlm-i Heyetde Noksan Görünen Mebâhisi Hâvî Risâle*	İsmail Ferid
1909	*Avâlim-i Felekiyye*	Ohannes Agopyan
1909	*Dürûs-ı Melekûti Ya İstilâhat-i Muaddele ve Mesail-i Şeriyye ve Hey'iyeli Mükemmel Kozmografya*	Mehmed Saffet Paşa (ö. 1911)
1908–1911	*İlm-i Heyet*	Hasip Dinçsoy
?	*Mufassal Kozmografya*	Ali Sulhi Bey (ö. 1915)
1915	*Yeni Kozmografya Dersleri*	Hasip Dinçsoy
?	*İlm-i Heyet*	Ahmed Ragıp Paşa (ö. 1917)
?	*Risâle fî İlm-i Felek*	Muhammed el-Seyfî (ö. 1918)
1921	*El-Musâhabât el-Felekiyye fî'l-İşârât el-Kurâniyye*	Abdurrahman Aygün (ö. 1962'den sonra)
1924	*Kozmografya*	Mehmed Fikri Santur
?	*Arz*	Fatin Gökmen (1877-1955)
?	*Ecrâm-ı Semâviyyenin Hareketi*	Fatin Gökmen (1877-1955)

Tablo 3

Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye'den Sonra Basılan Astronomiye İlişkin Çeviri Eserler			
Basım Yılı	**Kitabın Adı**	**Yazarı**	**Çeviren**
1848	*Efkâr el-Ceberût fî Tercemet Esrâr el-Melekût*	Bakülü Kudsî	Hayatizâde Seyyid Şeref Halil el-Elbistânî (ölümü 1851)
1858	*Risâle-i Kozmografya*	Auguste Michelot	Bogos Tiryakioğlu (ö. 1827'den sonra)
1858	*İlm-i Heyet*	J.J. Guillourd	Baytar Mehmed Re'fet Paşa (ö. 1884)
1879	*Mebâde-i İlm-i Heyet yahud Kozmografya*	Elias Loomis	Hüseyin Avni (ö. 1879'dan sonra)
1880	*Semâ yahud Kozmograya*	Fabr	Ahmed Cevad Paşa (ö. 1900)
1875–1882	*Kozmograya yahud İlm-i Ahvâl-i Sema*	Guillemin - Brieux	Hasan Bedreddin Paşa (1850-1912)
1886	*Tevârih-i İslâmiyye ile Hristiyâniyye'nin Tevfik ve Tatbikî için Usûl-i Cedîde*	Emile Lucannie	Ahmed Fahri Bey (ö. 1908'den sonra)
1888	*İlm-i Heyet (Muhtasar)*	?	Necib Asım Yazıksız
1889	*İlm-i Heyet ve Taksîm-i Arazî*	Auguste - Etienne Faye	Ali Rıza (ö. 1908'den sonra)
1890	*Medhâl-i İlm-i Heyet yahud Kozmografya*	H. Leon	A. Haydar Daniş (ö. 1886)
1891	*Fünûn Hilkât-i Âdemden Evvel Alem* [34]	Camille Flammarion	Mehmed Ali
1892	*Feza-yı Na-mütenahiye Doğru Seyahat yahud Esir İçinde Temaşa-yı Celâl-ı Hilkat* [35]	Camille Flammarion	Mehmed Cemal
1892	*Urani (Uranie)* [36]	Camille Flammarion	Yusuf Ziya
1893/94	*Kamer*	Amedée-Victor Guillemin	Mahmud Esad Efendi
1895	*Menâzır-ı Evâlim*	Camille Flammarion	Yusuf Ziya
1895	*Avâlim-i Seyyarât*	Camille Flammarion	Mehmed Halil
1896	*Zemin ve Asüman, Cazibe* [37]	Camille Flammarion	Abdülgani Seniy Yurtman
1907	*Küçük İlm-i Heyet*	Camille Flammarion	Hüseyin Hüsnü (ö. 1840)
1909	*Dünyanın Sonu* [38]	Camille Flammarion	Ali Muzaffer
1913	*Yeni Kozmografya*	?	Salih Zeki
1916	*Muhtasar Kozmografya*	?	Salih Zeki
1925	*Kozmografya*	L'Abbé Moreux [39]	Ali Allahyar

Kaynaklar ve Notlar

[1] Konuyla ilgili ayrıntılı bilgi için bkz. Unat, Y., (1999), "Osmanlı Astronomisine Genel Bir Bakış", *Osmanlı,* Yeni Türkiye Yayınları, Editör: Güler Eren, 8, 411–420; Unat, Y., (2002), "Çağdaş Astronominin Türkiye'ye Girişi", *Türkler,* Yeni Türkiye Yayınları, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, 14, 906–914; Unat, Y., (2001), *İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi,* Ankara, Nobel Yayınevi; Unat, Y., (2001), *Seyyid Ali Paşa, Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi,* Ankara, Kültür Bakanlığı Yayınları; Unat, Y., Kalaycıoğulları, İ., (2004), "Kopernik Kuramı'nın Türkiye'deki Yansımaları", XIV. Ulusal Astronomi Kongresi, Kayseri Erciyes Üniversitesi.

[2] Hayatı ve astronomi eserleri için bkz: İhsanoğlu, E., Şeşen, Ramazan., İzgi, C., Akpınar, C., Fazlıoğlu, İ., (1997), *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi (OALT),* Cilt 1, İstanbul, nr. 415, 577–579; İhsanoğlu, E., "İshak Efendi, Başhoca", *TDV İA,* 22, 529-530.
[3] Hoca İshak Efendi, (1261), *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*, İstanbul.
[4] Hayatı ve astronomi eserleri için bkz: *OALT,* nr. 458, 622–623; Akün, Ö. F., "Hoca Tahsin", *TDV İA,* 18, 198–206.
[5] Hoca Tahsin, (1880) "Hey'et-i Âlem", *Mecmûa-i Ulûm*, nr. 5, Safer 1297, 1–16; Hoca Tahsin, (1893/94), *Esâs-ı 'İlm-i Hey'et*, İstanbul.
[6] *OALT,* nr. 516, 675–676.
[7] *OALT,* nr. 441, 608.
[8] *OALT,* nr. 527, 688–689.
[9] *Eski Harfli Türkçe Basma Eserler Bibliyografyası*, (2001), Milli Kütüphane.
[10] *OALT,* nr. 509, 662–663.
[11] *OALT,* nr. 517, 676–678.
[12] *OALT,* nr. 533, 717–719.
[13] *OALT,* nr. 525, 686–687.
[14] *OALT,* nr. 484, 637.
[15] *OALT,* nr. 480, 636.
[16] *OALT,* nr. 552, 716–717.
[17] *OALT,* nr. 540, 699–700.
[18] *OALT,* nr. 546, 707–709.
[19] *OALT,* nr. 556, 725–727.
[20] *OALT,* nr. 555, 720–725.
[21] *OALT,* nr. 428, 591–592.
[22] *OALT,* nr. 407, 567.
[23] *OALT,* 672–673.
[24] *OALT,* nr. 450, 616.
[25] *OALT,* nr. 522, 682–683.
[26] *OALT,* nr. 536, 695–696.
[27] Fransızdır. Süveyş Kanalı'nda iş bularak oraya gitmek üzere İstanbul'dan geçerken hükümet tarafından İstanbul'da kalması teklif edildi. Telgraf fen işlerini idare etti. Elektrik müşaviri unvanını aldı. 1880 yılında Darüşafaka programına elektrik dersleri konuldu ve öğretmenliğine Lucannie getirildi (*OALT,* 692).
[28] *OALT,* nr. 531, 692.
[29] *OALT,* nr. 532, 692–693.
[30] *OALT,* nr. 495, 646.
[31] Salih Zeki, (1913), *Yeni Kozmografya,* İstanbul.
[32] *OALT,* nr. 476, 635–636.
[33] Hüseyin Hüsnü, 1826 yılında müneccimbaşılığa kadar yükseldi. 1838'de Selânik kadısı oldu. 1806'da Fransız astronom Joseph-Jérôme Lalande'nin (1732-1807) zicini *Terceme-i Zîc-i Lalande* adıyla Türkçeye çevirdi (*OALT,* nr. 419, 581–584).
[34] *Le Monde avant la création de l'homme* (İnsanın Yaratılışından Önce Evren, 1885).
[35] *Dans l'infini* (Sonsuz Fezaya Doğru ya da Esir İçinde Yüce Yaratıkları Temaşa Etmek 1872).
[36] *Uranie* (Uranüs 1889).
[37] *Les Teres du ciel* (Yer, Gök ve Çekim 1877).
[38] *La fin du Monde*, 1894.
[39] Camille Flammarion'un öğrencisidir.

KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARDA SOĞUK KÜTLE AKTARIM DİSKLERİ

Uğur URAL[1], Ulf TORKELSSON[2]

Özet

Cüce nova sistemleri kırmızı cücenin madde aktarım hızının beyaz cüce etrafındaki yığılım diskini kararsız kılacak değerlerde olduğu kataklismik değişenlerdir. Bu ara değerlerde disk yüksek ve alçak madde aktarım hızları arasında salınır. Cüce novaların parlama evresine denk gelen yüksek madde aktarım hızlarında madde aktarımı yapan kataklismik değişenlerin varlığı bilinmektedir. Bu çalışmada ise madde aktarımının yavaş olması nedeniyle beyaz cüce üzerine düşen madde miktarının sürekli olarak düşük olduğu sistemlerin yapısını inceliyoruz. Bu durumda Kramer opasitesi geçersiz olduğundan, klasik Shakura - Sunyaev α disk çözümünde soğuk sistemler için geçerli opasite kanunları kullanılarak yarıçap doğrultusunda üç bölgeye ayrılmış bir disk modeli sunuyoruz. Bu çalışmayla ilgili daha ayrıntılı bir makale Torkelsson ve Ural tarafından hazırlanmaktadır.

Abstract

Dwarf nova systems are cataclysmic variables in which the mass transfer rate from the secondary red dwarf is at an intermediate rate at which there is not any stable state for the accretion disc that surrounds the white dwarf. The accretion disc is therefore oscillating semi-regularly between one state with a low accretion rate and another with a high accretion rate. Other known cataclysmic variables, such as the novalike variables, have discs that are constantly accreting at a high rate corresponding to the outburst state of a dwarf nova. In this paper we report on calculations of the structure of an accretion disc that is permanently caught in the low accretion rate state because of the low rate at which mass is transferred from the secondary. As the Kramer's opacity is not valid for the temperature and density ranges in these systems, a radially divided accretion disc modelled with Shakura – Sunyaev α disc solutions for three different opacity laws is presented here. A more extensive paper on the subject is also in preparation by Torkelsson and Ural.

1. Giriş

Bir kataklismik değişende kırmızı cüce Roche lobunu doldurarak beyaz cüceye madde aktardığında, madde açısal momentumu nedeniyle yıldızın çevresinde bir yığılım diski oluşturur. Beyaz cüce üzerine maddenin düşme miktarı olan $\dot{M}$, S – M düzleminde bir S-eğrisi çizer. Disk, eğrinin eğiminin negatif olduğu orta kolda kararsız, pozitif olduğu kollarda ise dengededir. $\dot{M}$ değeri negatif eğimli orta kola denk geldiğinde sistem karalı durumlar arasında gidip gelerek ani parlamalar gösterir. Yalnız üst kolda bulunan sistemlerin varlığı

[1] *Chalmers Technical University. Radyo ve Uzay Bilimleri Bölümü, Göteborg İsveç*
[2] *University of Leicester, Fizik ve Astronomi Bölümü, Leicester, İngiltere, uu2@astro.le.ac.uk*
Department of Physics, Göteborg University, 412 96 Gothenburg, Sweden

bilinmesine rağmen alt kolda şimdiye kadar yalnız GD 552 bulunmuştur. Bu sistemlerin daha soğuk ve sönük olmaları nedeniyle gözden kaçmış olmalarıysa doğaldır.

Bu model oluşturulurken karşımıza çıkan zorluklardan biri sıcaklığın her yerde 6500K'in altında olması, dolayısıyla da standart Kramer opasitesinin kullanılamayacak olması; diğeri ise bu düşük kütle aktarım hızlarında optik derinliğin azalması ve diskin yer yer optik olarak ince olma olasılığının var olmasıydı. Burada yalnız optik olarak kalın bir disk modelini geçerli parametrelerle birlikte sunuyoruz.

2.Disk Denklemleri

Disk denklemlerini Frank, King, Raine [1]'deki geometrik olarak ince, optik olarak kalın Shakura-Sunyaev[2] α disk çözümlerinden alındı. Çözümlerde kullanılan sabitler; kütle çekim sabiti G, Boltzmann sabiti k, hidrojen atomunun kütlesi m_H ve moleküler ağırlıktır (μ).

Dikey olarak hidrostatik dengede bulunan sistem için disk kalınlığı:

$$H = c_s \left(\frac{R^3}{GM} \right)^{1/2} \tag{1}$$

olup,

$$c_s = \left(\frac{P}{\rho} \right)^{1/2} \tag{2}$$

izotermal ses hızı, P ise

$$P = \frac{\rho k T_c}{\mu m_H} \tag{3}$$

olan gaz basıncıdır.Diskin kütlesi ,yüzey yoğunluğu

$$\Sigma = \rho H \tag{4}$$

kullanılarak,

$$M = 2\pi R \Sigma \mathrm{v}_R \tag{5}$$

olarak hesaplanabilir.

İç yörüngelere doğru hareket eden maddenin viskozite yardımıyla açısal momentumunu dış katmanlara aktardığı diskte viskozite, yüzey yoğunluğu ve kütle aktarım miktarı birbirlerine aşağıdaki şekilde bağlıdır:

$$\nu \Sigma = 3\pi \dot{M} \left(1 - \frac{R_s}{R} \right)^{1/2} . \tag{6}$$

Burada ν, türbülant viskozite olup ses hızı ve disk kalınlığına bağlı olarak boyutsuz α parametresi kullanılarak

$$\nu = \alpha c_s H \tag{7}$$

şeklinde ifade edilebilir.

Maddenin merkeze yaklaşırken kaybettiği potansiyel enerji

$$D(R) = \frac{3GM\dot{M}}{8\pi R^3} \left(1 - \frac{R_s}{R} \right)^{1/2} \tag{8}$$

diskin yayımladığı kara cisim ışımasına

$$D = \frac{4\sigma T^4}{3\tau} \tag{9}$$

eşittir. Ve son olarak optik derinlik

$$\tau = \Sigma \kappa_R \tag{10}$$

olarak yazılır. Burada κ_R, yoğunluk ve sıcaklığa bağlı opasite kanunu olup bu çalışma için standart çözümlerden farklı olarak kullandığımız üç opasite kanunu [3] aşağıda verilmiştir:
Hidrojenden saçılma için:

$$\kappa_R = 2\times10^{80}\rho T_c^{\,24}; \tag{11}$$

Moleküller için:

$$\kappa_R = 10^{-9}\rho^{2/3}T_c^{\,3}; \tag{12}$$

Metal taneciklerinin buharlaşması için:

$$\kappa_R = 10^{-37}\rho^{1/3}T_c^{\,10}. \tag{13}$$

Bir sonraki bölümde uygun yarıçaplarda bölünen diskin her üç bölgesi için bulduğumuz sonuçları veriyoruz.

3.Çözümler

Disk çözümlerini verirken sonuçları yorumlamayı kolaylaştırmak açısından bazı sadeleştirmeler yapıyoruz. Aşağıdaki denklemlerde R_8=R/10^8, $m = M/M_{güneş}$, $\dot{M}_{13} = \dot{M}/10^{13}$ olup değerleri yaklaşık olarak bire eşittir ve $f = \left(1-\left(R_s/R\right)^{1/2}\right)^{1/4}$ dönüşümleri yapılmıştır.

3.1 Hidrojenden Saçılma

Diskin sıcak olduğu yıldıza yakın kısımda hidrojenden saçılma en önemli opasite kaynağıdır. Aşağıdaki sonuçlar denklem (11) kullanılarak bulunmuştur. $R_8 \approx$ m $\approx \dot{M}_{13} \approx 1$ olduğundan denklemlerin α parametresine bağlı değişimi doğrudan görülebilir.

$$\Sigma = 470\mu^{4/3}\alpha^{-35/27}R_8^{\,-49/18}m^{49/54}\dot{M}_{13}^{41/27}f^{-164/27} \quad \text{kg m}^{-2} \tag{14}$$

$$T_c = 3.2\times10^{3}\mu^{-1/3}\alpha^{8/27}R_8^{\,11/9}m^{11/27}\dot{M}_{13}^{-14/27}f^{-56/27} \quad \text{K} \tag{15}$$

$$H = 4.4\times10^{5}\mu^{-2/3}\alpha^{4/27}R_8^{\,19/9}m^{-19/27}\dot{M}_{13}^{-7/27}f^{-28/27} \quad \text{m} \tag{16}$$

$$\rho = 10^{-3}\mu^{2}\alpha^{-13/9}R_8^{\,-29/6}m^{-29/18}\dot{M}_{13}^{16/9}f^{64/9} \quad \text{kg m}^{-3} \tag{17}$$

$$\tau = 0.05\mu^{-4/3}\alpha^{32/27}R_8^{\,71/9}m^{-71/27}\dot{M}_{13}^{-83/27}f^{-332/27} \tag{18}$$

$$\nu = 2.3\times10^{12}\mu^{-4/3}\alpha^{35/27}R_8^{\,49/18}m^{-49/54}\dot{M}_{13}^{-14/27}f^{-56/27} \quad \text{N s m}^{-2} \tag{19}$$

$$v_R = 34\mu^{-4/3}\alpha^{35/27}R_8^{\,31/18}m^{-49/54}\dot{M}_{13}^{-14/27}f^{-164/27} \quad \text{m s}^{-1} \tag{20}$$

3.2 Moleküller

Diskin orta kısmında sıcaklık ve yoğunluk moleküllerin etkili olduğu aralıkta olduğundan denklem (12) kullanılmıştır.

$$\Sigma = 150\mu^{1/3}\alpha^{-4/9}R_8^{\,2/3}m^{-2/9}\dot{M}_{13}^{1/9}f^{4/9} \quad \text{kg m}^{-2} \tag{21}$$

$$T_c = 10^{4}\mu^{2/3}\alpha^{-5/9}R_8^{\,-13/6}m^{13/18}\dot{M}_{13}^{8/9}f^{-32/9} \quad \text{K} \tag{22}$$

$$H = 7.9\times10^{5}\mu^{-1/6}\alpha^{-5/18}R_8^{\,5/12}m^{-5/36}\dot{M}_{13}^{4/9}f^{16/9} \quad \text{m} \tag{23}$$

$$\rho = 1.9\times10^{-4}\,\mu^{1/2}\alpha^{-1/6}R_8^{-1/4}m^{-1/12}\dot{M}_{13}^{-1/3}f^{-4/3}\ \mathrm{kg\ m^{-3}} \quad (24)$$

$$\tau = 4.9\mu^{8/3}\alpha^{-20/9}R_8^{-17/3}m^{17/9}\dot{M}_{13}^{23/9}f^{92/9} \quad (25)$$

$$\nu = 7.2\times10^{12}\,\mu^{-1/3}\alpha^{4/9}R_8^{-2/3}m^{2/9}\dot{M}_{13}^{8/9}f^{32/9}\ \mathrm{N\ s\ m^{-2}} \quad (26)$$

$$v_R = 1.1\times10^{2}\,\mu^{-1/3}\alpha^{4/9}R_8^{-5/3}m^{2/9}\dot{M}_{13}^{8/9}f^{-4/9}\ \mathrm{m\ s^{-1}} \quad (27)$$

3.3 Metal Taneciklerinin Buharlaşması

Son olarak dış kısımda metal parçacıklarının buharlaşması başlıca opasite sebebi olarak ortaya çıkıyor. Önceki bölümlerde olduğu gibi uygun opasite denklemini (denklem (13)) kullanıldığında bu bölümün çözümü aşağıdaki şekilde bulunmuştur.

$$\Sigma = 720\mu^{56/61}\alpha^{-57/61}R_8^{-153/122}m^{51/122}\dot{M}_{13}^{55/61}f^{229/61}\ \mathrm{kg\ m^{-2}} \quad (28)$$

$$T_c = 2.1\times10^{3}\,\mu^{5/61}\alpha^{-4/61}R_8^{-15/61}m^{5/61}\dot{M}_{13}^{6/61}f^{24/61}\ \mathrm{K} \quad (29)$$

$$H = 3.6\times10^{5}\,\mu^{-28/61}\alpha^{-2/61}R_8^{84/61}m^{-28/61}\dot{M}_{13}^{3/61}f^{12/61}\ \mathrm{m} \quad (30)$$

$$\rho = 2\times10^{-3}\,\mu^{84/61}\alpha^{-55/61}R_8^{-321/122}m^{107/122}\dot{M}_{13}^{-52/61}f^{208/61}\ \mathrm{kg\ m^{-3}} \quad (31)$$

$$\tau = 8.6\times10^{-3}\,\mu^{20/61}\alpha^{-16/61}R_8^{123/61}m^{-41/61}\dot{M}_{13}^{-37/61}f^{148/61} \quad (32)$$

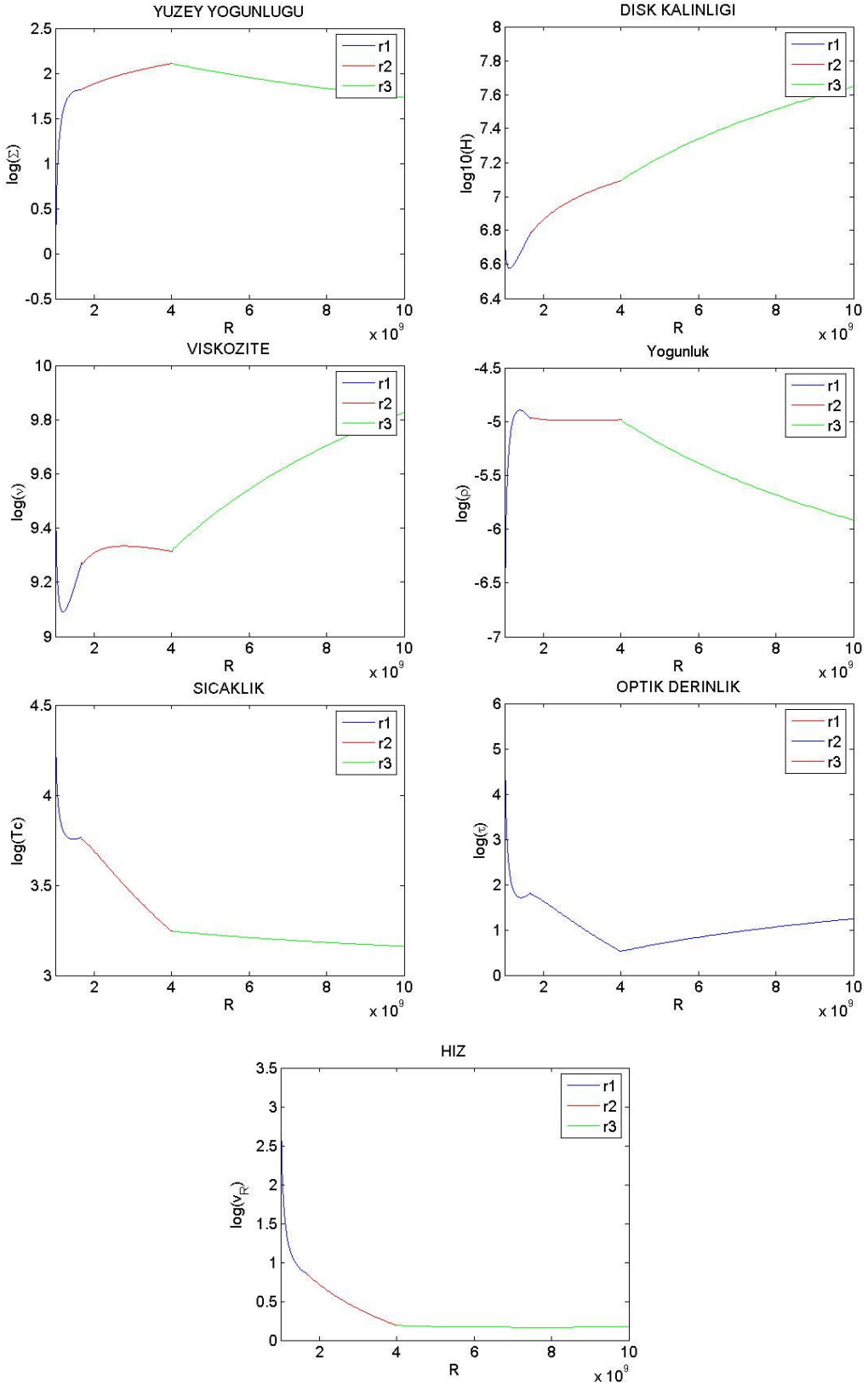
$$\nu = 1.5\times10^{12}\,\mu^{-56/61}\alpha^{57/61}R_8^{153/122}m^{-51/122}\dot{M}_{13}^{6/61}f^{24/61}\ \mathrm{N\ s\ m^{-2}} \quad (33)$$

$$v_R = 22\mu^{-56/61}\alpha^{57/61}R_8^{31/122}m^{-51/122}\dot{M}_{13}^{6/61}f^{-220/61}\ \mathrm{ms^{-1}} \quad (34)$$

4. Model

Bir önceki bölümdeki sonuçlar kullanılarak her üç opasitenin birlikte var olabileceği bir model yapmak için öncelikle metal taneciklerinin opasitenin başlıca sebebi olduğu soğuk bir disk göz önüne alalım. Denklem (29) ve denklem (31), denklem (12) ve denklem (13)'te kullanarak bu iki opasitenin diskte birbirine eşit olduğu yarıçapı bulabiliriz. Bu noktada diskin yoğunluk ve sıcaklığı moleküler opasitenin baskın olması için yeterli olduğundan bu noktadan itibaren bölüm (3.2)'deki çözüm kullanılabilir. İç kısımdaki geçiş yarıçapı da aynı şekilde hesaplandırsa yarıçap doğrultusunda bölünmüş bir yığılım diski modeli ortaya çıkar.

Geçiş yarıçapları ve diskin özellikleri başlangıçta aldığımız parametrelere bağlı olduğundan aşağıda gösterilen çözüm olası çözümlerden yalnız biridir. Yıldızın kütlesi $M = 0.35\,M_\odot$, yarıçapı $10^7 m$, disk yarıçapı $10^8 m$, $\alpha = 5\times10^{-4}$ ve $\mu = 1.307$ olarak alınmıştır.



Şekil. Disk çözümü. Disk kalınlığı ve viskozite yarıçap büyüdükçe artarken sıcaklık ve yoğunluk beklendiği gibi azalıyor. Optik derinlik başlangıç şartına uygun olarak büyük.

5. Sonuç

Bir önceki bölümde verilen disk çözümü farklı başlangıç parametreleri için sınanarak birden farklı çözüm elde edilmektedir. En önemlisi birçok durumda optik derinliğin küçülmesi ve siyah cisim ışıması varsayımının geçerliliğini kaybetmesidir. Bunun dışında hidrojenden saçılmanın başlıca opasite kaynağı olduğu iç bölgedeki sıcaklığın yarıçapla birlikte artması ya da yıldız yüzeyine yaklaştıkça çok yükselmesi gibi sorunlar vardır.

Bu durumda gerçekten tutarlı bir model ancak optik derinlik için sınır belirlemeden radyatif transfer denkleminin çözülmesi, daha sonra elde edilen sonuçların bu tür sistemler için şimdilik bilinen tek olası cisim olan GD 552'nin özellikleriyle karşılaştırılmasıyla elde edilebilir.

Kaynaklar

[1] Juhan Frank, Andrew King, Derek Raine; Accretion Power in Astrophysics, Cambridge University Press, 3rd Edition, 2002.

[2] N. I. Shakura, R. A. Sunyaev; Black Holes in Binary Systems. Observational Appearance, 1973A&A,24,337.

[3] K.R.Bell, D.N.C.Lin, Using FU ORIONIS outbursts to constrain self-regulated protostellar disk models, 1994AppJ,427,987

ERKEN TÜR AYRIK SİSTEM CV VEL ÖRTEN ÇİFT SİSTEMİNİN TAYFSAL GÖZLEMLERİ

K. YAKUT[1,2], C. AERTS[2,3]

Özet

Bu çalışmada, çift çizgili erken tür yakın sistem olan CV Velorum'un temel parametrelerini elde ettik. Sistemin yeni yüksek çözünürlüklü echelle tayfı, yaklaşık iki haftalık bir süre içerisinde toplam 13 günlük bir zamanda elde edildi. Elimizdeki dikine ve ışık eğrileri eşzamanlı olarak çözerek sistemin hassas yörünge ve fiziksel parametreleri elde ettik. Ayrıca her iki bileşen için küçük genlikli periyodik çizgi profili değişimi görüldü. Anakol B yıldızları için deneysel kütle-ışıtma ilişkisi yenilendi.

Anahtar Kelimeler: *Yakın çift yıldızlar, CV Vel*

Abstract

In this study, we obtained the fundamental parameters of the eraly-type close double-lined eclipsing binary CV Velorum. We gathered the new high-resolution echelle spectroscopy during two weeks on 13 nights covering almost two full orbits. We computed a simultaneous solution to all the available radial-velocity and light data. We also discovered the low-amplitude periodic line-profile variations of the component stars. We provide an update of the empirical mass-luminosity relation for main-sequence B stars.

Key words: *Close binary stars, CV Vel*

1. Giriş

Yıldız evrimi çalışmalarında fiziksel parametreleri hassas olarak bilinen yıldızların olması önemlidir. Yıldızların parametrelerinin hassas olması onların ayrık, örten ve çift çizgili olmasına bağlıdır. Bu özelliklere sahip yıldızlar astrofizikte özel bir öneme sahiptir. Bu anlamda CV Vel, ayrık anakol yıldızlarından oluşmuş olması, örten ve çift çizgili olmasından dolayı önemli sistemlerden biridir. Sistem 6.7 kadir parlaklığında ve bileşenleri aynı tayf türünde (B2.5V+B2.5V) olan erken tür bir sistemdir.

Sistemin çiftlik özelliği 1950 yılında van Houten [1] tarafından fark edilmiş ve ışık eğrisi ilk kez 1955 yılında Gaposchkin [2] tarafından elde edildi. Daha sonra Feast [3] sistemin ilk dikine hızını elde etti. Andersen [4] sistemin oldukça kaliteli dikine hızlarını elde etti ve aynı yıllarda Clausen ve Gronbech [5] Stromgren *ubvy* bandlarında sistemin ışık eğrilerini elde ettiler. 1977 den bu yana sistemin yayınlanmış yeni verisi bulunmamaktadır. Yakut & Aerts [6] sistemin yeni elde edilmiş verileri özerinde çalışmışlardır ve yörünge ve fiziksel parametrelerini elde ettiler ve çizgi kesiti değişimini çalıştılar.

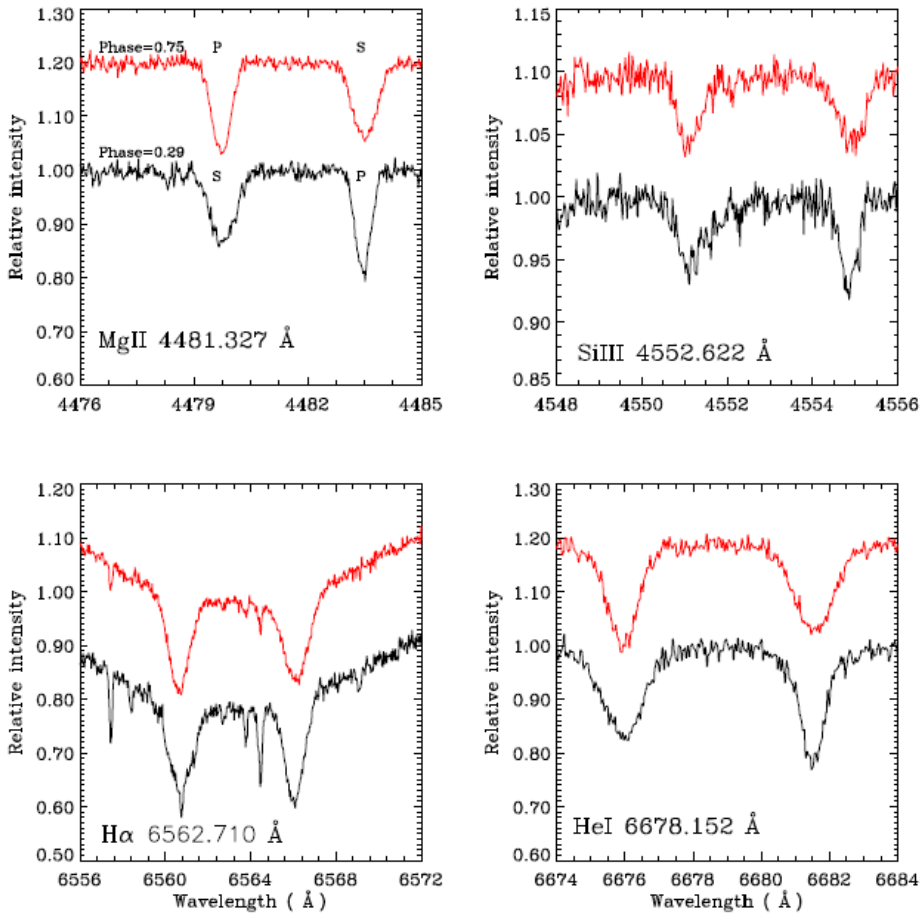
[1] *Ege Üniversitesi,Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kampüs, 35100 Bornova- İzmir*
[2] *Institute of Astronomy, Catholic University of Leuven, Celestijnenlaan 200 B, 3001 Leuven, Belgium*
[3] *Department of Astrophysics, University of Nijmegen, PO Box 9010, 6500 GL Nijmegen, the Netherlands*

2. Gözlemler ve Veri Analizi

CV Vel sisteminin yeni tayfsal gözlemleri Avrupa Güney Gözlemevi'nde (ESO) bulunan 1.2 metrelik Euler İsviçre teleskobu kullanılarak elde edildi. Gözlemlerde oldukça hasas tayfçeker olan CORALIE tayfçekeri kullanıldı. Gözlem sırasında elde edilen bazı tayf kesitleri Şekil 1'de gösterilmiştir. Şekilde görüldüğü gibi birinci (P) ve ikinci (S) bileşenlere ilişkin etkiler açıkca görülmektedir. Ayrıca baş bileşenin çizgi kesitinin yoldaş yıldıza göre daha dar olduğu görülmektedir.

Gözlemler sırasında elde edilen kesitler içinde bu tür sistemlerde en belirgin olan iyonların çizgileri üzerinde çalışıldı. Bu çizgiler He I 4121, Mg II 4481, Si III 4553, Si III 4568 ve He I 6678 olarak seçildi. Bu çizgilerin ölçümleri yapıldı ve bunların ortalaması alınarak analiz edildi (*ayrıntı için bakınız* [6][9]) .

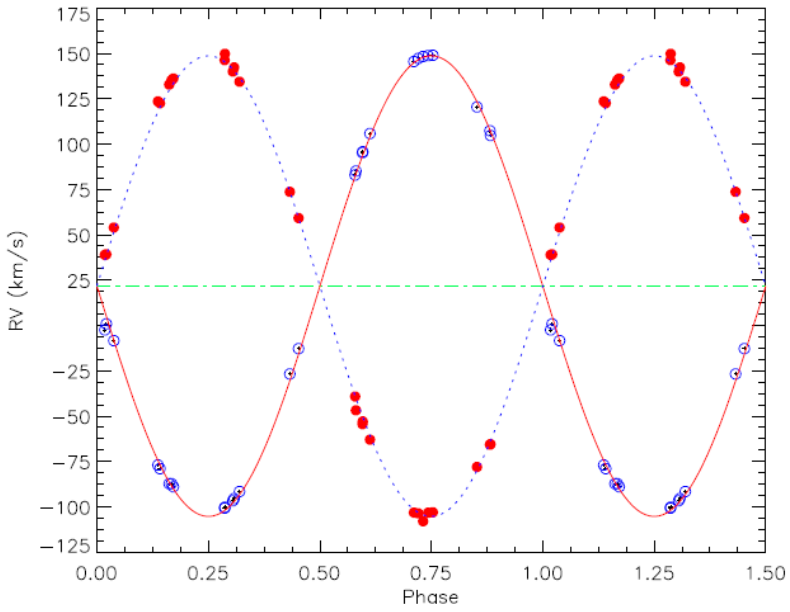
Elde edilen yörünge parametreleri kullanılarak Şekil 2'de gösterilen değişim elde edildi. Şekil 2'de gösterilen noktalar, yukarıda değindiğimiz çizgilerin ortalamasını göstermektedir. Çözüm sonuçları aynı şekilde çizgi olarak gösterildi. Analiz sonucunda elde edilen değerler Tablo 1'de özetlendi.



Şekil 1: Gözlenen Mg II 4481, SiIII 4552, H_α 6563 ve He I 6678 çizgi kesitleri. Çizimler iki farklı evrede sunulmuştur.

Tablo 1. Sistemin tayfsal yörünge parametreleri.

Parametre	Değer
K_1 (kms^{-1})	126.5(3)
K_2 (kms^{-1})	128.6(3)
V_o (kms^{-1})	21.7(2)
q	0.984
$A\sin i$ (R_G)	34.72
$m_1\sin^3 i$ (M_G)	5.974
$m_2\sin^3 i$ (M_G)	5.876



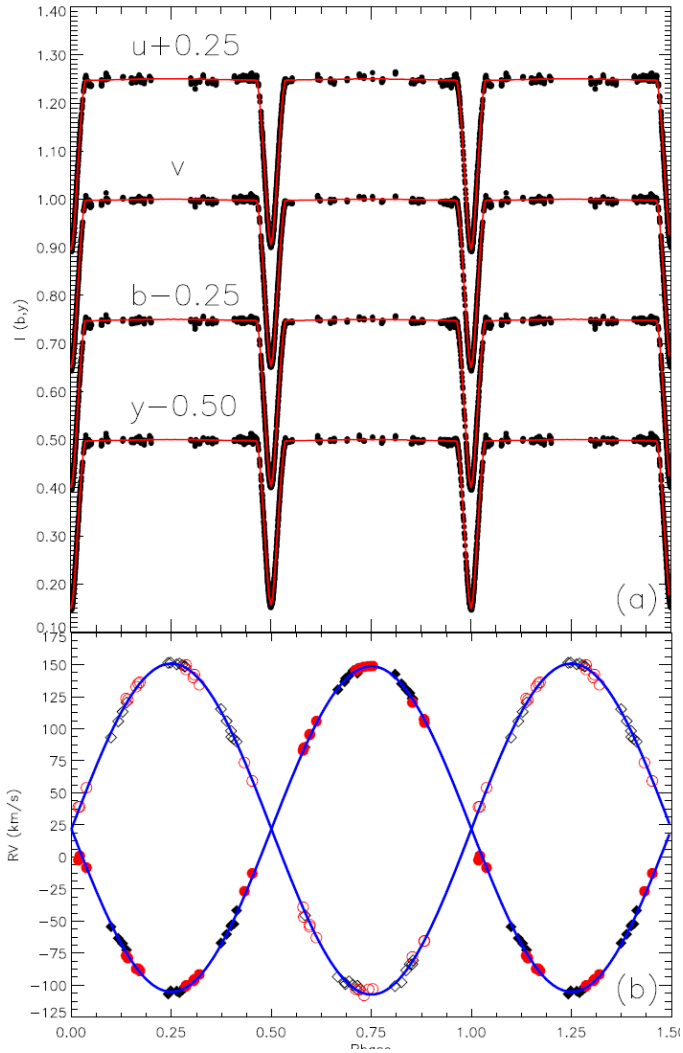
Şekil 2: Gözlenen dikine hız değerleri (daireler) ve model sonucu (çizgiler). Dolu daireler birinci, boş daireler ise ikinci bileşeni göstermektedir.

3. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Eş Zamanlı Çözümü

Bu çalışmada elde edilen ve Andersen [4] tarafından yayınlanan dikine hızlar, Clausen ve Gronbech [5] tarafından elde edilen *ubvy* fotometrik verileri ile birleştirilerek eş zamanlı çözüm yapıldı. Çözüm Wilson-Devinney [7, 8] yazılımı kullanılarak yapıldı. Çözümler sırasında elde edilen yörünge parametreleri Tablo 2'de özetlenmiştir. Tablo 2'nin sonuçları kullanılarak elde edilen model ise Şekil 3'te gösterilmiştir. Çözümün ayrıntılı detayları Yakut [9], Yakut ve Aerts [6] bulunmaktadır.

Tablo 2. CV Vel'in ortak çözümünden elde edilen yörünge parametreleri.

Parametre	**Değer**
i (^{o})	86.6(2)
T_1 (K)	18000
T_2 (K)	17790(50)
Ω_1	9.456(10)
Ω_2	9.804(12)
A (R_G)	34.90(2)
Q	0.986(1)



Şekil 3: CV Vel sisteminin (a) ışık (b) dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözüm sonuçları.

4. Sonuçlar ve tartışmalar

Bu çalışmada erken tür sistem olan CV Vel sistemi incelendi. Sistemin ESO 1.2-m Euler teleskobu ile elde edilen dikine hızlar, ışık eğrileri ile birleştirilip sistemin ortak çözümü yapıldı. Çözümler sonuçunda hassas yörünge ve fiziksel parametreler elde edildi. Çözüm sonucunda bileşenlere ilişkin şu değerler elde edildi: M_1=6.066(21), M_2=5.972(20), R_1=4.125(13), R_2=3.905(12), L_1=1600(25), L_2=1370(20). Buradaki değerlerin tamamı Güneş birimindedir. Ayrıca sistemin uzaklığı da 553 (17) pc olarak elde edildi. Elde ettiğimiz bu sonuçlar CV Vel sisteminin tüm erken türü yıldızlar içerisinde fiziksel parametreleri en hassas olan sistemlerden biri olduğunu göstermiştir. Sistemin MgII çizgileri ele alınarak çizgi profilindeki değişim arandı ve bu değişim ilk kez Yakut [6], Yakut ve Aerts [9] tarafından gösterildi.

Yakut [6] ön ve geri tür sistemler içerisinde parametreleri iyi bilinen yakın sistemleri literatürden toplayarak, bu sistemlerin evrimini tartışmak için onları *M-R*, *M-T*, *R-T*, *M-L* ve *HR* diagramalarında gösterdi (*ayrıntı için bakınız* [9]). CV Vel için elde ettiğimiz *M*, *R*, *T* ve *L* değerleri bu diagramlarda noktaladığımızda oldukça uyumlu olduğu görülmüştür. Bunun dışında sadece CV Vel sistemi gibi B tayf türündeki anakol çift yıldızları da Yakut ve Aerts [6] tarafından toplandı. Bu sistemler fiziksel parametreleri oldukça güvenilir olan yani örten,

çift çizgili ve ayrık olan sistemlerden oluşmaktadır (*ayrıntı için bakınız* [6]). Bu tabloda bulunan veriler kullanılarak B sistemleri için M-L arasında şu ilişki elde edildi:

$$\log\left(L/L_{\odot}\right) = 3.724(80)\log\left(M/M_{\odot}\right) + 0.162(57).$$

Kaynaklar

[1] van Houten, C.J., 1950, *Ann. Sterrew. Leiden*, 20, 223
[2] Gaposchkin, S., 1955, *MNRAS*, 115, 391
[3] Feast, M. W., 1954, *MNRAS,* 114, 246
[4] Andersen, J., 1975, *A&A*, 44, 355
[5] Clausen, J.V., Gronbech, B., 1977, *A&A*, 58, 131
[6] Yakut, K., Aerts, C., *A&A*, kabul edildi
[7] Wilson, R. E., & Devinney, E. J. 1971, *ApJ*, 166, 605
[8] Wilson R. E. 1994, *PASP*, 106, 921
[9] Yakut, K., 2006, Doktora Tezi, K.U.Leuven, Leuven

ROTSE İLE SR TİPİ KIRMIZI YILDIZLARIN KISA DÖNEMLİ DEĞİŞİMLERİ

Cahit YEŞİLYAPRAK[1], Özgür BAŞTÜRK[2], Mustafa HELVACI[3]

Özet

ROTSE III D teleskopuyla çok daha kısa sürede ve sık aralıklarla alınmış verilere dayanarak, SR ve Mira tipi değişen yıldızların kısa ve uzun dönemli değişimleri ile birlikte özellikle birden fazla periyoda sahip olup olmadıkları incelenmiştir. SR yıldızlarına ait bu bilgiler, Mira tipi yıldızlarla olan ilişkisini (kısa P'de SR, uzun P'de Mira gibi davranmaları) ortaya çıkarmaya yardım edeceği gibi, zonklama kipleri ve kip değişimleri konusunda bilgi de sağlamaktadır. Bu çalışmada, seçilmiş bazı SR tipi yıldızların, deneme amacıyla ilk defa ROTSE III D teleskopuna sunulan proje kapsamında elde edilmiş yeni muhtemel periyotları sunulmuştur.

Anahtar Kelimeler: *Değişen Yıldızlar, Yarıdüzenli Değişen Yıldızlar, Rotse, Periyot*

Abstract

The short and long term variations and the multiperiodic properties of SR and Mira type variables have been examined with ROTSE III D telescope observations. These type information supply the knowledges about the relation between SR and Mira type variables, and their pulsation modes and variations.

Key Words: *Variable Stars, Semiregular Variable Stars, Rotse, Period*

1. Giriş

SR yıldızları, uzun dönemli ve kararsız değişim gösteren; Mira yıldızları ise uzun dönemli ve düzenli değişim gösteren, kırmızı zonklayan yıldızlardır. SR tipi yıldızların birden fazla periyoda sahip oldukları ve kip değiştirdikleri de bilinmektedir [1,2]. Belirlenen yeni periyot veya periyotlar, SR yıldızlarının Mira tipi değişenlerle olan ilişkisine (kısa periyotlarda SR, uzun periyotlarda ise Mira tipi yıldızlar gibi değişim göstermeleri) ışık tutacağı gibi; zonklama kipleri ve kip değişimlerine [3]; SR tipi değişenler için bulunmuş P-L bağıntılarına [4]; bu tür yıldızların evrimlerinin incelenmesine de katkıda bulunacaktır. ROTSE III D teleskopu sayesinde çok daha kısa aralıklarla gözlem yapılabilecek ve kısa dönemli değişimlerle birlikte uzun dönemli değişimler için de gerekli sıklıkta veri daha kolay alınabilecektir. Bu amaçla, deneme amacıyla 2005 yılının son döneminden ve etkin olarak da 2006 yılından itibaren SR ve Mira türü yıldızların kısa ve uzun dönemli değişimlerinin ortaya çıkarılması için, bu tür yıldızların gözlemlerinin artık ROTSE III D teleskopuna sunulan projelerle yürütülmesi planlanmıştır ve halen yürütülmektedir.

[1] *Akdeniz Üniv., Fen-Edb. Fak., Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya, e-posta: cahity@akdeniz.edu.tr*
[2] *Ankara Üniv., Fen Fak., Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü, e-posta: ozgur.basturk@gmail.com*
[3] *Ankara Üniv., Fen Fak., Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü, e-posta: Mustafa.Helvaci@science.ankara.edu.tr*

2. SR Yıldızları ve Periyot Analizleri

İncelenen SR ve Mira tipi yıldızlar, kısa periyoda sahip oldukları düşünülen yıldızlar içinden seçilmiş deneme amacıyla ROTSE III D teleskopuna verilen ilk grup yıldızlardandır. Daha sık aralıklarla ve uzun dönemli gözlem projeleri yürütmeye daha uygun olan ROTSE III D teleskopu için seçilen yıldızlar ve temel özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Yıldızlara ait temel veriler, Simbad Veri Tabanı [5] ve Hipparcos Katalogu'ndan [6] alınmıştır.

Çizelge 1: TUG – ROTSE III D teleskopunda gözlenen SR ve Mira yıldızlarının temel özellikleri (Periyotlar Hipparcos Katalogu'ndan alınmıştır)

Yıldız		*α / δ (J2000)*	m_V	*Tayf*	*Değişim*	*P (gün)*
V347	**AND**	00 13 50 / 25 33 07	9.6	M2	SR	**15.1**
AU	**ARI**	02 08 57 / 17 34 46	8.6	M0	SR	**6.1**
V763	**CAS**	01 16 48 / 75 12 02	8.6	M	SR	**32.4**
NP	**PEG**	00 10 38 / 16 50 38	9.8	M0	SR	**37.8**
KU	**AND**	00 06 53 / 43 05 00	9.0	M9	M	**-**

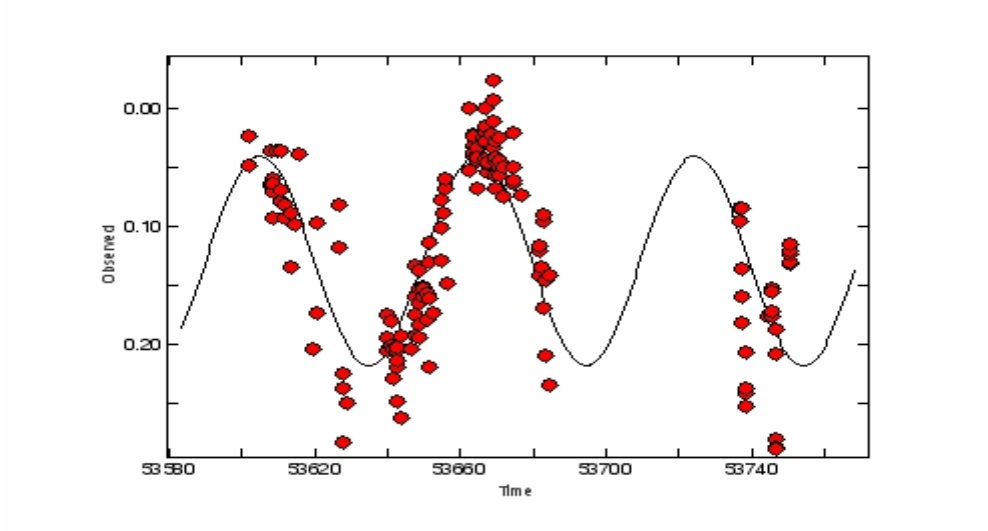
İncelenen SR ve Mira tipi yıldızlarının periyot analizlerinde, bu tür yıldızların analizlerinde kullanılan Period [7] ve Period04 [8] programları kullanılmıştır. Belirlenen muhtemel ve belirgin periyotlar, Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2: SR ve Mira tipi yıldızların bilinen periyotları ile yeni belirlenen muhtemel periyotları (P_i) (periyotlar, kısadan uzuna doğru sıralanmıştır)

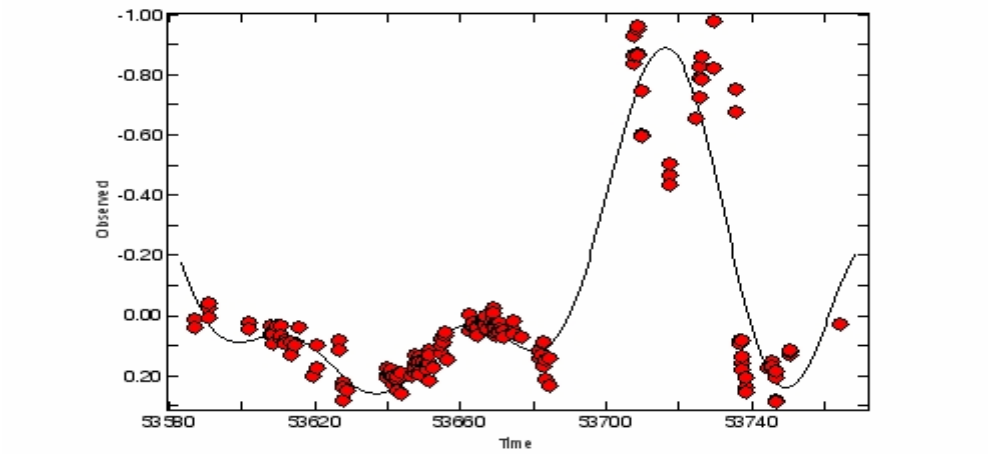
Yıldız		*P (gün)*	*P_1 (gün)*	*P_2 (gün)*	*P_3 (gün)*
V347	**AND**	**15.1**	*59.7*	*157.6*	-
AU	**ARI**	**6.1**	*41.7*	*171.0*	*3125.0*
V763	**CAS**	**32.4**	*78.7*	*2941.2*	-
NP	**PEG**	**37.8**	*26.0*	*34.5*	-
KU	**AND**	-	*1022.7*	-	-

Bulunan yeni periyotların doğruluğu ve kararlılığı, daha sık aralıklarla alınacak çok sayıda gözlem verisi ve uzun süreli gözlemlerle sağlanacaktır. İncelenen yıldızların bazılarının, elde edilen muhtemel periyotlarının bir bölümünü gösteren ışık eğrileri, Şekil 1, 2, 3, 4 ve 5'de verilmiştir.

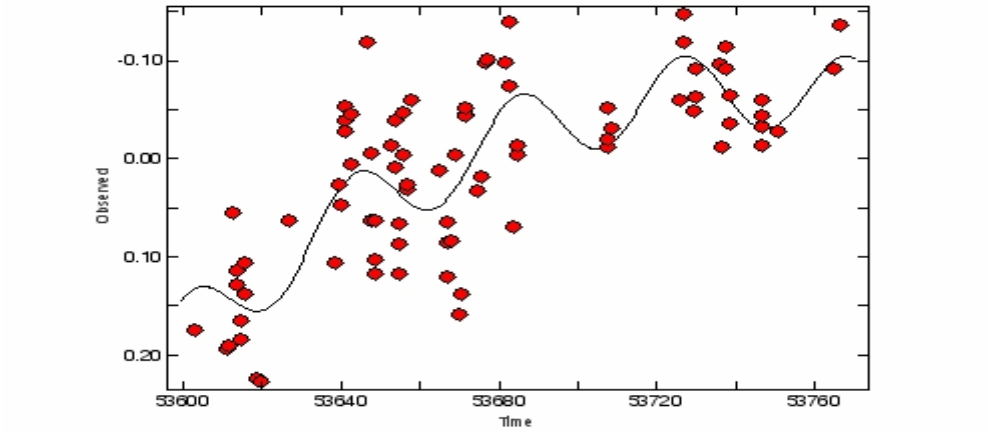
Belirlenen periyotların bazıları belirgin olarak ışık eğrilerine uyarken, bazıları için daha fazla veriye ve uzun süreli gözlemlere ihtiyaç olduğu açıktır. Kısa dönemli değişimlerin (özellikle $P < 20^g$) tespiti, deneme amacıyla ilk defa verilen bu yıldızların gözlem verilerinden şimdilik elde edilememiştir. 2006 yılından itibaren sunulan ve devam eden SR ve Mira tipi yıldızların gözlem projelerinde, bu tür kısa periyotlarında incelenebileceği şekilde gözlem planı yapılmış; projeler daha sık aralıklarla veri alınabilecek uzun süreli gözlemler şeklinde planlanmıştır. Bu yıldızlardan bazılarının uzun dönemli değişimlerinin tespitinin yapılabilmesi, bulunan periyotların doğruluğu ve kararlılığının kanıtlanabilmesi, özellikle de birden fazla periyoda sahip olan yıldızların bu periyotlarının ışık eğrisinde gösterilebilmesi için, uzun süreli gözlenmeleri gerekmektedir.



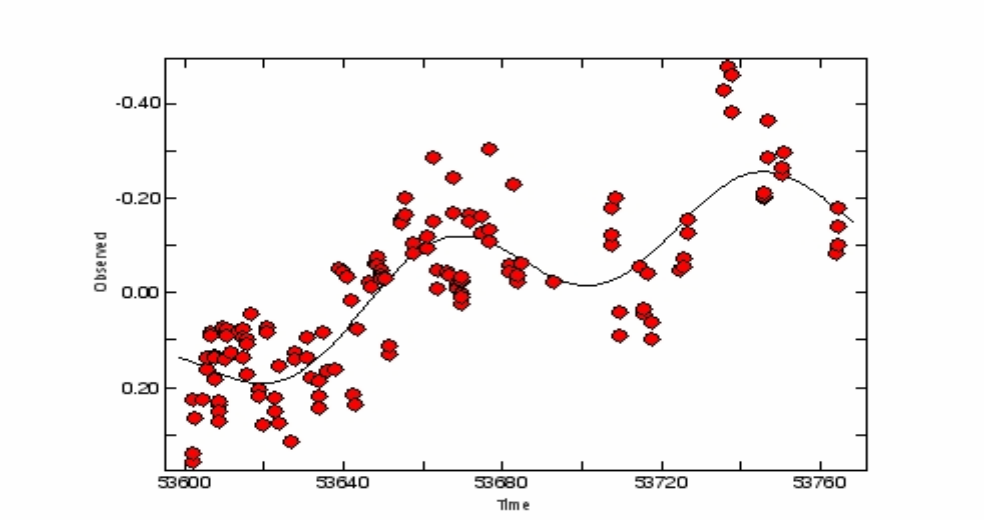
Şekil 1: V347 AND yıldızının 59.7^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



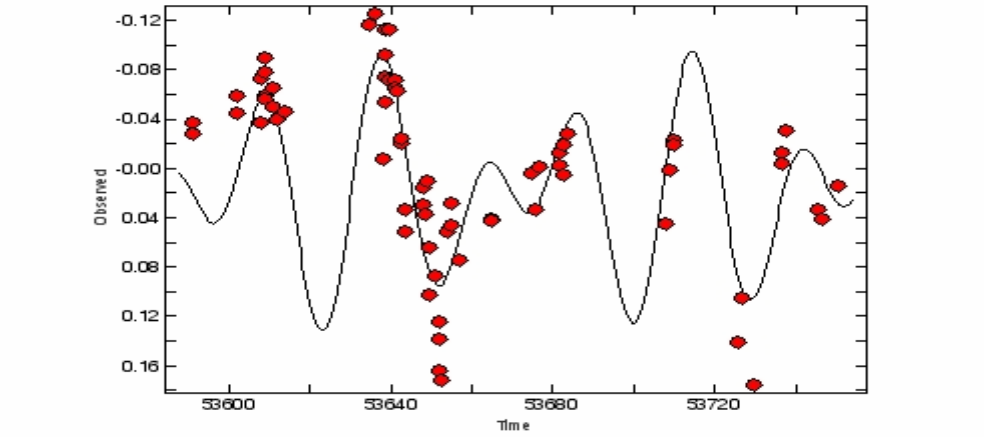
Şekil 2: V347 AND yıldızının 59.7^{g} ve 157.6^{g} periyotlarına göre ışık eğrisi



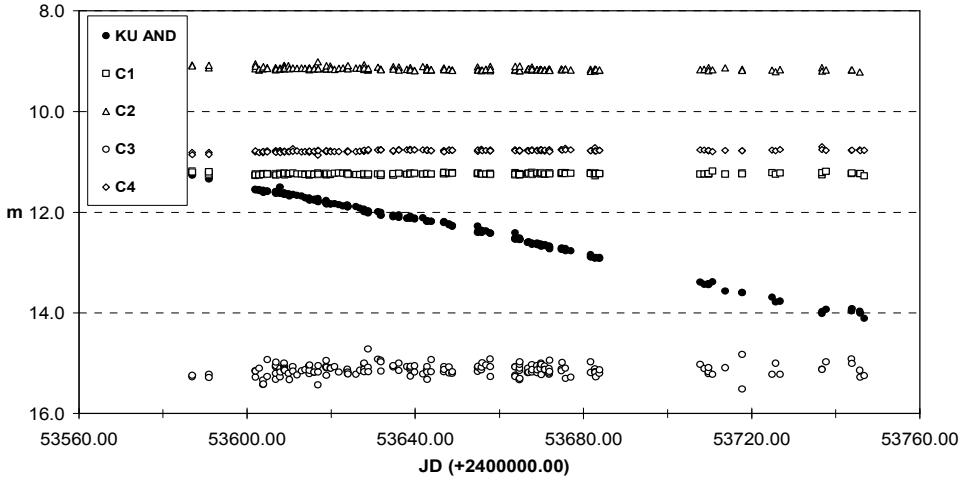
Şekil 3: AU ARI yıldızının 41.7^{g} ve 3125.0^{g} periyotlarına göre ışık eğrisi



Şekil 4: V763 CAS yıldızının 78.7^{g} ve 2941.2^{g} periyotlarına göre ışık eğrisi

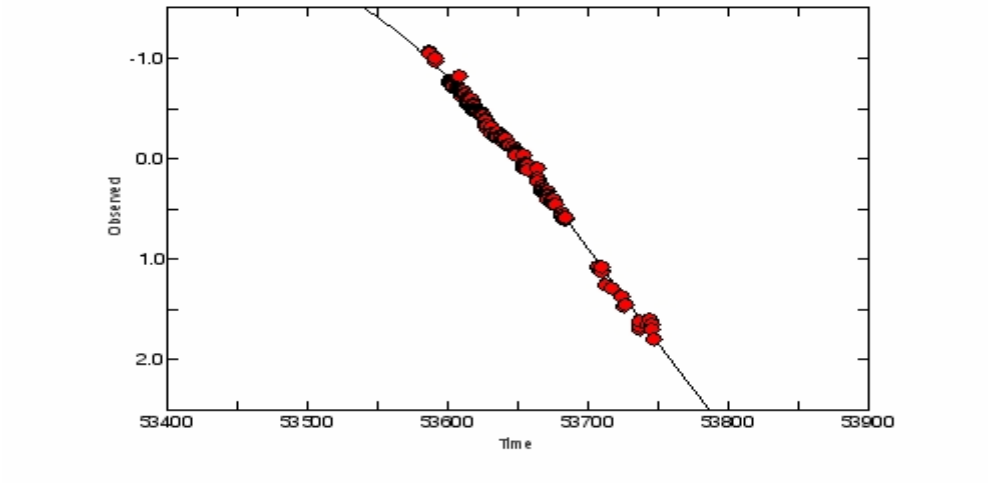


Şekil 5: NP PEG yıldızının 26.0^{g} ve 34.5^{g} periyotlarına göre ışık eğrisi



Şekil 6: KU AND yıldızının farklı mukayese yıldızlarına göre ışık eğrisi

Şekil 6 ve 7'de verilen KU AND yıldızı Mira tipi bir değişendir ve belirlenebilmiş bir periyoda sahip de değilken, ROTSE III D gözlemleriyle uzun dönemli bir periyoda sahip olabileceği düşünülmektedir ve gözlemlerine devam edilmesi planlanmıştır.



Şekil 7: KU AND yıldızının 1022.7^{g} periyoduna göre ışık eğrisi

3. Sonuç

ROTSE III D teleskopunda, yeni başlayan SR ve Mira tipi değişen yıldızların kısa ve uzun dönemli gözlemlerinden bulunan, ilk sonuçlar sunulmuştur. İncelenen SR yıldızlarının tamamının birden fazla periyoda sahip olduğu, hatta ışık eğrileri incelendiğinde, tespit edilen 2. periyotlarının dışında bazı SR yıldızlarının (NP PEG ve V347 AND) daha uzun 3. periyotlarının da olabileceği görülmüştür. Bulunan periyotların neredeyse tamamı, literatürde bulunmayan ilk defa tespit edilen periyotlardan oluşmaktadır ve kesinliği için bu yıldızların uzun süreli gözlenmeleri gerekmektedir. Bulunan periyotlar, SR yıldızlarının P – L bağıntılarına [3,4] ve zonklama kiplerinin inceleneceği çalışmalara da veri sağlamış olacaktır. ROTSE III D teleskopu sayesinde, bu tür yıldızların kısa ve uzun dönemli değişimlerinin incelenmesi için, öngörülen zamandan (~ 8 – 10 yıl) daha kısa sürede, yeni periyotlar elde edilebileceği açıkça görülmektedir.

Teşekkür

Sağladığı gözlem olanakları (teleskop, gözlem zamanı, vd.) ve kütüphane olanağından dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Müdürlüğü'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

[1] Bedding, T. R., Zijlstra, A. A., (1998), "Hipparcos P-L Relations for Mira and SR Variables", ApJ, 506, L47 – L50

[2] Mattei, J. A., Foster, G., Hurwitz, L. A., vd., (1998), "Classification of Red Variables", Ed. B. Battrick, The Proceedings of The ESA Symposium, Hipparcos-Venice'97, ESA SP-402, 269 – 274

[3] Yeşilyaprak, C., (2004), Doktora Tezi, "Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Mutlak Parlaklığı ve Kinematiği", Fen Blimleri Enst., Akdeniz, Üniversitesi, Antalya

[4] Yeşilyaprak, C., Aslan, Z., (2004), "P-L Relations for M Type SR Variables from Hipparcos Parallaxes", MONRAS, 355, 601 – 607

[5] Simbad Astronomical Database, http://simbad.u-strasbg.fr

[6] ESA, (1997), "The Hipparcos and Tycho Cat.. Celestia", European Space Agency ESA SP – 1200. ESA Publications Division, Noordwijk

[7] Horne, J. H., Baliunas, S. L., (1986), "Period", ApJ, 302, 757 – 765

[8] Lenz, P., Breger, M., (2005), "Period 04", Communications in Asteroseismology (CoAst), 146, 53 – 59

SR TİPİ KIRMIZI YILDIZLARIN UZUN DÖNEMLİ GÖZLEMLERİ VE PERİYOT ANALİZLERİ

Cahit YEŞİLYAPRAK[1], Timur ŞAHİN[2], Ahmet İSKENDER[3]

Özet

TUG - T40 teleskobunda, 1998 - 2005 yılları arasında K, M ve C tayf türünden SR tipi değişen yıldızların uzun dönemli fotometrik gözlemleri yapılmış ve bu gözlemlerden belirlenen muhtemel periyotları sunulmuştur. Bu tip yıldızların bilinen periyot tanımları ($20^g < P < 2500^g$) dışında, Hipparcos uydu gözlemlerinden ortaya çıkan, doğası ve kararlılığı halen tartışmalı olan daha kısa periyotlar (P<20g) da araştırılmıştır. Bu gözlemlerden, SR yıldızlarının birden fazla periyoda sahip oldukları da görülmüştür. Ayrıca, bu tür yıldızların yarı düzenli ve uzun dönemli gözlemlere dayanan değişimleri için izlenen gözlem tekniği ile karşılaşılan zorluklar da tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Değişen Yıldızlar, Yarıdüzenli Değişen Yıldızlar, Işıkölçüm, Periyot*

Abstract

SR variables with K, M, C spectral types have been examined the long term photometric observations in TUG – T40 telescope between 1998 and 2005 years, and their most probable periods determined from these observations are presented. We have examined the short period of SR variables appeared from Hipparcos observations except their known period range. It's seen that SR variables have multiperiodS resulted from Hipparcos and our observations. Besides, the observation technics and the difficulties in the semiregular and long term observations are also discussed.

Key Words: *Variable Stars, Semiregular Variable Stars, Photometry, Period*

1. Giriş

SR yıldızları, geç tayf türünden (K, M, C gibi) uzun dönemli ($P > 20^g$) fakat kararsız değişim gösteren yarı düzenli değişenlerdir. Bu yıldızlarda gözlenen çok kısa periyotların ($P < 20^g$) doğası ve kararlılığı halen tartışmalı olsa da özellikle Hipparcos uydu gözlemleri [1] ve Percy vd'nin [2] uzun süreli (~ 8-10 yıl) gözlemlere dayanan çalışmalarından, bu yıldızların kabul edilmiş periyot tanımlarından çok daha kısa periyotlara ($P < 20^g$) sahip oldukları düşünülmektedir. Ayrıca SR yıldızlarının bir bölümünün birden fazla periyoda sahip oldukları ve kip değiştirdikleri de bilinmektedir [3,4]. Yeni periyot veya periyotların belirlenmesi, SR yıldızlarının Mira tipi değişenlerle olan ilişkisine (kısa periyotlarda SR, uzun periyotlarda ise Mira tipi yıldızlar gibi değişim göstermeleri) ışık tutacağı gibi; zonklama kipleri ve kip değişimlerine [5]; SR tipi değişenler için bulunmuş P-L bağıntılarına [6] da bilgi sağlayacaktır.

[1] *Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edb. Fak., Fizik Bölümü, 07058, Yerleşke, Antalya, e-posta: cahity@akdeniz.edu.tr*
[2] *Armagh Observatory, College Hill, Armagh BT61 9DG, Northern Ireland, e-posta: tsa@arm.ac.uk*
[3] *İnönü Üniversitesi, Fen-Edb. Fak., Fizik Bölümü,Yerleşke, Malatya, e-posta: aiskender@inonu.edu.tr*

Bu amaçla, TUG'da etkin bir şekilde 1998 yılında T40 teleskopunda başlayan uzun dönemli SR yıldız gözlemleri, zaman içinde kısa dönemli değişimlerinde incelenebileceği gözlemlere dönüştürülmüş, yıldız sayısı artırılmış ve 2005 yılı sonuna kadar da rastlanan bazı zorluklara (atmosferik koşullar, yetersiz gözlem zamanı, çok sık aralıklarla alınamayan gözlem verileri ve bundan kaynaklanan gözlem boşlukları ve gözlemci desteği gibi) rağmen, gözlemlere ısrarla devam edilmiştir.

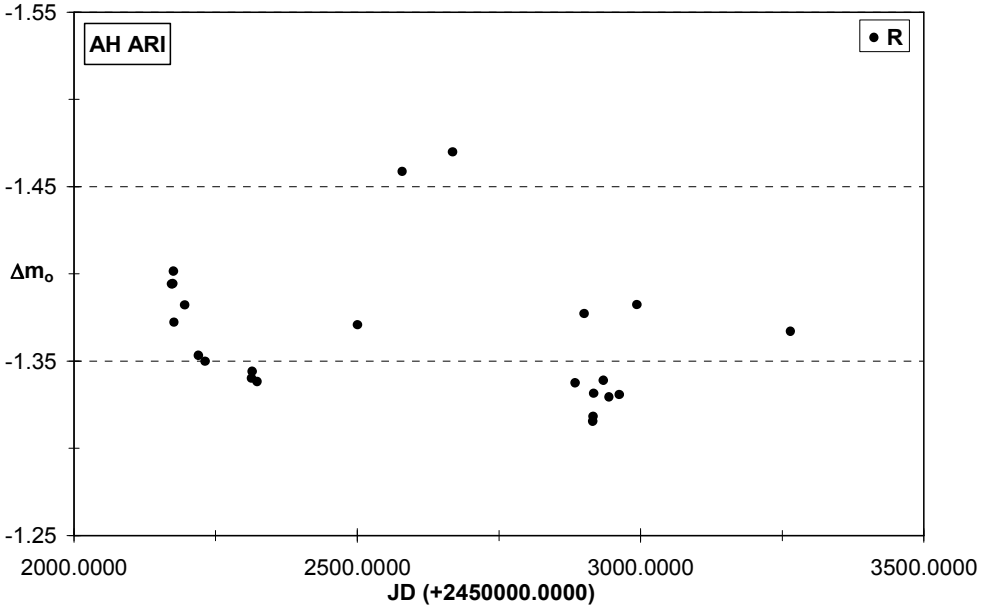
2. Yıldız Seçimi ve SR Gözlemleri

İncelenen SR tipi yıldızlar, öncelikle Hipparcos Katalogu'ndan [1] ve kısa periyoda sahip olduğu bilinen veya düşünülen yıldızlar içinden ve farklı tayf türlerinden (K, M, C) seçilmiştir. SR yıldızlarının kısa ve uzun dönemli değişimlerinin birlikte incelenebilmesi amacıyla teleskop zaman tahsislerinin izin verdiği ölçüde kısa gözlem zamanı aralıklarında (~ 15 gün), ardaşık 3 - 4 günlük gözlem zamanları değerlendirilmeye çalışılmıştır. Bu sayede, bir gecede gözlemsel koşullarda uygunsa, yaklaşık 20 - 25 SR yıldızı, 2 ayrı filtrede (V ve R) fotometre ile gözlenebilmiştir. Bu tür yıldızların gözlemleri amacıyla verilen projeler kapsamında, yaklaşık 30 kadar yıldız seçilmiş ve gözlenmeye çalışılmıştır. Gözlemleri olumsuz etkileyen özellikle atmosferik koşullar, sık aralıklarla alınamayan yıldız verileri ve yetersiz sayıda gözlemci desteği (gözlemlerin neredeyse tamamı 2 gözlemci tarafından yürütülmüştür) nedeniyle bazı yıldızların gözlem verileri, periyot analizi yapmakta yetersiz kalmıştır. Gözlenen yıldızlardan, bu tür değişen yıldızlarda, periyot analizi için yeterli verisi olduğu düşünülenlerin temel özellikleri, Çizelge 1'de verilmiştir. Yıldızlara ait temel veriler, Simbad Veri Tabanı [7] ve Hipparcos Katalogu'ndan [1] alınmıştır. Bu yıldızların bazılarının bilinen bir periyodu varken, bazıları ise belirlenebilmiş bir periyoda sahip değildir.

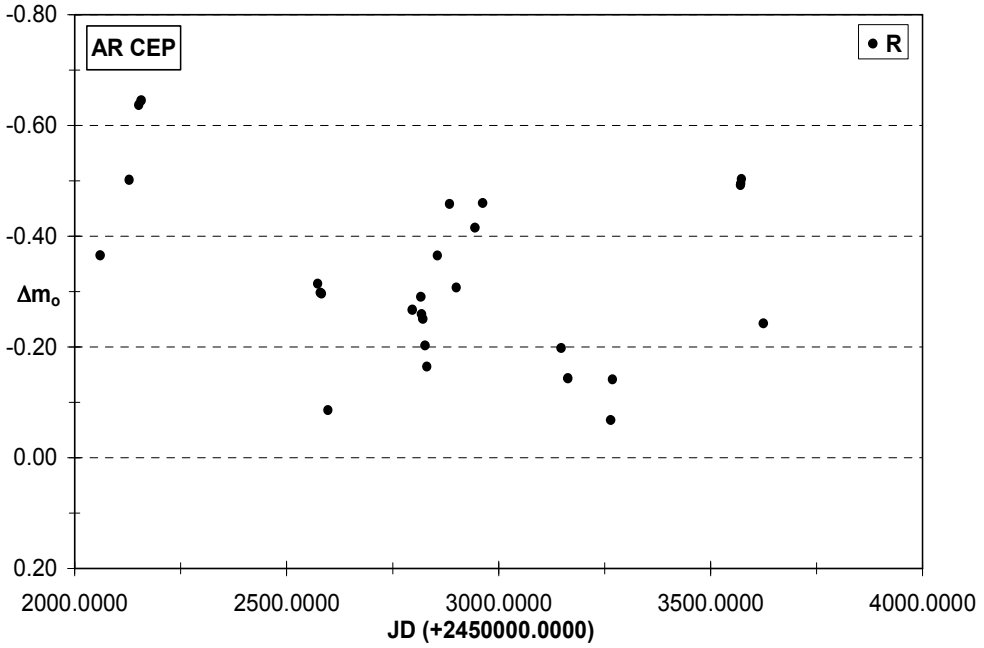
Çizelge 1: TUG – T40 teleskopunda fotometre ile gözlenen SR yıldızlarının temel özellikleri

Yıldız	*α / δ (J2000)*	m_V	*Tayf*	*Değişim*	*P (gün)*
V ARI	02 15 00 / 12 14 24	8.5	C (R8)	SRb	**77.0**
AH ARI	02 34 34 / 25 00 57	8.3	K5	SR	**4.2**
VZ CAM	07 31 04 / 82 24 41	4.9	M4 III	SR	**23.7**
RY CAM	04 30 50 / 64 26 30	8.4	M3 III	SRb	**134.2**
RU CAM	07 21 44 / 69 40 15	8.5	Ce (R0)	SR	**22.2**
AR CEP	22 51 34 / 85 02 47	7.4	M4 III	SRb	**?**
V CRB	15 49 31 / 39 34 18	9.3	C (N2)	SR / M	**358.0**
TT CVN	12 59 23 / 37 49 04	9.1	C (R6)	SR	**115.7**
V640 HER	17 25 54 / 16 55 03	6.2	M4 III	SR	**29.4**
V894 HER	16 23 36 / 21 03 27	8.1	K0	SR	**?**
V897 HER	16 29 47 / 07 44 56	6.9	K0	SR	**15.2**
V939 HER	17 10 19 / 40 41 24	8.0	M	SR	**?**
V992 HER	18 26 57 / 17 44 02	8.9	K2	SR	**?**
V2354 OPH	16 46 05 / -16 54 02	8.8	M2 III	SR	**?**
V2361 OPH	17 01 47 / 06 36 36	8.8	M4	SR	**3.5**
HP PEG	22 04 25 / 21 03 09	8.9	C (R3)	SR	**?**
V338 PEG	22 58 06 / 21 30 47	7.4	M	SR / SARV	**6.6**
V UMI	13 38 41 / 74 18 36	7.8	M5 III	SRb	**72.0**
HD 5223	00 54 14 / 24 04 02	8.5	C (R3)	SR	**?**
HD 187216	19 24 18 / 85 21 57	9.6	C (R3)	SR	**?**
HD 198269	20 48 37 / 17 50 24	8.1	C (R0)	SR	**?**

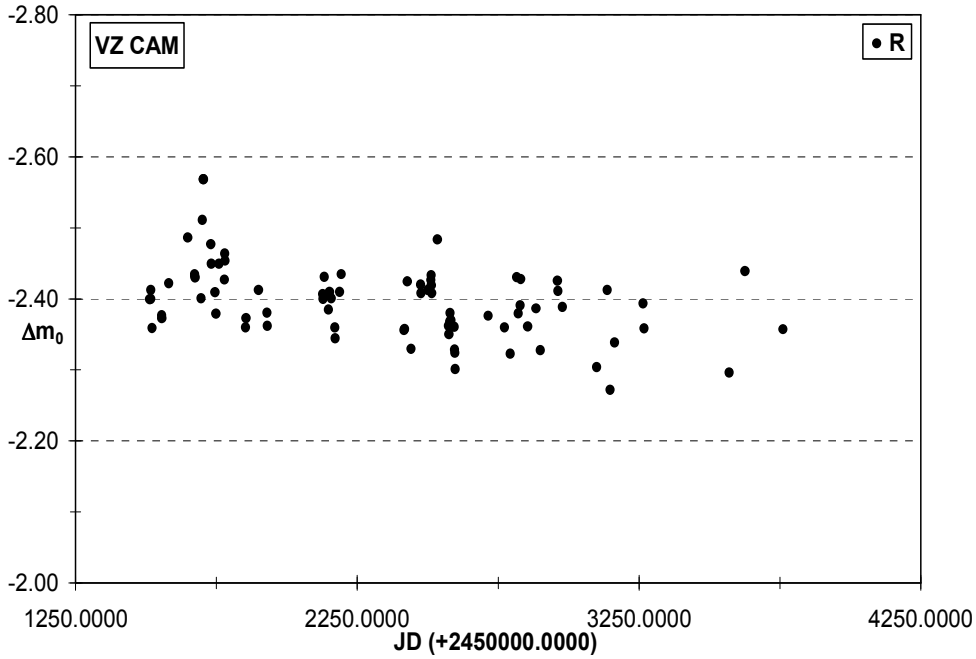
Gözlenen bu SR yıldızları için belirlenmiş mukayese yıldızlarına göre indirgemeleri yapılmış ve bunlar arasından seçilenlerden bazılarının parlaklık değişimlerini gösteren ışık eğrileri, Şekil 1, 2, 3 ve 4'de verilmiştir. Yıldızların fotometrik indirgemeleri, V ve R filtrelerinde, Rasat programı [8] ile yapılmıştır. Işık eğrilerinde verilen gözlem noktaları gecelik ortalamalardır. Belirgin gözlem boşluklarına rağmen, yıldızların uzun dönem değişimleri görülebilmektedir.



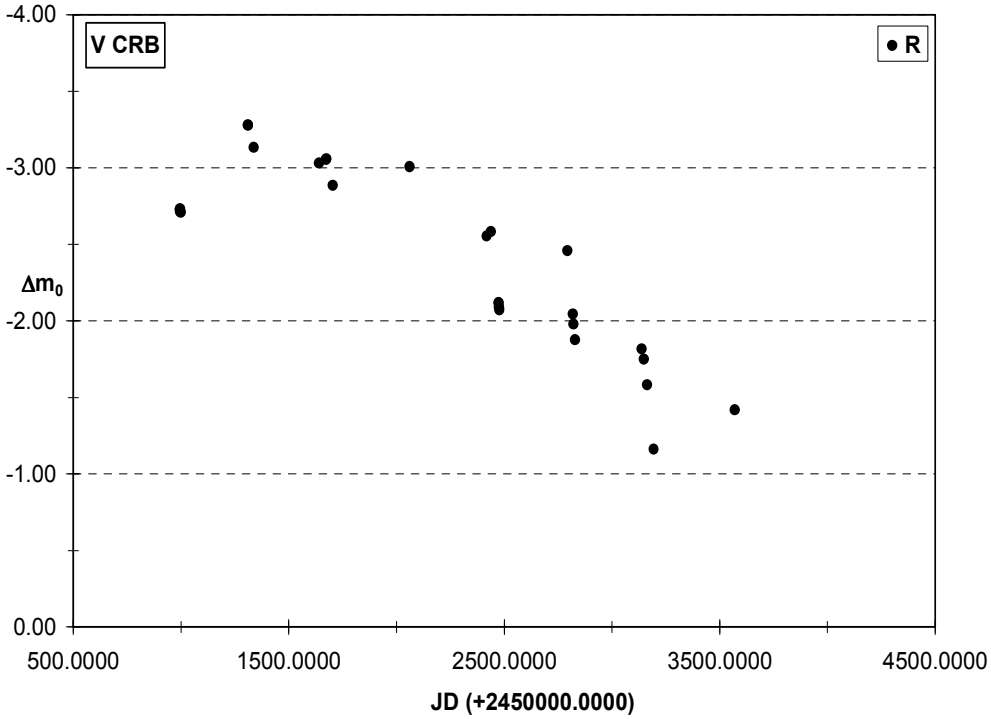
Şekil 1: AH ARI yıldızının mukayese yıldızına göre R filtresinde elde edilen ışık eğrisi



Şekil 2: AR CEP yıldızının mukayese yıldızına göre R filtresinde elde edilen ışık eğrisi



Şekil 3: VZ CAM yıldızının mukayese yıldızına göre R filtresinde elde edilen ışık eğrisi



Şekil 4: V CRB yıldızının mukayese yıldızına göre R filtresinde elde edilen ışık eğrisi

3. Periyot Analizleri

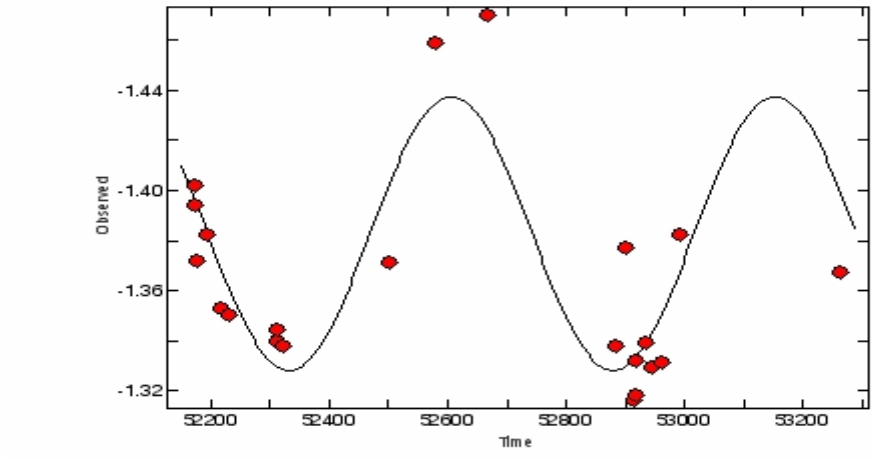
İncelenen yıldızların periyot analizlerinde, genellikle bu tür yıldızların analizlerinde kullanılan TS12 [9], Period [10] ve Period04 [11] programları kullanılmıştır. Belirlenen en muhtemel ve belirgin periyotlar, Çizelge 2'de verilmiştir. Belirlenen periyotların içinde daha

önceden tespit edilmiş periyotların dışında, yeni ve özellikle bu tür yıldızlar için kısa sayılacak ($P < 20^g$) periyotlar da bulunmuştur.

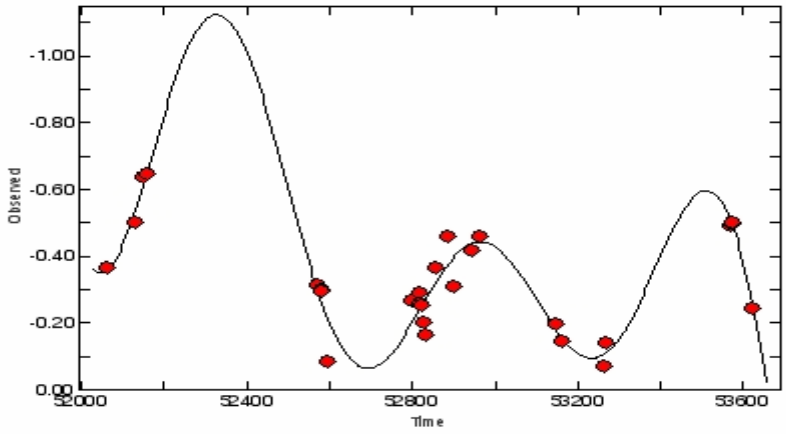
Çizelge 2: Gözlenen SR yıldızlarının bilinen periyotları ile yeni belirlenen muhtemel periyotları (P_i) (periyotlar, kısadan uzuna doğru sıralanmış ve daha önceden bilinen periyotların mertebesinde bulunanlar ise koyu olarak yazılmıştır)

Yıldız		*P (gün)*	*P_1 (gün)*	*P_2 (gün)*	*P_3 (gün)*	*P_4 (gün)*
V	**ARI**	**77.0**	*11.7*	*22.0*	*158.8*	-
AH	**ARI**	**4.2**	***5.2***	*9.7*	*518.8*	-
VZ	**CAM**	**23.7**	***26.9***	*54.9*	*599.2*	-
RY	**CAM**	**134.2**	*7.9*	***136.3***	-	-
RU	**CAM**	**22.2**	*8.8*	***22.4***	-	-
AR	**CEP**	**?**	*5.6*	*24.5*	*118.4*	*753.7*
V	**CRB**	**358.0**	*15.0*	***347.9***	*3658.6*	-
TT	**CVN**	**115.7**	*10.4*	*80.4*	-	-
V640	**HER**	**29.4**	*141.4*	*227.6*	-	-
V894	**HER**	**?**	*8.9*	*75.3*	-	-
V897	**HER**	**15.2**	*7.0*	***15.3***	-	-
V939	**HER**	**?**	*169.4*	-	-	-
V992	**HER**	**?**	*31.7*	*90.2*	-	-
V2354	**OPH**	**?**	*26.1*	*73.1*	-	-
V2361	**OPH**	**3.5**	*24.3*	*186.4*	-	-
HP	**PEG**	**?**	*62.5*	*360.5*	-	-
V338	**PEG**	**6.6**	***7.6***	*20.0*	*115.5*	*301.9*
V	**UMI**	**72.0**	*150.2*	-	-	-
HD	**5223**	**?**	*5.0*	*24.5*	-	-
HD	**187216**	**?**	*26.7*	*74.8*	*306.0*	-
HD	**198269**	**?**	*32.0*	-	-	-

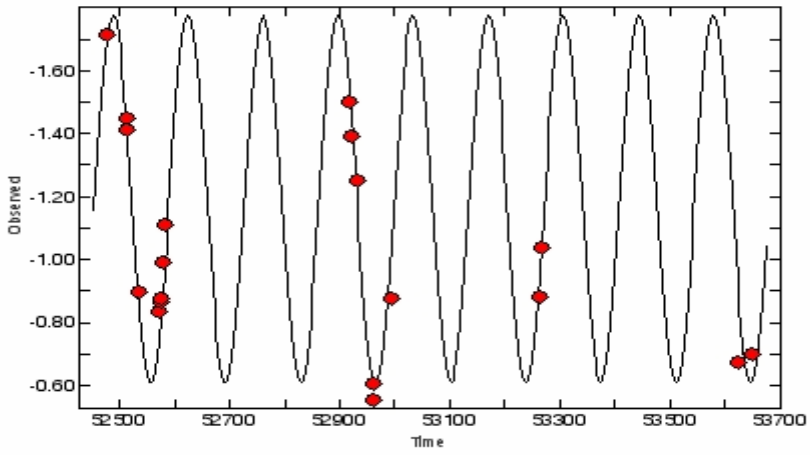
Bulunan yeni periyotların doğruluğu ve kararlılığı, daha sık aralıklarla alınacak çok sayıda gözlem verisiyle sağlanacaktır. İncelenen yıldızların bazılarının, bulunan muhtemel periyotlarının bir bölümünü gösteren ışık eğrileri, Şekil 5, 6, 7, 8, 9, 10, 11, 12, 13'de verilmiştir.



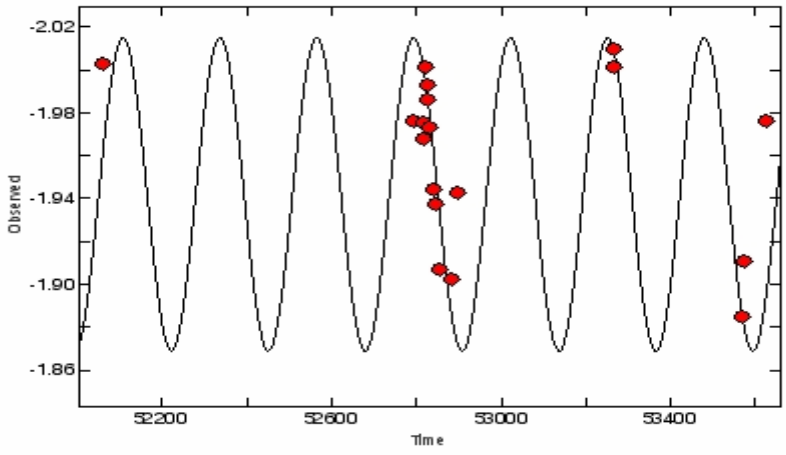
Şekil 5: AH ARI yıldızının, 518.8^g periyoduna göre ışık eğrisi



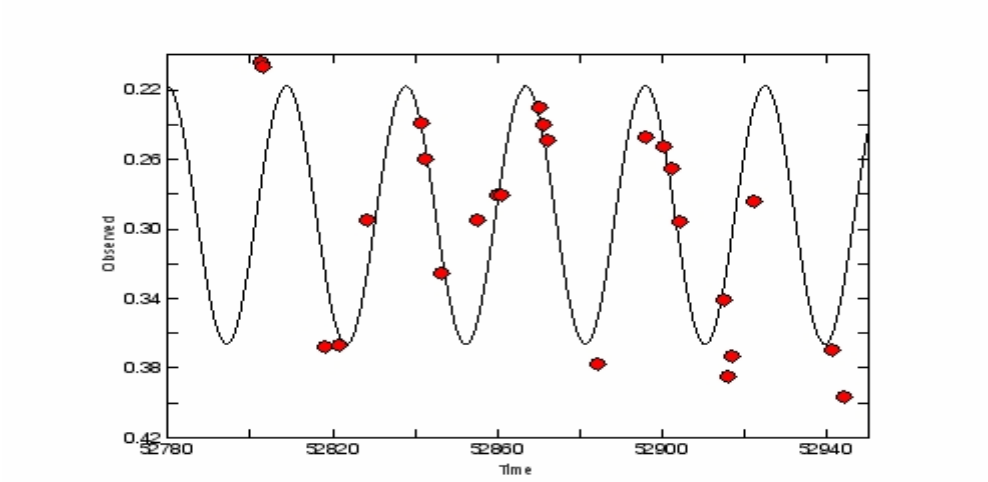
Şekil 6: AR CEP yıldızının, 753.7^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



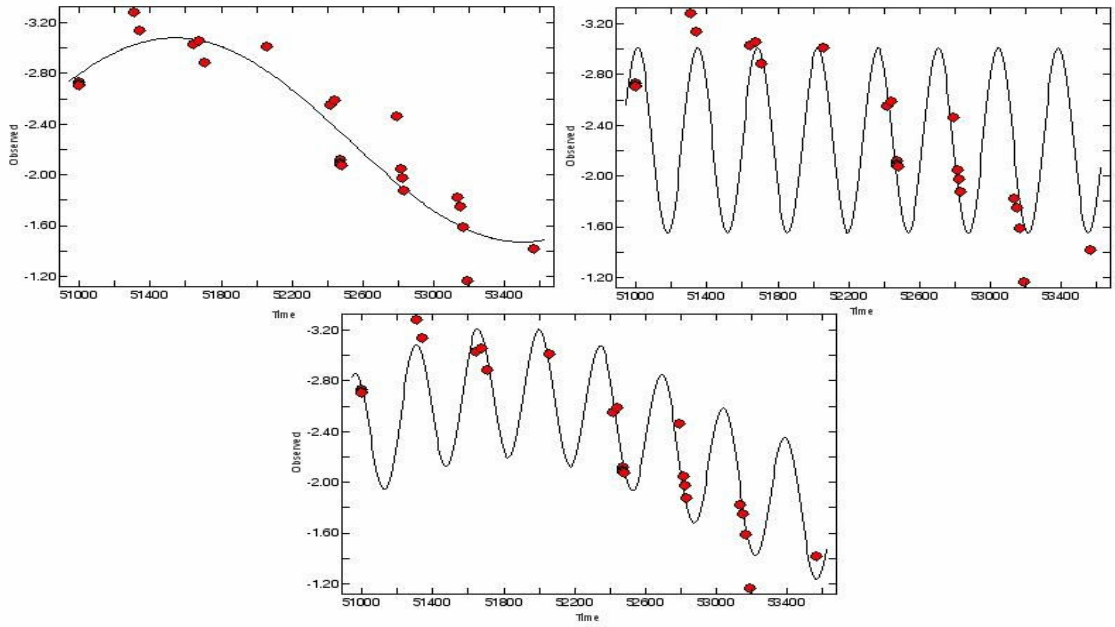
Şekil 7: RY CAM yıldızının, 136.3^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



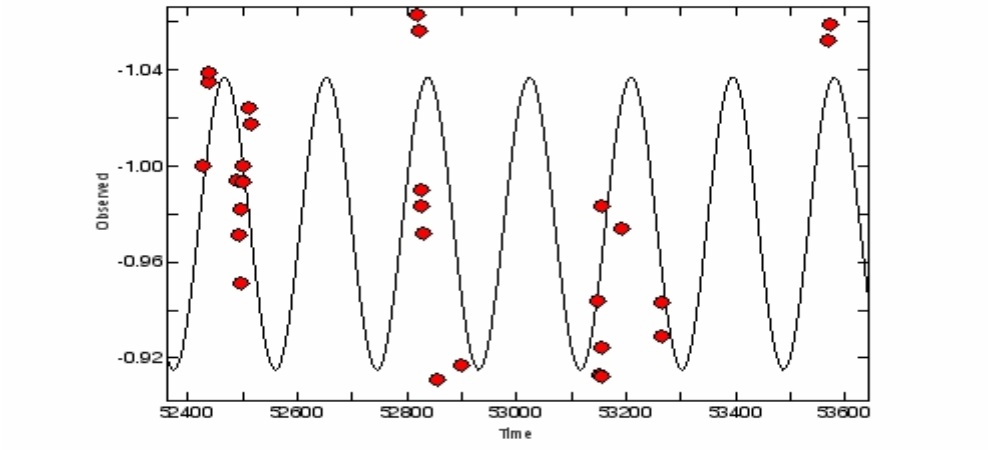
Şekil 8: V640 HER yıldızının, 227.6^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



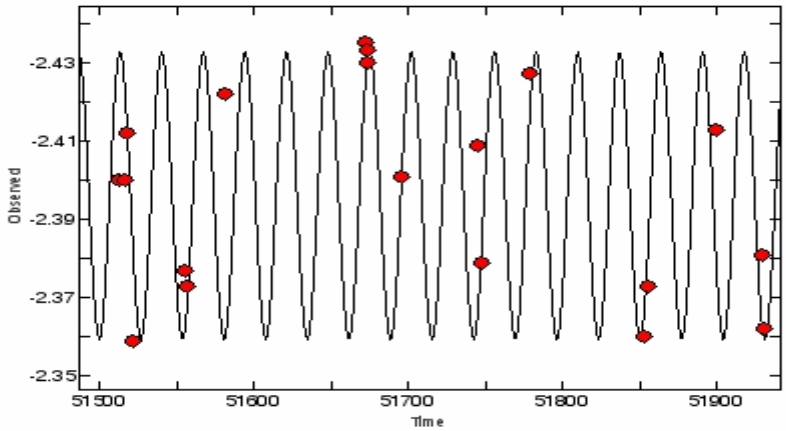
Şekil 9: V992 HER yıldızının, 31.7[g] periyoduna göre ışık eğrisi



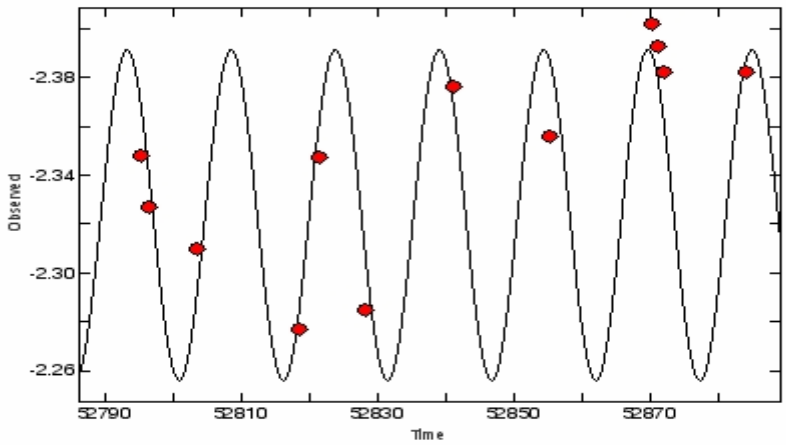
Şekil 10: V CRB yıldızının, 3658.6[g] ve 347.9[g] periyotlarına göre ışık eğrisi



Şekil 11: V2361 OPH yıldızının, 186.4[g] periyoduna göre ışık eğrisi



Şekil 12: VZ CAM yıldızının, 26.9^{g} periyoduna göre ışık eğrisi



Şekil 13: V897 HER yıldızının, 15.3^{g} periyoduna göre ışık eğrisi

4. Sonuç

TUG - T40 teleskopunda, 1998 - 2005 yılları arasında sürdürülen, K, M ve C tayf türünden SR tipi değişen yıldızların V ve R filtrelerinde uzun dönemli fotometrik gözlemleri yapılmış ve bu gözlemlerden bulunan muhtemel periyotları sunulmuştur. Bu periyotların bir kısmı, daha önceden bilinen periyotlardan oluşurken, çoğunluğu ilk defa tespit edilen periyotlardır. İncelenen SR yıldızlarının neredeyse tamamının birden fazla periyoda sahip olduğu da görülmüştür. Uzun yıllar yürütülen SR yıldızlarının uzun dönemli değişimleri için verilen projeler ile sadece periyodu belli olmayan bu tür yıldızların yeni periyotları bulunmakla kalınmamış hem SR yıldızların periyot – parlaklık bağıntılarına [5,6] ve zonklama kiplerinin incelendiği çalışmalara [5] veri sağlanmış hem de TUG'un kırmızı bölgedeki atmosferik sönümleme katsayılarının belirlenmesinde [12], ağırlıklı veri kaynağını oluşturmuştur.

Değişimi düzenli olmayan, uzun periyotlara sahip ve bu nedenle de uzun süreli gözlemlerle incelenmesi gereken SR tipi değişen yıldızların sabır gerektiren gözlemlerinde karşılaşılan zorlukları sıralamak gerekirse; öncelikle yeterli sayıda gözlemci desteği (çoğunlukla 1-2 kişi ile yürütülebilmiştir) ve yeterli sıklıkta gözlem zamanı olmaması sayılabilir. Bunlar, gözlenen yıldızların ışık eğrilerindeki büyük boşlukların en büyük nedenleridir. Bu zorluklara ve beklenenden (~ her yıldız için birkaç günde veya haftada en az 1 veri alınması gibi) daha az veri alınabilmesine rağmen, ısrarla ve sabırla uzun süre birkaç

gözlemci ile yürütülmeye çalışılan devam projeleri sayesinde, yıldızların çoğu için literatürde öngörülen zamandan (~ 8 – 10 yıl) daha kısa sürede yeni periyotlar elde edecek sonuçlar alınabilmiştir.

Bu tür yıldızların daha sık aralıklarla gözlenebilmesi, veri sayısının artırılması ve tespit edilecek periyotların kesinliği ve kararlılığı için, T40 teleskobundaki projeler, 2006 yılından itibaren SR ve Mira türü değişen yıldızların kısa ve uzun dönemli değişimlerinin incelenebilmesi ve periyotlarının bulunabilmesi amacıyla, ROTSE III D teleskobuna verilen projelerle yürütülmektedir.

Teşekkür

Sağladığı gözlem olanakları (teleskop, gözlem zamanı, vd.) ve kütüphane olanağından dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Müdürlüğü'ne; T40 teleskopunda uzun dönemli kırmızı yıldızların gözlem projelerinin başlatılmasında ve yönlendirilmesindeki bilgi ve desteğinden dolayı Prof. Dr. Zeki Aslan'a; uzun yıllar süren gözlemlere katılan yardımcı gözlemcilere (öğrenciler ve gece gözlemcileri) teşekkür ederiz.

Kaynaklar

[1] ESA, (1997), "The Hipparcos and Tycho Catalogues. Celestia", European Space Agency ESA SP – 1200. ESA Publications Division, Noordwijk

[2] Percy, J. R., Desjardins, A., Yu, L., vd., (1996), "Small Amplitude Red Variables in The AAVSO Photoelectric Program: Light Curves and Periods", PASP, 108, 139 – 145

[3] Bedding, T. R., Zijlstra, A. A., (1998), "Hipparcos P-L Relations for Mira and SR Variables", ApJ, 506, L47 – L50

[4] Mattei, J. A., Foster, G., Hurwitz, L. A., vd., (1998), "Classification of Red Variables", Ed. B. Battrick, The Proceedings of The ESA Symposium, Hipparcos-Venice'97, ESA SP-402, 269 – 274

[5] Yeşilyaprak, C., (2004), Doktora Tezi, "Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Mutlak Parlaklığı ve Kinematiği", Fen Blimleri Enst., Akdeniz, Üniversitesi, Antalya

[6] Yeşilyaprak, C., Aslan, Z., (2004), "P-L Relations for M Type SR Variables from Hipparcos Parallaxes", MONRAS, 355, 601 – 607

[7] Simbad Astronomical Database, http://simbad.u-strasbg.fr

[8] Yeşilyaprak, C., Parmaksızoğlu, M., Uluç, K., Aslan, Z., (2001), "VZ Cam'ın ışık ölçümü", 12. UAK, Ed. C. İbanoğlu, Ege Ünv. Yayınları, İzmir, 255 – 263

[9] Foster, G., (1995), "TS 12", AJ, 109, 1889 – 1893

[10] Horne, J. H., Baliunas, S. L., (1986), "Period", ApJ, 302, 757 – 765

[11] Lenz, P., Breger, M., (2005), "Period 04", Communications in Asteroseismology (CoAst), 146, 53 – 59

[12] Aslan, Z., Parmaksızoğlu, M., Keskin, V., Selam, O. S., Yeşilyaprak, C., vd., (2004), "TUG Gözlem Koşulları İstatistiği", Erciyes Ünv., Ed. İ. Küçük, F. F. Özeren, İ. Yusifov, Basımda

HYADES YILDIZLARI İÇİN İÇ YAPI MODELLERİ: KONVEKTİF PARAMETRENİN YILDIZ KÜTLESİNE BAĞIMLILIĞI

Mutlu YILDIZ[1]

Özet

Bu çalışmada, bileşenlerinin kütleleri gözlemsel olarak iyi bilinen Hyades üyesi çift yıldızların ayrıntılı analizleri sonucunda elde ettiğimiz bulguları sunuyoruz. Bir çift yıldızın bileşenleri için elde edilen iç yapı modellerini sistemin gözlenen toplam V ve B-V'sini ve ana-kolun ilgili kısmındaki gözlenen eğimi verecek şekilde gözlemlerle çakıştırıyoruz (fit). Elde ettiğimiz bulgulara göre konvektif parametre ile yıldız kütlesi arasında çok net bir ilişki vardır. Bu ilişki için elde edilen çakıştırma formülünü (fitting formula) $\alpha = 9.19(M/M_{\Theta} - 0.74)^{0.053} - 6.65$ şeklinde veriyoruz. Bu formül, yıldız kütlesinin 0.77 M_{Θ}'den büyük olduğu durumlar için geçerlidir. Renk-kadir diyagramındaki yozlaşmadan ötürü, kümenin kimyasal içeriğine ilişkin net bir bulgu elde edilemezken, ağır element bolluğunu Z=0.033 kabul ederek ve 70 Tau ile θ^2 Tau'nun bileşenleri için modelleri kullanarak, hidrojen bolluğunu X=0.676 ve yaşı 670 milyon yıl olarak buluyoruz. Z=0.024 aldığımızda, X=0.718 ve yaşı da 720 milyon yıl elde ediyoruz.

Anahtar Kelimeler: *iç yapı, evrim,bolluk, örten çift, açık küme: Hyades*

Abstract

We present our findings based on a detailed analysis for the binaries of the Hyades, in which the masses of the components are well known. We fit the models of components of a binary system to the observations so as to give the observed total V and B-V of the system and the observed slope of the main-sequence in the corresponding parts. According to our findings, there is a very definite relationship between the mixing-length parameter and the stellar mass. The fitting formula for this relationship can be given as $\alpha = 9.19(M/M_{\Theta} - 0.74)^{0.053} - 6.65$, which is valid for stellar masses greater than 0.77 M_{Θ}. While no strict information is gathered for the chemical composition of the cluster, as a result of degeneracy in the colour-magnitude diagram, by adopting Z=0.033 and using models for the components of 70 Tau and θ^2 Tau we find the hydrogen abundance to be X=0.676 and the age to be 670 Myr. If we assume that Z=0.024, then X=0.718 and the age is 720 Myr.

K***ey Words:*** stars: interior -- evolution – abundances, binaries: eclipsing, open clusters: Hyades

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir, E_Mail: mutlu.yildiz@ege.edu.tr*

1.Giriş

Endüstri sonrası dönemde enerjinin gerek üretimi gerekse iletiminin, insanlığın yaratmış olduğu 'uygarlığın' varlığını ve gelişimini etkileyecek başat unsurlardan addedildiği için, bilimsel araştırmaların özel önem verilen konuları arasında yer almasına şaşmamak gerekir. Yıldızların derin iç kısımlarındaki süreçlerin de, bu bakımdan, sadece merakımızı giderme işlevinden daha fazla bir öneme sahip olduğunu bilmemiz gereklidir. Bu bağlamda, yıldız astrofiziğinde en verimli laboratuarlardan birisi olan Hyades çift yıldızlarını ayrıntılı bir şekilde inceleyerek, geç tip yıldızların zarflarında etkili olan ve pek de iyi bilemediğimiz konvektif hareketin yıldızdan yıldıza nasıl değiştiğini betimleyebilmek bilimsel açıdan bir başarı sayılabilir.

Çoğunlukla hızlı dönen erken tip yıldızlar için ise, derin iç katmanların dönme profilindeki belirsizlik önemli bir konudur. Bu bakımdan da, Hyades laboratuarı özel bir öneme sahiptir çünkü ana-kol'un (AK) en tepesindeki θ^2 Tau A için, bu konumuyla Hyades'in yaşını en iyi o temsil ediyor ve bu yıldız için oldukça kaliteli gözlemsel verilere sahibiz.

Yıldızların yapısı ve evriminin çok karmaşık süreçlerini anlayabilmemiz, gözlemsel verilerin, özellikle yıldızların kütlelerinin, çok yüksek duyarlılıkla saptanmış olması ile sınırlıdır. Yıldız kütleleri için temel bilgi kaynağımız ise görsel ve özellikle de örten çift yıldız sistemleridir. Ancak, yıldızların iç yapısı için gereken ve yeteri kadar bilgiye sahip olamadığımız girdilerin sayısı, çok özel koşulları bir tarafa bırakırsak, gözlemsel kısıtlamaların sayısından daha az olmaktadır. Bu durumda elde edeceğimiz sonuçların biricikliği konusunda bir iddiada bulunamayız. Bu bakımdan, aynı açık kümenin üyesi olan çift yıldızlar, deyim yerindeyse, tam bir hazinedir. En iyi hazine ise, en yakın olandır: Hyades açık kümesi.

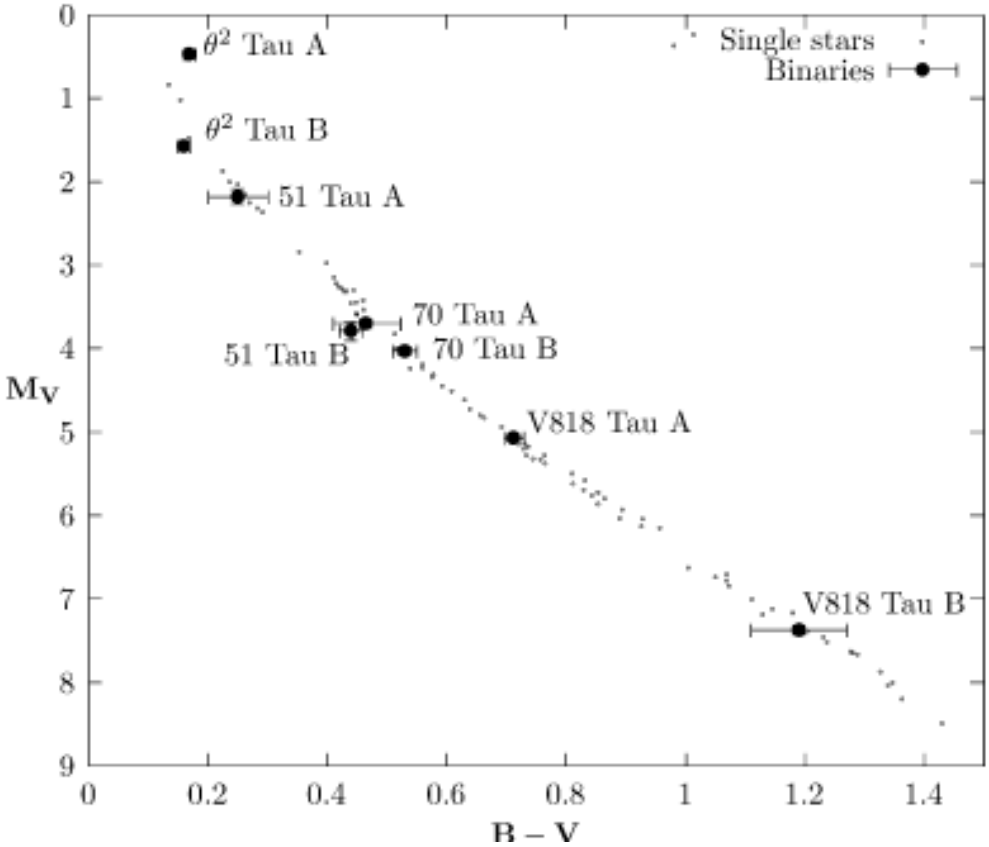
Hyades açık kümesinin iyi bilinen çift yıldızlarının özellikleri [1] ve yüksek duyarlıklı Hipparcos verilerine [2] dayanan kısıtlamalar, küme üyesi yıldızların aynı yaş ve ortak kimyasal içeriğe sahip oldukları kabulü eşliğinde, elde edilecek çözümün güvenirliliğini kat kat arttırmaktadır.

Bütün iç katmanlarda enerji iletiminin hangi verimlilikle sağlandığı yıldızların özellikle boyutunu belirleyen ana etkendir. Bilindiği gibi geç tip yıldızların dış katmanları, en dıştaki ince katman olan ışınküre hariç, konvektiftir; enerji iletimi türbulant hareket ile sağlanıyor. Bu hareket, doğada en az anlaşılmış hareketlerden birisidir. Böhm-Vitense [3], bu karmaşık süreci betimleyen ve yıldızların iç yapısına uygulanabilir bir kuram geliştirdi. Karışım uzunluğu kuramı (KUK) olarak nitelendirilen görece basit bu kuramın, bütün eleştirilere rağmen bugün de yıldız evrim programlarında kullanımı devam etmektedir.

KUK formalizminde serbest kalan bir parametre vardır: konvektif hücrelerin özelliğini kaybetmeden kat edebildikleri mesafe (l). Bu mesafeyi Güneş için saptayabiliyoruz çünkü Güneş'in yakınlığından dolayı hem gözlemsel verileri çok kaliteli, dahası Güneş'in yaşını biliyoruz. Diğer yıldızlar için yapılan hesaplamalarda ise ya genellikle bu Güneş değeri kullanılır ya da basınç ölçek yüksekliğinin (H_p) 1.5 katı civarında (keyfi) bir değer alınır. Yapılan bir çok çalışmada, Güneş değerinin diğer yıldızlar için iyi sonuç vermediği vurgulanmaktadır [4]. Konvektif parametrenin, $\alpha=(l/ H_p)$, Güneş'teki değerinin azlığı kadar fazlalığı da rapor edilmiştir. İlk kez, Yıldız ve ark. [5] tarafından Hyades yıldızları üzerine yapılan çalışmada, α'nın yıldız kütlesine çok kesin bir şekilde bağlı olduğu gösterilmiştir.

Tablo 1 Hyades açık kümesindeki iyi bilinen çift yıldız sistemlerinin ve bileşenlerinin gözlemsel özellikleri (kaynaklar için[5]'e bakınız).

System	$M_A/M_\odot$	$M_B/M_\odot$	$R_A/R_\odot$	$R_B/R_\odot$	V	$B-V$	S_{MBV}
V818 Tau	1.072 ± 0.010	0.769 ± 0.010	0.905 ± 0.029	0.773 ± 0.015	8.28	0.73	4.6 (4.8)
70 Tau	1.363 ± 0.073	1.253 ± 0.075	…	….	6.46	0.49	6.6 (5.2)
51 Tau	1.80 ± 0.13	1.46 ± 0.18	…	….	5.65	0.28	…
θ^2 Tau	2.42 ± 0.30	2.11 ± 0.17	…	….	3.40	0.18	…
HD 27149	1.096 ± 0.002	1.010 ± 0.002	…	….	7.53	0.68	…



Şekil 1 Hyades'in çift yıldız sistemlerindeki ve tek (noktalar) yıldızları için gözlemsel renk-kadir diyagramı.

2.Hyades Yıldızlarının Gözlemsel Özellikleri ve Ek Kısıtlamalar

Hyades'in çift yıldızlarının ve onların bileşenlerinin başlıca temel özellikleri Tablo 1'de verilmiştir. Bu yıldızlar için renk-kadir diyagramı **Şekil 1'**de çizilmiştir (kaynaklar için [5]'e bakınız). Bu şekilde, ayrıca, yüksek duyarlıklı Hipparcos verileri kullanılarak mutlak parlaklığı çok iyi bir şekilde hesaplanan Hyades üyesi tek yıldızlar da kıyaslama amacıyla çizilmiştir. Tek tek yıldızların bu gözlemsel özelliklerinin yanı sıra, başka sınırlandırmalara da gereksinimimiz vardır çünkü V818 Tau aktif bir yıldız olduğu için yapılan gözlemsel ölçümler parlaklık ve renk için birbirinden oldukça farklı sonuçlar vermiştir. Dahası, görsel çift olan 70 Tau'nun bileşenlerinin renk kadir diyagramında sahip olduğu eğimle tek yıldızların o civardaki eğimi birbirinden oldukça farklıdır. Aynı durum çok daha bariz bir şekilde 51 Tau görsel çiftinin bileşenleri için de geçerlidir. Bu durum, yeteri kadar birbirinden

ayrık olmayan görsel çiftlerde ölçülen parlaklığın tek tek yıldızlara paylaştırımında bir takım güçlüklerin olduğuna delalettir. Dolayısıyla, V818 Tau ve 70 Tau'nun bileşenlerinin bulunduğu kısımda AK eğimini tek yıldızların oluşturduğu kısımdan elde edip o değeri modeller için kısıtlama olarak kullanmak çok daha anlamlı olacaktır. V818 Rau ve 70 Tau için elde edilen bu eğimler de Tablo 1'in son sütunun da sunulmuştur. Bu sutundaki parantez içindeki değerler doğrudan çift yıldızların bileşenleri için ölçülen değerlerin kullanılmasıyla elde edilmiştir. Bu eğimin, özellikle 70 Tau'nun bileşenleri için tek yıldızların verdiğinden çok farklı olduğunu tespit ediyoruz.

3.Modeller

Dört yıldız yapı denklemini sonlu farklar yöntemini kullanarak eşzamanlı olarak çözüyoruz [6]. Bu yapı denklemlerinde geçen ve mikrofizik olarak nitelendirilen nükleer tepkimelerin hızı [7], saydamsızlık (opasite) [8] ve hal denkleminin hesaplanması gerekmektedir. Bunlardan ilk ikisi çakıştırma formülünden ve tablolardan hesaplanırken, sonuncusunu programın kendisi Saha denklemini çözerek elde etmektedir. Modellerin ışınımgücü ve etkin sıcaklıklarından gözlenen parlaklık ve renk niceliklerini hesaplamak için Bessel [9] ve Lejeune ve ark. [10] dönüşüm tabloları kullanılmıştır.

4.Çözüm Yöntemi ve Bulgular

Erken tip yıldızların iç dönmelerindeki belirsizlikten dolayı bileşenleri geri tip olan ve kütleleri iyi bilinen sistemlerden hem sistemlerin hem de Hyades açık kümesinin özelliklerini türetmeye çalışalım. Bu sistemler 70 Tau ve V818 Tau çift yıldızlarıdır. Her iki sistemin V ve (B-V)'lerinin yanı sıra AK eğimleri ve V818 Tau örten bir çift sistem olduğu için göreli olarak iyi belirlenen L_A /L_B oranı için yedi denklem oluşturabiliriz. Her bir gözlenen kısıtlama için, örneğin V için,

$$V_{göz} = V_{ref} + \frac{\partial V}{\partial \log X}\delta \log X + \frac{\partial V}{\partial \log Z}\delta \log Z + \frac{\partial V}{\partial \log t}\delta \log t +$$

$$\frac{\partial V}{\partial \log \alpha_A}\delta \log \alpha_A + \frac{\partial V}{\partial \log \alpha_B}\delta \log \alpha_B$$

benzeri denklemler yazabiliriz. Bu denklemde *ref* seçilen bir referans modelinin ifade ettiği niceliği, A ve B alt indisi ise bileşenleri temsil etmektedir. Kısmi türevler farklı kimyasal kompozisyonlar, yaş ve konvektif parametre α ile elde edilen modellerden hesaplanabilir. Yukarıdaki denklemin benzeri yedi denklemin çözümünden, yedi bilinmeyeni (X, Z, t ve 4α) bulabiliriz. Geniş aralıklardan elde edilen türevler kullanılarak elde edilen sonuç aşağıda verilmiştir (SET A):

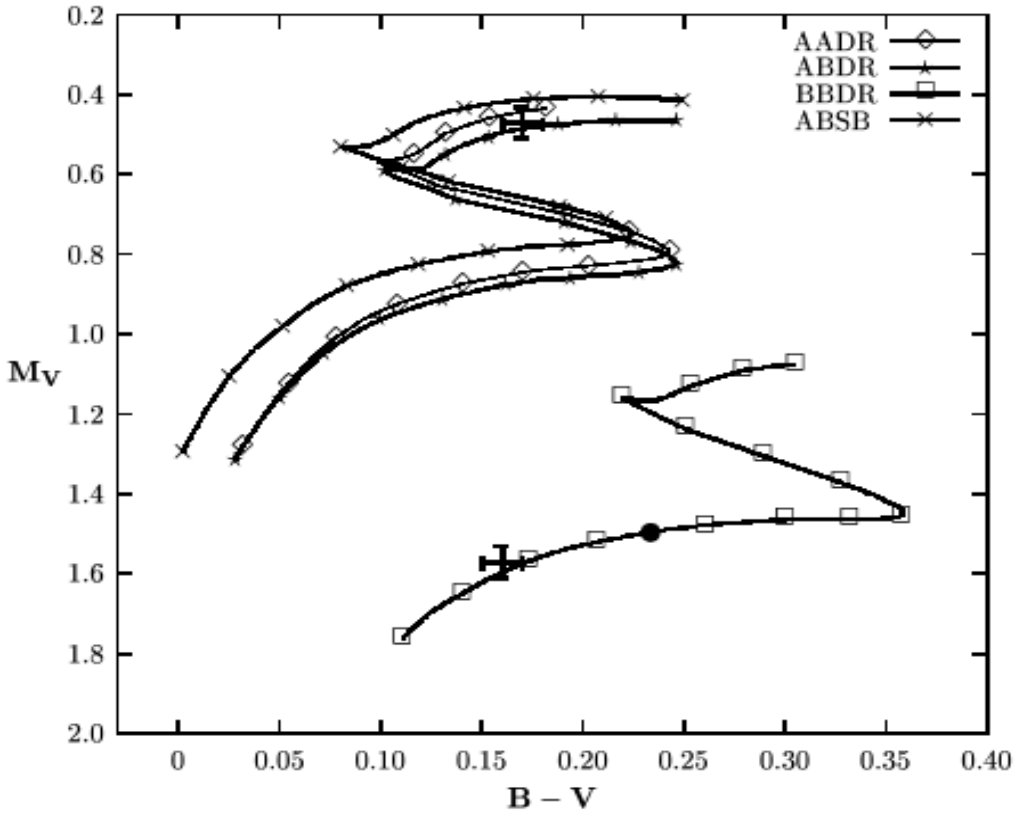
$$X = 0.679, Z = 0.0319, \alpha_{V818A} = 1.89, \alpha_{V818B} = 1.01,$$
$$\alpha_{70A} = 2.43, \alpha_{70B} = 2.33, t = 590My.$$

İkinci bir çözüm ise SET A'nın değerleri civarında daha dar aralıklardan hesaplanan türevler kullanılarak elde edilmiştir (SET B):

$$X = 0.695, Z = 0.0298, \alpha_{V818A} = 2.17, \alpha_{V818B} = 0.94,$$
$$\alpha_{70A} = 2.52, \alpha_{70B} = 2.25, t = 1030My.$$

Bu iki çözümün önemli bir ortak yanı vardır: her iki çift yıldız sisteminde büyük kütleli bileşenin konvektif parametresi küçük kütleli bileşeninkinden daha büyüktür. V818 Tau sisteminde A'nın konvektif parametresi B'ninkinin yaklaşık iki katı fazladır. İki çözümün verdiği yaşları ise birbirinden oldukça farklıdır. Bu demektir ki, bu sistemler, bileşenlerinin

evrimleri yavaş olduğundan, Hyades açık kümesinin yaşını türetmek için uygun sistemler değildir.



Şekil 2. θ2 Tau A ve B için, dönme özellikleri DD ve KCD olan, SET A ve B girdileri ile elde edilmiş modellerin HR diyagramındaki evrimsel izleri. Gözlemsel özellikler de Bruijne ve ark.'dan [2] alınmıştır.

Bu durumda, Hyades'in yaşını bulmak için en uygun yıldız evrimi en hızlı olan, AK'un en tepesindeki θ^2 Tau A'dır. Ancak, karşımıza bu sefer dönme sorunu çıkmaktadır. Yıldızların açısal momentum evrimindeki belirsizlikten dolayı iki tipik durumu çalışmak makul bir yöntem gibi görünmektedir: 1) Katı cisim gibi dönme (KCD), 2) çökmenin belirlediği haliyle ulaşılan diferansiyel dönme (DD). Şekil 2'de θ^2 Tau A ve B için KCD ve DD'li ve SET A ve SET B'li modeller Hertzsprung-Russell diyagramında çizilmiştir. Kıyaslama amacıyla gözlemsel veriler de işaretlenmiştir. Şekil üzerindeki yazıda (legend) ilk harf bileşeni, ikinci harf çözüm setini, son iki harf ise dönme tipini belirtmektedir. Gözlemsel verilerle uyum açısından DD modellerin daha başarılı olduğu, SET A ve B'nin ise birbirine çok yakın evrimsel izler verdiği sonuçlarını çıkarıyoruz.

Farklı kimyasal özelliklere (SET A ve B) sahip modellerin birbirine benzer sonuçlar vermesini ve DD'li modellerin gözlemlerle daha uyumlu olmasını gözönünde tutarak, seçtiğimiz bir Z için θ^2 Tau A, 70 Tau A ve B'nin modellerini gözlemsel verilere çakıştırma yoluna gidiyoruz. Böylece, seçilen bir Z değeri için, X'i, yaşı ve 70 Tau A ve B'nin konvektif parametrelerini bulabiliriz:

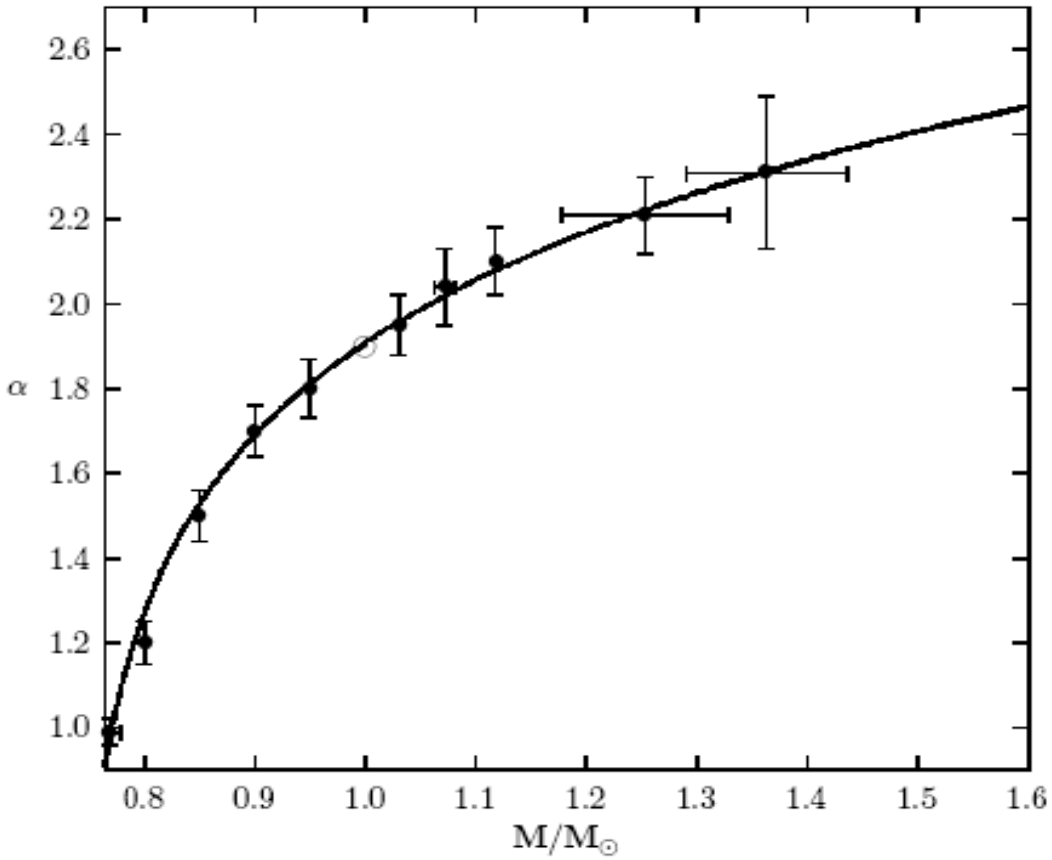
a) Z=0.028 için (SET 28)

$$X = 0.699, \alpha_{70A} = 2.31, \alpha_{70B} = 2.21, t = 705My,$$

b) Z=0.033 için (SET 33)

$$X = 0.676, \alpha_{70A} = 2.29, \alpha_{70B} = 2.20, t = 676My,$$

c) Z=0.024 için (SET 24), SET 28'in α değerlerini kullanarak,



Şekil 3. Hyades üyesi yıldızlar için konvektif parametrenin yıldız kütlesine bağımlılığı.

$$X = 0.718, \alpha_{70A} = 2.31, \alpha_{70B} = 2.21, t = 721My.$$

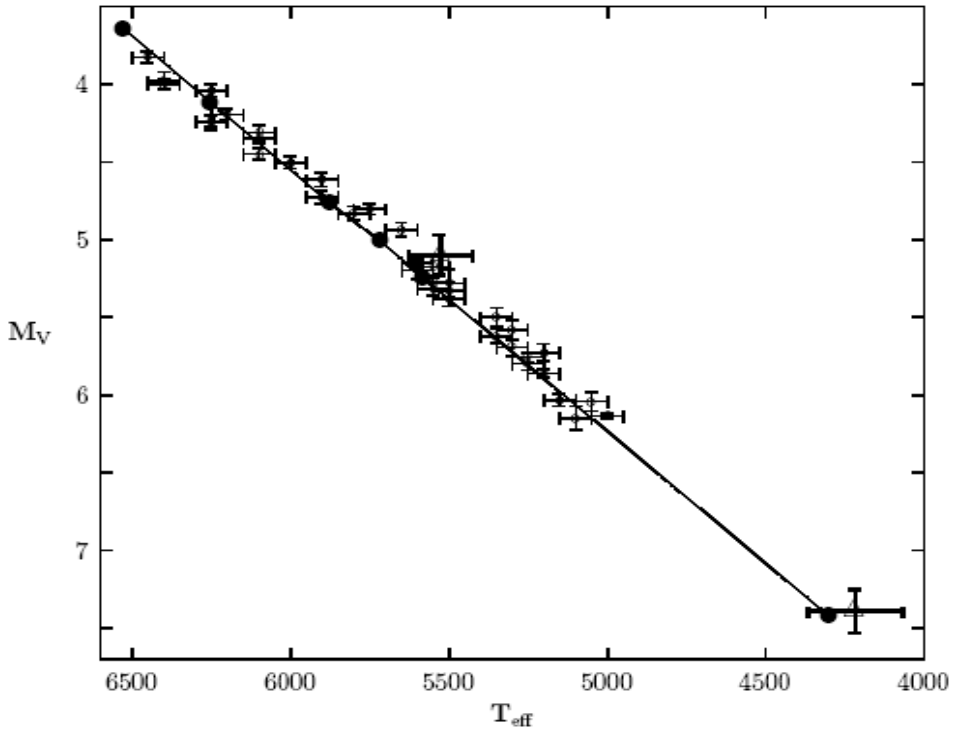
Bu çözüm kümeleri ile ilgilendiğimiz diğer yıldızlar için de modeller oluşturarak onların da konvektif parametrelerini elde edebiliriz. Bu yolla elde edilen konvektif parametrelerin değerleri Şekil 3'te yıldız kütlesine karşı çizilmiştir. Hata çizgileri, her bir yıldızın B-V'sinde, belki biraz abartılı denilecek miktarda, 0.01'lik bir hata varsayılarak hesaplanmıştır. Veriyi çoğaltmak amacıyla, burada üzerinde durmadığımız HD 27149 görsel çift yıldızının bileşenleri [11] için ve 0.8, 0.85, 0.90 ve 0.95 $M_{\odot}$ modeller de elde edilmiştir. Bu modellerin elde edilmesinde, tek yıldızların oluşturduğu AK ve eğiminin burada da dikkate alındığını belirtmekte yarar vardır. Kıyaslama amacıyla, konvektif parametrenin Güneş değeri de işaretlenmiştir. Konvektif parametrenin kütleye bağımlılığı için

$$\alpha = 9.19(\frac{M}{M_{\Theta}} - 0.74)^{0.053} - 6.65$$

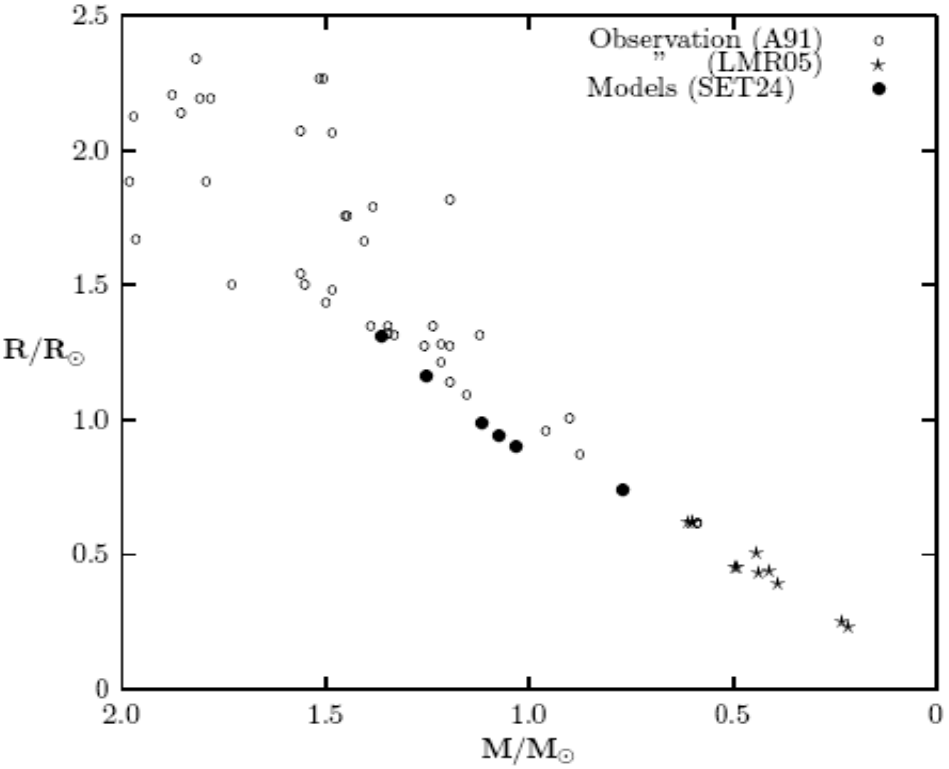
çakıştırma formülünü türettik. Şekil 3'teki sürekli çizgi elde edilen çakıştırma formülünü temsil etmektedir.

5. Bulguların Başka Verilerle Kıyaslanması

Eğer konvektif parametrenin bir önceki bölümde verilen kütleye bağımlılığı bu kadar duyarlıysa bu bağımlılığın hem farklı yöntemlerle elde edilen verilerde hem de başka yıldızlar ve yıldız sistemlerinde kendini göstermesi gerekir. Önce Hyades yıldızlarının tayfsal yoldan elde edilen etkin sıcaklıkları ile Şekil 3'te çizilen modellerin etkin sıcaklıklarını kıyaslayalım. Konvektif parametre esas olarak yarıçapı belirlediğinden etkin sıcaklık da konvektif



Şekil 4. Hyades üyesi yıldızlar için konvektif parametrenin yıldız kütlesine bağımlılığı.



Şekil 5. Örten çift yıldız sistemleri [14,15]ve Hyades üyesi yıldızların modelleri için yarıçap-kütle grafiği.

parametrenin duyarlı bir fonksiyonudur. Şekil 4'te Hyades yıldızlarının mutlak parlaklıkları Paulson ve ark. [12] tarafından tayftan elde edilen etkin sıcaklıklarına karşı çizilmiştir. Dolu daireler ise modelleri göstermektedir. Sağ alt köşedeki gözlemsel veri Torres ve Ribas'tan alınmıştır [13]. Modellerin ve tayfsal yoldan belirlenen etkin sıcaklıklar birbiriyle çok uyumludur.

İkinci olarak başka örten çift yıldız sistemlerinde belirlenen yarıçaplarla bu modellerin yarıçaplarını kıyaslayalım. Şekil 5'te Andersen [14] ve Lopez-Morales ve Ribas'tan [15] alınan gözlemsel veriler ile modeller kütle-yarıçap grafiğinde çizilmiştir. Modeller gözlemsel verilerin hemen altında yer almaktadır. Bu demektirki, modeller sıfır-yaş-AK'una çok yakındır. Hyades'in 700 miyon yıl civarındaki yaşının bu geri tip yıldızların AK ömrüyle kıyaslanmayacak kadar kısa olmasından dolayı bu sonuç çok anlamlı görünmektedir.

6.Sonuç

Hyades üyesi çift yıldızların bileşenlerinin modelleri üzerine ayrıntılı bir çalışma yaparak, bu açık kümenin yaşını 700 milyon yıl civarında bulduk. Kesin rakam kimyasal kompozisyon ve erken tip yıldızların iç dönme özelliklerine bağlıdır. Küme üyesi geri tip yıldızların konvektif zarfındaki enerji iletiminin ne şekilde olduğunu ifade eden konvektif parametrenin yıldız kütlesine bağlı olduğunu net bir şekilde ifade ettik ve elde edilen bağıntının başka gözlemsel verilerle tutarlı olduğunu gösterdik. Güneş'ten elde edilen konvektif parametrenin Hyades yıldızları için elde edilen değerlerle uyumlu olması ilginçtir ve bu sonucun rastlantı mı yoksa doğal mı olduğu araştırılmaya değer bir konudur.

Kaynaklar

[1] Lebreton, Y., Fernandes, J., Lejeune, Th. 2001, A&A, 374, 540
[2] de Bruijne, J.H.J., Hoogerwerf, R., de Zeeuw, P.T. 2001, A&A, 367, 111
[3] Böhm-Vitense, E. 1958, Zs. Ap., 46, 108
[4] Ferraro, F.R., Valenti, E., Straniero, O., Origlia, L. 2006, ApJ, 642, 225
[5] Yıldız, M., Yakut, K., Bakış, H., Noels, A. 2006, 2006, MNRAS, 368, 1941
[6] Ezer, D., Cameron, A.G.W. 1967, Can. J. Phys., 45, 346
[7] Caughlan, G.R., Fowler W.A. 1988, Atomic Data and Nuclear Data Tables, 40, 283
[8] Iglesias, C.A., Rogers, F.J., Wilson, B.G. 1992, ApJ, 397, 717
[9] Bessell, M. S., Castelli, F., Plez, B. 1998, A&A, 333, 231
[10] Lejeune, T., Cuisinier, F., Buser, R. 1998, A&AS, 130, 65
[11] Tomkin, J. 2003, Obs., 123, 1
[12] Paulson, D.B., Sneden, C., Cochran, W.D. 2003, AJ, 125, 3185
[13] Torres, G., Ribas, I. 2002, ApJ, 567, 1140
[14] Andersen, J. 1991, A&AR, 3, 91
[15] Lopez-Morales, M., Ribas, I. 2005, ApJ, 631, 1120

SİSMİK OLAN VE OLMAYAN VERİLERİN IŞIĞINDA α CENTAURİ A VE B İÇİN İÇ YAPI MODELLERİ: KONVEKTİF PARAMETRENİN ZAMANA BAĞIMLILIĞI

Mutlu YILDIZ[1]

Özet

α Centauri çift yıldız sistemi, bileşenlerinin yapısı üzerine en duyarlıklı gözlemsel kısıtlamalar (constraints) olan yıldız sistemlerinden birisidir. α Centauri A ve B'nin iç yapı modelleri için artık sismik kısıtlamalara da sahibiz. Sismik olmayan kısıtlamaları sağlayan modellere göre sistemin yaşı 8.9 milyar yıl iken, sismik kısıtlamalara göre 5.6-5.9 milyar yıl civarında bir yaş söz konusudur. α Centauri sistemi Güneş benzeri bileşenleri ile, Yıldız ve ark. (2006) tarafından Hyades yıldızlarının analizinden bulunan konvektif parametrenin yıldız kütlesine olan bağımlılığını test etmek için de çok uygundur. Sismik olmayan kısıtlamalara dayanan modellere göre α Centauri A ve B'nin konvektif parametresi, sırasıyla, 2.10 ve 1.90'dır. Sismik kısıtlamalara uyan modellere göreyse, konvektif parametre α Centauri A için 1.64, B için 1.91 bulunmaktadır. Bu iki farklı görünümü dikkate alarak, konvektif parametrenin zamana (örtük) bağımlılığı için iki ayrı açıklama türetiyoruz. Bu açıklamalar Hyades için elde edilen açıklama ile uyumludur.

Anahtar Kelimeler: *iç yapı, evrim,bolluk, görsel çift, yıldızlar: α Centauri*

Abstract

The α Cen binary system is one of the well known stellar systems with very accurate observational constraints to structure of its component stars. In addition to the classical non-seismic constraints, we have also seismic constraints for the interior models of α Cen A and B. While we obtain 8.9 Gyrs for the age of the system for non-seismic constraints, the seismic constraints imply that it is about 5.6-5.9 Gyrs. The α Cen binary system with its solar type components is also very suitable for testing the stellar mass dependence of the mixing-length parameter for convection derived from the binaries of Hyades. The values of the mixing-length parameter for α Cen A and B are 2.10 and 1.90 for the non-seismic constraints. If we employ the seismic constraints together with the non-seismic constraints, we obtain 1.64 and 1.91 for α Cen A and B, respectively. By taking care of these two different aspects for the mixing-length parameter, we derive two expressions for its time dependence which are also compatible with the mass dependence of the mixing-length parameter derived from the Hyades stars.

Key Words: *stars: interior -- evolution – abundances, binaries: visual, stars: individual: α Centauri*

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir*
E_Posta: mutlu.yildiz@ege.edu.tr

1.Giriş

Her cisim kendince titreşim yapar. Buna yıldızlar da dahildir. Özellikle Güneş benzeri geç tip yıldızların bu titreşimleri onların yaşına ilişkin önemli veriler sunma potansiyeli göstermektedir. Bu tip küçük kütleli yıldızların evrimleri çok yavaş olduğundan, klasik verilerden yola çıkarak yaşa ilişkin bilgiye ulaşmak çok zor olduğundan, sismik yoldan elde edilen veri neredeyse seçeneksizdir (alternatifsizdir). Gökadamızın başlangıç ve daha sonraki evrelerinde oluşmuş sadece bu tür yıldızların hala var olduğunu düşünürsek bu bilgilerin yıldız astrofiziğini aşan bir öneme sahip olduğu daha açık bir şekilde algılanabilir.

Yakınlığından dolayı sismik verilerin potansiyelini en iyi değerlendirebileceğimiz yıldız sistemi, iki Güneş benzeri yıldızı barındıran, görsel bir çift yıldız ve ikilinin etrafında dönen Yakın Centauriden oluşan, α Centauri sistemidir. Çift yıldız sistemini oluşturan yıldızların kütle, parlaklık ve yarıçapları [1,2,3] oldukça duyarlı bir şekilde saptanmış ve her iki yıldızın sismik özellikleri, sismik yoldan yaşın belirteci olan frekanslar arasındaki küçük ayrılmaları hesaplayabilecek kadar ayrıntılı olarak tayfsal yoldan gözlemlenebilmiştir [4,5]. Her iki yıldız için yaklaşık otuz farklı modda titreşim gözlemlenmiş ve bunların mod tayini yapılabilmiştir. Bu küçük ayrılmalar yıldızların nükleer özeğindeki fiziksel koşulların, özellkle ses hızı profilinin, oldukça duyarlı fonksiyonu olduğundan modeller üzerine çok ciddi kısıtlamalar getirmektedir.

Bir önceki bildiride belirtildiği gibi geri tip yıldızlardan oluşan bir sistem için iç yapı modellemesinde gerekli olan girdi sayısı klasik yoldan belirlenen gözlemsel kısıtlamaların sayısından fazla olduğundan, biricik çözüm elde etmek, çok özel koşullar dışında, pek mümkün olamamaktadır. Bu bakımdan, önceki bildiride sunulan, Hyades yıldızları için keşfedilen konvektif parametre (α) ve yıldız kütlesi arasındaki bağıntı özel önem arz etmektedir. Bu sayede, eğer Hyades için elde edilen bağıntı farklı evrimsel süreçleri ve kimyasal içerikleri kapsayacak kadar genelleştirilebilirse, model girdilerinden konvektif parametre artık bir bilinmeyen olmayacak, yıldızın gözlenen özelliklerinden türetilebilecektir. Bu sonucun, α Centauri'nin bileşenleri gibi az-çok evrimleşmiş yıldızlarda test edilmesi gerekmektedir.

2. α Cen A ve B'nin Gözlemsel Özellikleri

2.1 α Cen A ve B'nin Klasik Gözlemsel Özellikleri

α Cen A ve B'nin kütlelerinin gözlemsel olarak saptanması üzerine bir çok çalışma yapılmıştır. Bu konuda özellikle Pourbaix'in farklı gruplarla yaptığı çalışmaları anmak gerekir. Adı geçen astrofizikçinin geniş bir grupla yapmış olduğu en son çalışmaya göre bu yıldızların kütleleri $M_A = 1.105 \pm 0.007\ M_\odot$ ve $M_B = 0.934 \pm 0.007\ M_\odot$ [1] olarak saptanmıştır. Yarıçaplar ise Kervella ve ark. [3] tarafından girişimölçer yoluyla $R_A = 1.224 \pm 0.003\ R_\odot$ ve $R_B = 0.863 \pm 0.005\ R_\odot$ olarak bulunmuştur. Yarıçap değerleri için verilen belirsizliklerin gerçek hatalar değil bir çeşit standart sapma olduğunu belirtmekte yarar vardır.

Bu yıldızların renk ve parlaklıkları üzerine de bir kaç çalışma yapılmıştır. Klasik UBV filtreleri ile yapılan ölçümlerden ikisini anmak yararlı olacaktır. Bunlardan ilki Hoffleit ve Jaschek'e [6] aittir ve V_A=-0.01, V_B=1.33, $(B-V)_A$=0.71, $(B-V)_B$=0.88 değerleri verilmektedir. Bu değerler tayfsal yoldan elde edilen etkin sıcaklıklarla ve girişimölçerden elde edilen yarıçaplarla uyumlu değildir. İkinci ölçüm ise Bessel [2] tarafından yapılmıştır: V_A=0.01, V_B=1.34, $(B-V)_A$=0.633, $(B-V)_B$=0.84. Bu değerler hem diğer gözlemsel verilerle uyumludur hem de dönüşüm tablolarından yıldızların yüzeyindeki ağır element bolluklarını hesaplayabilecek kadar elverişli görünmektedir. İlginçtir ki, Bessel'in bu güzel ölçümleri α Cen A ve B'nin içyapı modellemelerine dayanan hiç bir çalışma tarafından ya fark edilmemiş ya da dikkate alınmamıştır.

Bessel'in kadir değerlerini ve Söderhjelm'in [7] verdiği ıraksınımı kullanarak, mutlak parlaklıkları $M_{VA} = 4.37$ ve $M_{VB} = 5.707$ olarak buluruz. Bu mutlak parlaklıkları ve diğer gözlenen özellikleri kullanarak, Lejeune ve ark.'nın [8] dönüşüm tablolarından $(BC)_A$=-0.102, $(BC)_B$=-0.223 buluyoruz. Böylece, L_A=1.544 $L_\odot$ ve L_B=0.507 $L_\odot$ elde ediyoruz. Renklerin metal bolloğuna duyarlılığından dolayı her iki yıldızın yüzeyindeki metal bolluğunu da saptamak mümkündür: Güneş bolluğuna göre, birinci bileşen için 0.074 *dex,* ikinci bileşen için 0.125 *dex*. Dönüşüm tablolarındaki standart metal bolluğunu Z=0.02 kabul edersek, Z_A=0.0237 ve Z_B=0.0267 buluruz. Burada, iki yıldızın yüzey metal bolluklarının birbirinden farklı olması, daha net bir ifadeyle Z_B'nin Z_A'dan 0.003 kadar fazla olması dikkat çekicidir ve oldukça anlamlıdır. Çünkü, yayılmanın etkisiyle α Cen A'nın yüzeyindeki metal bolluğu B'ninkine göre daha hızlı bir şekilde azalmaktadır. Yerine göre, metal bollukları arasındaki bu fark bile sistemin yaşı için iyi bir belirteç olarak görülebilir. Bu meyanda, her türlü aracı kullanmakta çaba göstermeliyiz.

2.2 α Cen A ve B'nin sismik gözlemsel özellikleri ve sismik HR diyagramı

Asimtotik ilişkiden biliyoruz ki, yıldızların titreşimleri ile çapsal mertebeleri (*n*) ve derecesi (*l*) arasında

$$\nu_{nl} = (n + \frac{l}{2} + \alpha_n)\Delta\nu_0$$

ilişkisi geçerlidir. *n*'yi bir azaltıp *l*'yi iki arttırırsak, $\nu_{n-1,l+2}$ frekansını ifade etmiş oluruz ki, bu iki frekans asimtotik ilişki gereği birbirine çok yakındır. Daha önemlisi, frekanslar arasındaki küçük ayrılmalar olarak adlandırılan,

$$\delta\nu_{nl} = \nu_{nl} - \nu_{n-1,l+2},$$

bu iki frekans arasındaki fark evrime çok duyarlıdır [9]. Frekanslar arasındaki büyük ayrılmalar ise

$$\Delta\nu_0 = \nu_{n0} - \nu_{n-1,0}$$

yıldızın ortalama yoğunluğunu ifade etmektedir. Frekanslar arasındaki küçük ayrılmaları aşağıdaki ilişkide verilen D_0 ile de ifade edebiliriz:

$$\nu_{nl} = (n + \frac{l}{2} + \alpha_n)\Delta\nu_0 - l(l+1)D_0 .$$

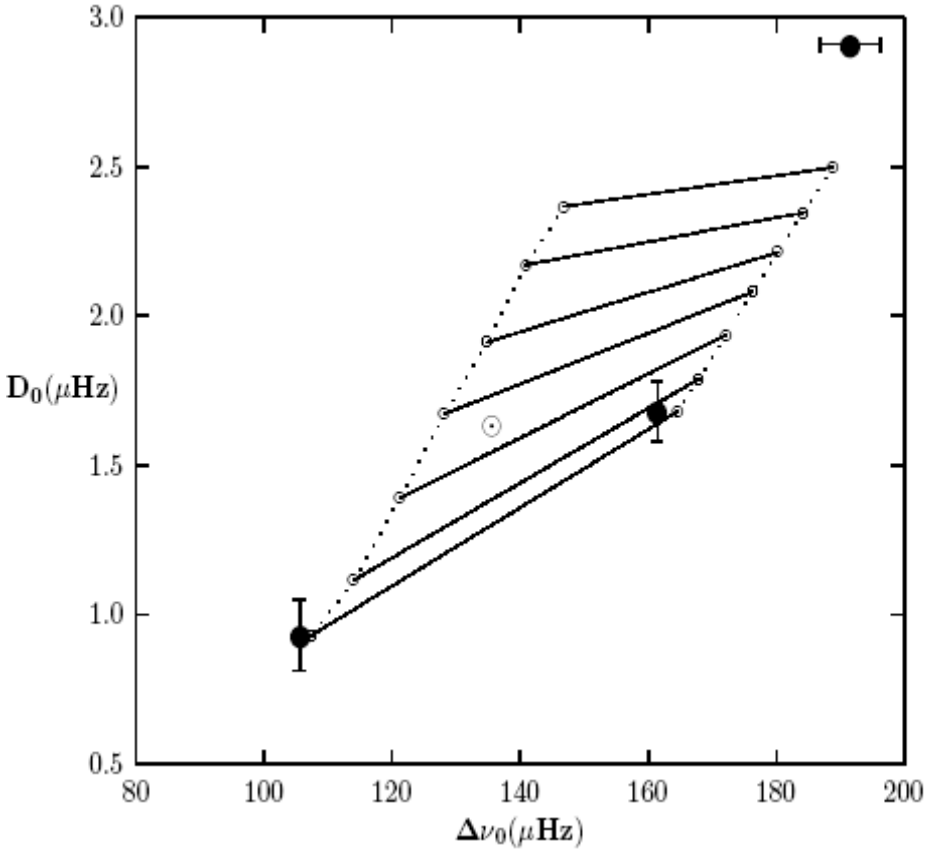
Yatay eksenin $\Delta\nu_0$, dikey eksenin ise D_0 olduğu diyagram sismik HR diyagramı olarak adlandırılmakta ve klasik HR diyagramı gibi, hatta daha fazlasını, yıldızların evrimine ve yapısına ilişkin bilgiyi bize sunmaktadır.

α Cen A'nın gözlenen sismik [4] özellikleri $D_0 = 0.93\mu Hz$ ve $\Delta\nu_0 = 105.5\mu Hz$ değerlerini vermektedir. α Cen B'nın gözlenen sismik [5] özelliklerinden ise $D_0 = 1.69\mu Hz$ ve $\Delta\nu_0 = 161.1\mu Hz$ bulunmaktadır.

2.3 α Cen A ve B'nin Sismik Gözlenen Kimyasal Özellikleri

α Cen A v B'nin kimyasal bolluklarının tayfsal yoldan belirlenmesi üzerine bir çok çalışma yapılmıştır. Bu çalışmaların çoğu, yıldızlarda pek bol bulunmayan Fe ve/veya benzer elementlerin bolluklarının bulunmasıyla uğraşmaktadır. Az bulunan elementlerin yanı sıra oksijen, karbon ve azot gibi normal yıldızlarda en bol bulunan ağır elementlerin de bolluklarının hesaplandığı en kapsamlı çalışmalar Neuforge-Verheecke ve Magain [10] ve Feltzing ve Gilmore [11] tarafından yapılmıştır. Her iki çalışmada da ortalama ağır element bolluğu 0.25 *dex* civarında bulunmaktadır. Ancak, Güneş'in tayfsal yoldan hesaplanan element bolluğunda bile radikal değişiklikler olagelmektedir [12]. Bu nedenle, diğer yıldızların da bolluklarına ilişkin kesin değerler vermekten sakınmak yerinde olacaktır. Hem

saydamsızlık (opasite) hem de hal denklemindeki ağır element karışımı için Feltzing ve Gilmore'un verdiği değerleri aldık.



Şekil 1. α Cen A ve B için sismik kısıtlamalara uyan modellerin sismik HR diyagramındaki izi. Kıyaslama amacıyla her iki yıldızın ve Güneş'in gözlendiği konularda işaretlenmiştir. En tepedeki düz çizgi sıfır-yaş-ana-kola çok yakındır (t=100 My). Daha alttaki düz çizgilerin her biri, en alttaki hariç, 1Gy'lık bir artışa denk gelmektedir. Gözlemle uyumlu olan düz çizgi ize 5.7 Gy'ı göstermektedir.

3.Modeller

Model özellikleri genel olarak bir önceki bildiride verildiği gibidir. Bu çalışmada saydamsızlık için OPAL96 [13] kullanılmıştır. Sistemin yaşı yayılma (diffüzyon) işleminin gözönünde tutulmasını gerektirecek kadar olduğundan, Thoul ve ark.'nın [14] yayılma katsayısı kullanılarak hidrojen ve ağır elementlerin yayılması hesaba katılmıştır.

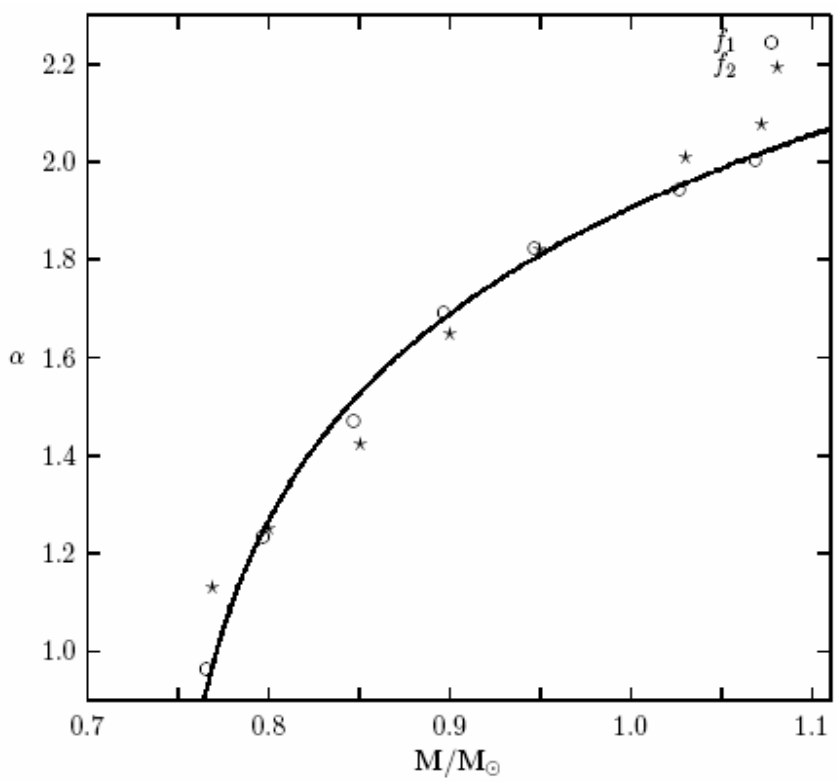
4.Çözüm Yöntemi ve Bulgular

4.1 Sismik Olmayan Kısıtlamaları Sağlayan Modeller

Beş bilinmeyeni (X, Z, yaş ve her iki bileşenin konvektif parametresi α) bulabilmek için L_A, L_B, R_A ve R_B için dört denklem yazabiliriz. Çözüm için gerekli olan beşinci denklemi yüzeyde gözlenen (Z/X) oranı için yazıyoruz. α Cen A'nın (Z/X) oranını 0.0237 alarak elde edilen çözüm ve oluşturulan model Tablo 1'in ilk iki satırında verilmiştir (Model NOS). Sismik olmayan verilere göre sistemin yaşı 8.88 Gy'dır ve α Cen A ana-kol ömrünün sonuna çok yakındır. Sismik veriler kısıtlama olarak kullanılmadığından doğal olarak bu modeller sismik verilerler uyumlu değildir. Hem α Cen A'nın hem de B'nin modelinden elde edilen D_0 gözlenen değerden oldukça düşüktür. Ayrıca, α Cen A'nın konvektif parametresi B'ninkinden daha büyüktür.

Tablo 1 Sismik ve klasik kısıtlamalara uyan modellerin temel özellikleri. Son iki satır gözlemsel kısıtlamaları vermektedir.

Star	$L/L_\odot$	$R/R_\odot$	$T_{\rm eff}$	X_0	Z_0	$Z_{\rm S}$	$(Z/X)_{\rm S}$	α	$t(10^9 y)$	$\delta\nu_{02}$	$\delta\nu_{13}$	D_0	$\Delta\nu_0$	αc	$MODEL$
A	1.545	1.224	5822	0.703	0.0328	0.0237	0.0316	2.10	8.88	2.7	.....	0.45	106.5	$FG2001$	NOS
B	0.507	0.864	5246	0.703	0.0328	0.0267	0.0364	1.90	8.88	6.6	15.8	1.30	164.6	$FG2001$	NOS
A	1.545	1.224	5822	0.669	0.0322	0.0237	0.0316	1.64	5.70	5.57	.....	0.93	107.4	$FG2001$	SIS
B	0.584	0.863	5436	0.669	0.0322	0.0271	0.0388	1.91	5.70	9.15	18.6	1.68	164.6	$FG2001$	SIS
B	0.506	0.862	5248	0.669	0.0322	0.0271	0.0389	1.58	5.70	9.50	19.0	1.74	163.5	$FG2001$	$SIS914$
A	1.544	1.224	5824	....	.....	0.0237	0.031?	....	....	5.6	.....	0.93	105.6	....	obs
B	0.507	0.863	5250	....	.....	0.0267	0.038?	....	....	10.14	16.73	1.69	161.5	....	obs



Şekil 2. Farklı kütlelere sahip yıldızların konvektif zarflarının yapısal özelliklerine bağlı olarak öngördükleri α değerleri. Örnek olarak Hyades yıldızları seçilmiştir. Sürekli çizgi bu yıldızlar için bir önceki bildiride verilen bağıntıyı temsil etmektedir.

Bu modeller için hesaplanan 8.88 Gy'a çok yakın bir yaşı del Peloso ve ark. tarafından gökada ince diski için bulmuşlardır. Onların yaş belirlemesi, α Cen A ve B de dahil, 26 yıldızın Th'un Eu'a bolluk oranlarına dayanmaktadır.

4.2 Sismik kısıtlamaları sağlayan modeller

Sismik olmayan verileri sağlayan modellerin sismik özellikleri ile gözlemsel verilerin kıyaslanmasından anlıyoruz ki, sismik verilerin ifade ettiği yaş çok daha az olmalıdır. Fakat, bu durumda da, modellerin gözlenen L_A ve L_B yi eş zamanlı olarak sağlama olanağı ortadan kalkmaktadır. Bu nedenle, α Cen B modelinin ışınım gücünü gözlenen değerlere çakıştırma işleminde göz ardı ettik. Bu durumda elde ettiğimiz çözüm ve modeller Tablo 1'deki üçüncü ve dördüncü satırlarda verilmektedir. Sistemin yaşı sismik verilere göre 5.7-5.9 Gy civarında bir yaşa sahiptir.

Bu modellerin sismik HR diyagramındaki evrimleri Şekil 1'de çizilmiştir. Noktalı çizgiler her iki yıldızın modellerinin evrimsel izini temsil etmektedir. Sıfır-yaş-ana-kol (SYAK) en tepedeki düz çizgiye çok yakındır (t=100My). Her bir düz çizgi, en alttaki düz çizgi hariç, 1Gy'lık bir artışı ifade etmektedir. Gözlemlerle (dolu daireler) uyumu dikkat çeken en alttaki düz çizgi ise sistemin bulunan yaşına, 5.7 Gy'a denk gelmektedir. Kıyaslama amacıyla Güneş'in diyagramdaki gözlemsel konumu da [15] işaretlenmiştir.

Sismik olmayan kısıtlamaları sağlayan modellerin tersine, α Cen A'nın konvektif parametresi B'ninkinden daha küçüktür. Bu sonuçta, B'nin model ışınım gücünün gözlenenden %15 daha fazla olması etkili olmuş olabilir. Bu fazlalık eğer B'nin kütlesinin farklı bulunmasından kaynaklanıyor olsaydı uyum için gereken kütle ne olurdu sorusunun yanıtı beşinci satırda verilmektedir: $M_{B,uyum} = 0.914\ M_{\odot}$. Ancak, gözlemsel açıdan gözönünde tutmamız gereken başka olasılıklar da söz konusudur; örneğin B'nin yarıçapının olduğundan daha küçük ölçülmesi gibi bir sonuç ölçümlerden türetilen ışınım gücünün gerçek ışınım gücünden daha küçük çıkmasına neden olur. Kuramsal açıdan düşünecek olursak, yıldızların iç kısımlarında standart modellerde gözönünde tutmadığımız bir takım işlemlerin modellerle gözlemler arasındaki uyumu engellediğini akıldan çıkarmamakta yarar vardır.

5. Konvektif Parametrenin Zamana Bağlılığı Üzerine

Hyades'in yıldızları için elde edilen konvektif parametre ile yıldız kütlesi arasındaki bağıntıdan α Cen A ve B'nin konvektif parametrelerini $\alpha_A = 2.06$ ve $\alpha_B = 1.78$ olarak buluyoruz. Sismik olmayan kısıtlamalara uyan modellerde is A'nın konvektif parametresi bağıntıdan elde edilene çok yakınken B'ninki oldukça farklıdır: $\alpha_A = 2.10$ ve $\alpha_B = 1.90$. Modellerinki bağıntıdan elde edilenden fazla olduğundan zamanla bir artış olabilir düşüncesine meyil edilmesi çok şaşırtıcı olmaz. Sismik kısıtlamaları sağlayan B modelinin konvektif parametresi önceki modeldeki ile aynı olmasına karşın A modelininkinde ciddi bir azalma olmaktadır; $\alpha_A = 1.64$. Acaba, B'nin konvektif parametresi zamanla artarken A'nınki azalıyor mu?

Bu sorunun yanıtını araştırabilmek için Hyades yıldızları için elde edilen bağıntılara dönelim ve bu sefer o yıldızlar için bulunan konvektif parametreleri yıldız kütlesi yerine konvektif zarfı betimleyen fiziksel nicelikler cinsinden ifade edelim. Çeşitli denemelerin sonucunda her bir yıldızın konvektif parametresi için benzer değerleri veren iki ayrı ifade elde ettik:

$$f_1 = 2.5 - \rho_{bcz}\left(\frac{2.7}{T_{6,bcz}}\right)^4 - \rho_{ph}\left(\frac{1.4}{T_{5,ph}}\right)^4 ,$$

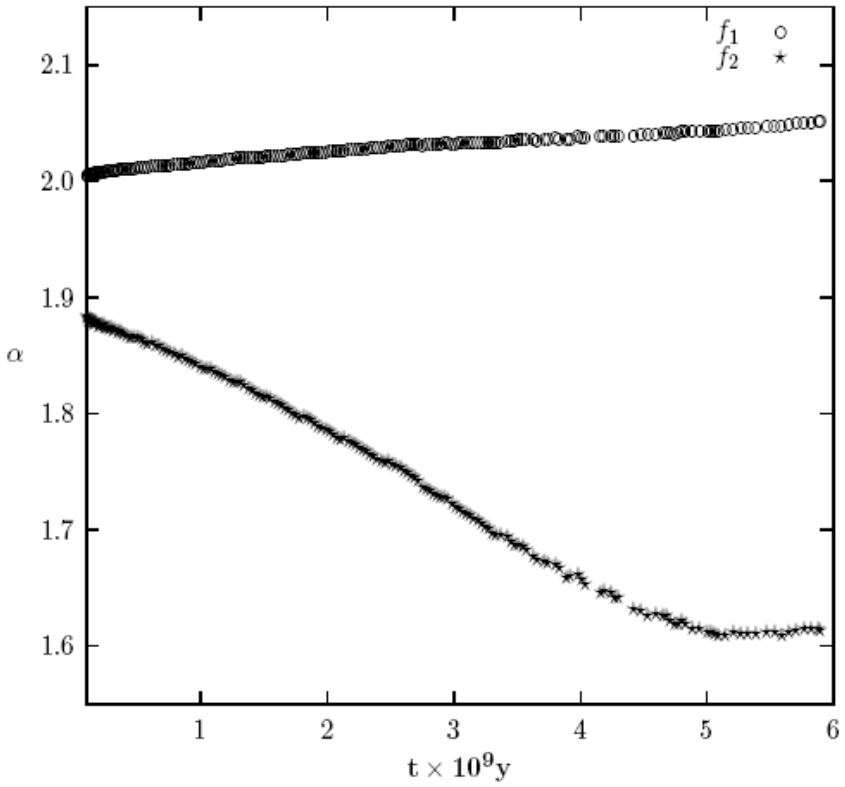
ve

$$f_2 = \frac{3.25}{\rho_{bcz}^{0.8}} - \rho_{bcz}\left(\frac{M_{bcz}}{r_{bcz}^2}\right)^{0.5}\left(\frac{T_{6,bcz}}{3.8}\right)^4 .$$

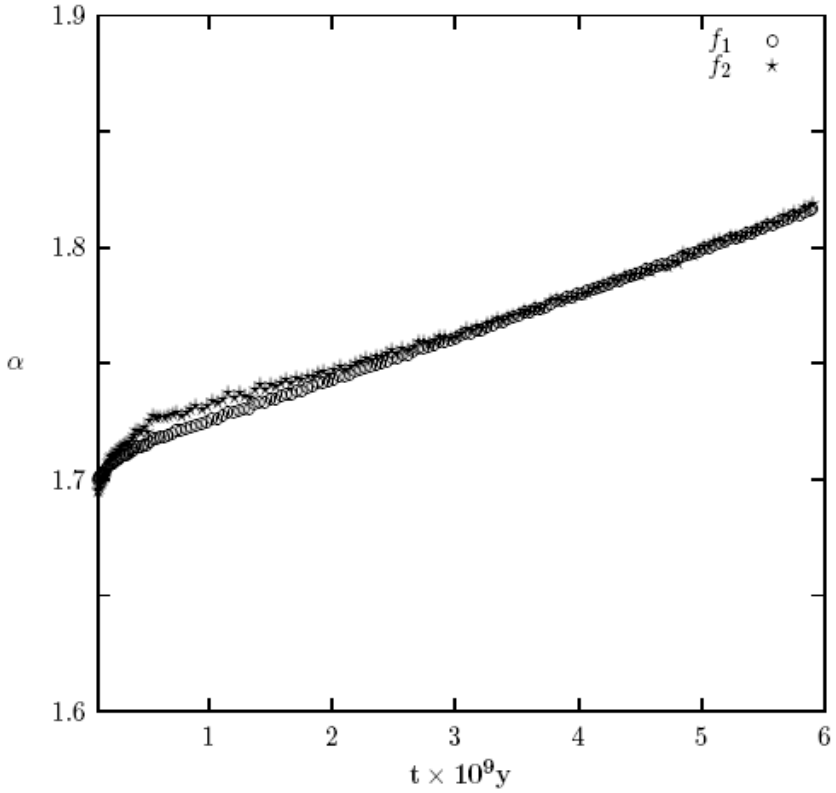
Bu açıklamalardaki alt indisler *bcz* konvektif zarfın tabanını, *ph* ise ışınküreyi temsil etmektedir. r_{bcz} konvektif bölgenin taban yarıçapını, M_{bcz} ise bu yarıçapa sahip kürenin içerdiği toplam kütleyi göstermektedir. Her iki nicelik Güneş biriminde yazılmıştır. Bu iki fonksiyonun Hyades yıldızları için öngördüğü α değerleri Şekil 2'de çizilmiştir. Kıyaslama amacıyla yıldız kütlesine bağlı açıklama sürekli çizgi ile çizilmiştir.

Hyades'in SYAK'a yakın geri tip yıldızlarının konvektif parametresi için çok yalın sonuçlar veren bu iki fonksiyon örtük bir şekilde de olsa α'nın zamana bağlılığını ifade etmektedir. Çünkü, evrim ilerledikçe konvektif zarfın fiziksel yapısı değişecektir, bu da α'nın değişmesi demektir. Şekil 3'te α Cen A modeli için f_1 (daire) ve f_2'den (yıldız) hesaplanan α değerleri zamanın fonksiyonu olarak çizilmiştir. f_1 sismik olmayan kısıtlamalara uyan

modellerle uyumlu bir şekilde zamanla konvektif parametrede artış öngörürken, f_2 sismik verilere uyan modellere uygun olarak zamanla azalış göstermektedir. α Cen B için her iki açıklama da hemen hemen aynı sonucu vermektedir (Şekil 4).



Şekil 3. f_1 ve f_2 bağıntılarının α Cen A için öngördüğü α'nın zamanla değişimi



Şekil 4. f_1 ve f_2 bağıntılarının α Cen B için öngördüğü α'nın zamanla değişimi

6.Sonuç

α Centauri sistemi için sismik ve klasik gözlemsel kısıtlamalar birbirinden oldukça farklı yaşlar vermektedir. İlk gurupta yer alan kısıtlamalardan sistemin yaşı 5.7-5.9 Gy civarında bulunurken, ikinci gruptakiler 8.9 Gy gibi oldukça büyük bir yaş vermektedir. Th/Eu oranından galaktik ince diskin yaşının da 8.9 Gy bulunması dikkat çekicidir.

α Cen A ve B'nin modellerini sismik ve klasik verilerin tamamını eş zamanlı olarak gözlemle maalesef uyumlulaştıramıyoruz. Bu sorunun, kaynağı gözlemsel sonuçlar olabileceği gibi, örneğin α Cen B'nin kütlesi veya yarıçapı ölçülenden daha farklı ise, kuramsal bir eksiklikten de kaynaklanmış olabilir.

Hyades yıldızları için türetilen konvektif parametre ile yıldız kütlesi arasındaki bağıntının daha yaşlı yıldızlardan oluşan α Cen sisteminde nasıl bir hal aldığını araştırdık ve daha önceki bağınıyı da kapsayan ve daha genel olan iki ayrı bağıntı elde ettik. Bunlardan birisi α Cen A modeli için zamanla artan α verirken diğeri azalmayı öngörmektedir. Bu iki bağıntının α Cen B için öngördükleri ise hemen hemen aynıdır. Bu bağlamda netleşme sağlamak için başka yıldız sistemlerinin de araştırılması gerekmektedir.

Kaynaklar

[1] Pourbaix, D., Nidever, D., McCarthy, C., Butler, R.P., Tinney, C.G., Marcy, G.W., Jones, H.R.A., Penny, A.J., Carter, B.D., Bouchy, F., ve 5 yazar 2002, A&A, 386, 280
[2] Bessell, M.S. 1990, A&AS, 83, 357
[3] Kervella, P., Thevenin, F., Segransan, D., Berthomieu, G., Lopez, B., Morel, P., Provost, J. 2003, A&A, 404.1087
[4] Bouchy, F., Carrier, F. 2002, A&A, 390, 205
[5] Kjeldsen, H., Bedding, T.R., Butler, R.P., Christensen-Dalsgaard, J., Kiss, L.L., McCarthy, C., Marcy, G.W., Tinney, C.G., Wright, J.T. 2005, ApJ, 635, 1281
[6] Hoffleit D., Jaschek, C. 1982, The Bright Star Catalogue, Yale University Observatory, New Haven, 4. baskı
[7] Söderhjelm, S. 1999, A&A, 341, 121
[8] Lejeune, T., Cuisinier, F., Buser, R. 1998, A&AS, 130, 65
[9] Christensen-Dalsgaard, J. 1988, Advances in Helio- and Asteroseismology, IAU Symposium, No. 123, Ed. J. Christensen-Dalsgaard ve S. Frandsen, p.295
[10] Neuforge-Verheecke, C., Magain, P. 1997, A&A, 328, 261
[11] Feltzing, S., Gonzalez, G. 2001, A&A, 367, 253
[12] Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J. 2005, Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, ASP Conference Series, Vol. 336, Ed. F.N. Bash ve T.G. Barnes, San Francisco, p.25
[13] Iglesias, C.A., Rogers F.J. 1996, ApJ, 464, 943
[14] Thoul, A., Bahcall, J.N., Loeb, A. 1994, ApJ, 421, 828
[15] Chaplin, W.J., Elsworth, Y., Isaak, G.R., Miller, B.A., New, R. 1999, MNRAS, 308, 424

SW LAC'IN UZUN DÖNEMLİ IŞIK DEĞİŞİMİ

Mesut YILMAZ[1], Berahitdin ALBAYRAK[1] ve Selim O. SELAM[1]

Özet

Bu çalışmada, aktif örten değişen yıldız olan SW Lac'ın 2001'den 2005'e kadar olan fotometrik verisi analiz edildi. Işık eğrileri önemli asimetrik yapılar göstermektedir ve özellikle maksimum yüksekliklerde olmak üzere, mevsimden mevsime değişmektedir. Işık eğrisindeki asimetrileri ve değişimleri açıklamak için bileşenler üzerinde leke bölgeleri var olduğu kabul edildi. Işık eğrisi analizleri SW Lac'ın aşırı derecede değen (*f*~%30) bir çift sistem olduğunu göstermektedir. Sisteme ilişkin temel yörünge parametreleri değiştirilmeksizin, sistemin daha büyük kütleli ve soğuk bileşeni üzerine yerleştirilen soğuk Güneş benzeri leke alanlarıyla, ardışık sezonlara ilişkin ışık eğrileri oldukça başarılı bir şekilde temsil edilebilmektedir. Bu durum, sistemin ışık eğrisindeki karmaşık değişimlerin, sistemin büyük kütleli bileşeninin büyük bir kısmını kaplayan lekeli bölgelerdeki zamana bağlı değişimlerle oluştuğunu göstermektedir.

Anahtar Kelimeler: *yıldızlar, örten değişen yıldızlar, ışık eğrisi analizi, SW Lac*

Abstract:

In this study, the activity of eclipsing binary SW Lac is examined by analyzing the photometric data covering the period from 2001 till 2005. The light curves corresponding to this period show significant asymmetries and changing from season to season; especially conspicuous in the height of the light curve maxima. To explain the light asymmetries and variations, we used a model that involves spotted regions on the components. The analysis show that SW Lac is in over contact configuration (*f* ~30%). The Roche model with spotted areas on the more massive and cooler component yields a good fit of the observations for the whole set of the seasonal light curves, without any changes of the basic system parameters. This indicates that the complex nature of the light curve variations during the examined period can be explained by the changes of spotted areas on the cooler component, which cover a significant part of the stellar surface.

KeyWords *:stars, eclipsing binary stars, light curve analysis, SW Lac*

1.Giriş

Kısa dönemli ($P\sim0^{gün}.32$) W UMa türü bir örten çift olan SW Lac ($V_{max}= 8^{m}.91$, HD 216598, BD+37 4717, HIP 113052) ışık eğrisi ve döneminde gösterdiği değişiklikler

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara, 0312 2126720/1297, mesut@astro1.science.ankara.edu.tr*

nedeniyle literatürde birçok kez inceleme konusu olmuştur. Değişen bir yıldız olduğu ilk kez Miss Ashall'ın Harvard Collage Gözlemevinde (Leavitt [1]) elde ettiği fotografik plakları incelemesiyle anlaşıldı. İlk fotometrik gözlemleri Brownlee [2] tarafından yapıldı ve ışık eğrisinde dönemden döneme değişimler olduğu belirtildi. Birçok araştırmacı bu davranışı doğruladı (Bookmyer [3]; Chou [4]; Muthsam & Rakos [5]; Leung vd. [6]; Niarchos [7]; Lafta & Grainer [8]; Pena vd [9]; Jeong vd [10]; Pribulla vd. [11]). Işık eğrilerinde izlenen değişimlerin bileşenler üzerindeki aktif lekeli bölgelerden kaynaklandığı belirtildi (Stepien [12]; Binnendijk [13]; Leung vd [6]; Eaton [14]; Jeong vd [10]; Lee vd [15]; Djurašević ve Erkapic [16]; Pribulla vd [11], Albayrak vd [17]). Sistemin yörünge döneminde izlenen değişim Panchatsaram ve Abhyankar [18] ve Pribulla vd. [11] tarafından sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü ve dördüncü bileşenlerin yarattığı ışık-zaman etkisi olarak yorumlanmıştır. Hendry ve Mochnacki [19] yaptıkları tayfsal gözlemlerle sistemin geç tayf türünden üçüncü bir bileşenini buldular.

SW Lac'ın bileşenlerinin tayf türü G3V+G3V'tir (Wood, [20]). Struve [21] radyal hız eğrisinden kütle oranını $q = m_c/m_h = 1.17$ olarak buldu. Burada h ve c indisleri sırasıyla sıcak (küçük kütleli) yoldaş ve soğuk (büyük kütleli) baş bileşen için kullanıldı. Zhai ve Lu [22] ise radyal hız eğrisi çalışmasından kütle oranını 1.255 olarak belirlediler. Hrivnak [23] yaptığı tayfsal çalışmada sistemin kütle oranını $q = m_h/m_c = 0.73$ olarak belirledi. Yakın tarihli tayfsal gözlemler Rucinski vd. [24] tarafından yapıldı ve sistemin kütle oranı $q = m_h/m_c = 0.777$ ve tayf türü G5 olarak belirlendi. Kütle oranına ilişkin belirleme hatasının 0.010 gibi göreceli olarak büyük bir değerde çıkması, bu yıldızın olası, yüksek aktivitesinin bir sonucu olarak yorumlandı.

Bu çalışmada SW Lac'ın mevsimsel B ve V bandı ışık eğrileri (2001, 2002, 2003, 2004 ve 2005) sabit kütle oranı değeri ($q = m_c/m_h = 1.255$) dikkate alınarak analiz edilmiş ve sistemin aktivite değişimi incelenmiş, böylece SW Lac'ın güvenilir yörüngesel ve fiziksel parametrelerine ulaşılmıştır.

2.Gözlemler

SW Lac'ın B ve V bandı ışık eğrileri 2001, 2002, 2003, 2004 ve 2005 yıllarında Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde 30 cm'lik Maksutov teleskopu ve ona bağlı SSP-5A fotometresi ile elde edildi. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak sırasıyla BD $+37^o$ 4715 ve BD $+37^o$ 4711 kullanıldı. Gözlemler süresince mukayese ve denet yıldızlarında her hangi bir ışık değişimi tespit edilmedi. Her gece için hesaplanan atmosferik sönümleme katsayıları kullanılarak, gözlemler atmosferik sönümleme etkisinden arındırıldı. Johnson standart sistemine yakın BV filtrelerinde yapılan gözlemlerden 2001, 2002, 2003, 2004 ve 2005 yılları için her bir bantta sırasıyla 235, 181, 405, 174 ve 336 diferansiyel gözlem noktası elde edildi. B ve V bantlarındaki gözlemlerin olası hataları sırasıyla, 2001 ve 2002 sezonu her iki filtre için ±0.026, 2003 yılı için ±0.017 ve ±0.020, 2004 - 2005 gözlem sezonları için ±0.015 ve ±0.018 olarak belirlendi. Atmosferik sönümle etkisinden arındırılan gözlem verisi standart parlaklık sistemine dönüştürüldü.

Tablo 1'de SW Lac'ın yıllara göre ışık eğrilerinin minimum ve maksimumlarındaki parlaklık seviyeleri ve farkları verildi. Şekil 1 ve 2'de SW Lac'ın BV bandı ışık eğrileri verildi. Şekil'lerdeki ışık eğrileri (1) ifadesinde verilen yeni ışık elemanları ile oluşturuldu. Tablo 1 ve Şekil'lerden kolayca görülebileceği gibi, B ve V bandı ışık eğrilerimizde birinci minimumlar ikinci minimumlardan daha derin gözükmektedir. Ayrıca ışık eğrilerinin iki maksimumu arasında önemli bir seviye farkı ve asimetrik yapılar görülmektedir.

$$\text{HJD MinI} = 2452505.5947\ (2) + 0^{\text{gün}}.3207170\ (1)\text{xE} \qquad (1)$$

Tablo 1. SW Lac'ın yıllara göre maksimum ve minimum parlaklık değerleri.

	2001 (B)	2001 (V)	2002 (B)	2002 (V)	2003 (B)	2003 (V)	2004 (B)	2004 (V)	2005 (B)	2005 (V)
Maks I	$10^m.214$	$9^m.464$	$10^m.200$	$9^m.451$	$10^m.270$	$9^m.511$	$10^m.317$	$9^m.550$	$10^m.333$	$9^m.559$
Maks II	$10^m.307$	$9^m.521$	$10^m.337$	$9^m.540$	$10^m.303$	$9^m.540$	$10^m.275$	$9^m.541$	$10^m.321$	$9^m.558$
Min I	$11^m.107$	$10^m.301$	$11^m.167$	$10^m.360$	$11^m.128$	$10^m.317$	$11^m.158$	$10^m.342$	$11^m.186$	$10^m.382$
Min II	$10^m.912$	$10^m.119$	$10^m.900$	$10^m.143$	$10^m.963$	$10^m.189$	$11^m.037$	$10^m.224$	$11^m.018$	$10^m.237$

3.Işık Eğrisi Analizi

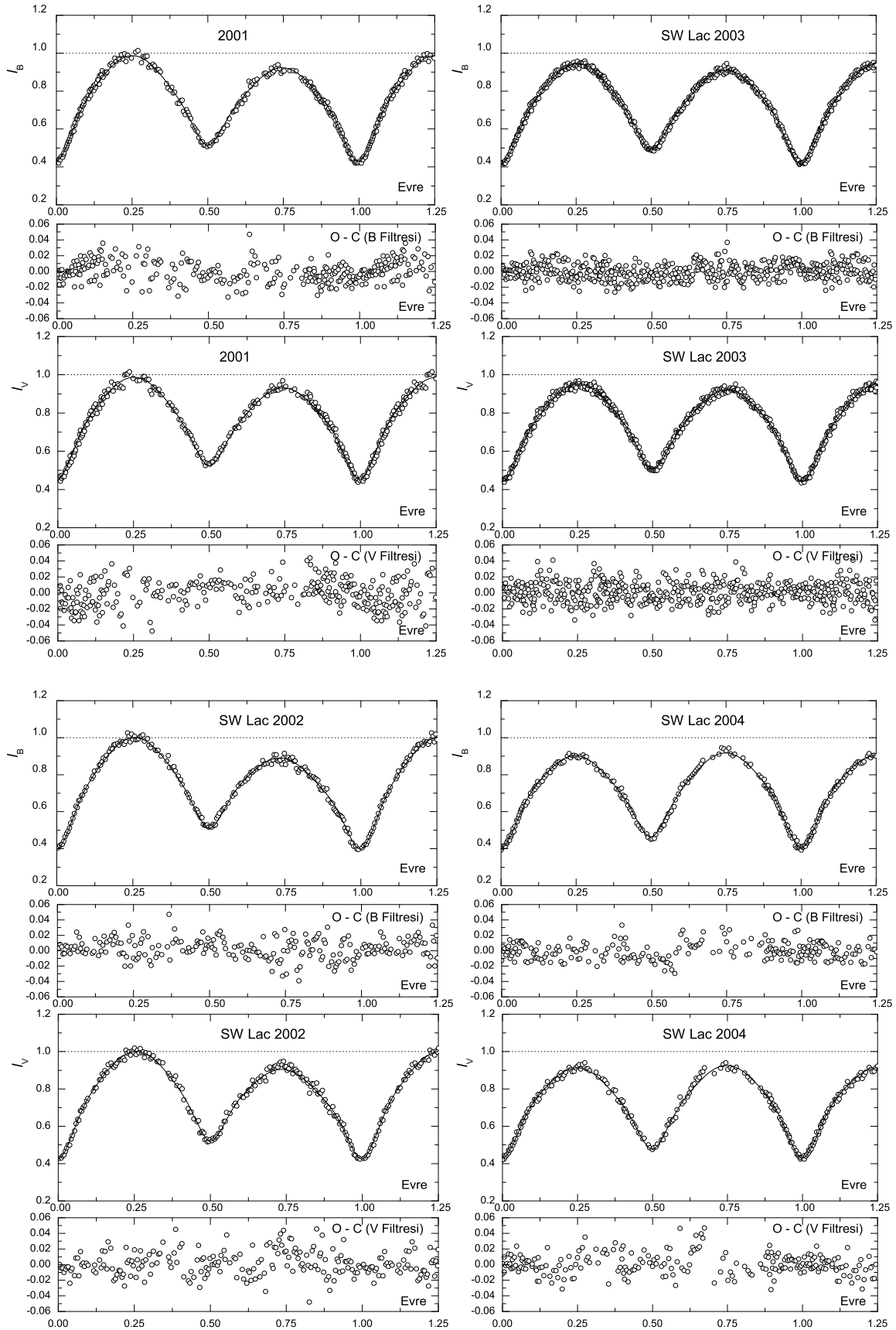
SW Lac'ın B ve V bandı ışık eğrileri WD2003 (Wilson [25]) programı kullanılarak analiz edildi. Işık eğrisi analizlerinde, sistemin kütle oranı Zhai ve Lu [22]'nun radyal hız çözümlerinden elde ettiği $q = m_c/m_h$ =1.255 değerinde sabit tutuldu. Düşük kütleli bileşenin (sıcak) sıcaklığı tayf türüne uygun olarak Popper'ın [26] sıcaklık kalibrasyonundan T_h=5630 K olarak belirlendi. Ayrıca analizde, konvektif atmosfer kabulü altında her iki bileşenin çekim kararması $g_{h,c}$=0.32 ve yansıma katsayıları $A_{h,c}$=0.5 kullanıldı. Lineer olmayan kenar kararma yasasına uygun olarak kenar kararma katsayıları Van Hamme'in [27] tabloları kullanılarak belirlendi. Bunun yanı sıra çözümlerde bileşenlerin eş dönme oranlarına sahip olduğu varsayıldı.

Sistemin gözlemsel ışık eğrilerinin tüm özelliklerini ortaya koyabilmek için çok sayıda farklı çözüm denemeleri gerçekleştirildi. Işık eğrilerinde izlenen asimetrileri temsil edebilmek için lekeli model kullanıldı. Sistemin geç tayf türünden bileşenlere sahip olduğu göz önüne bulundurularak, Güneş benzeri soğuk leke bölgeleri kabulü altında çözüm yapıldı. Çözümlerde her iki bileşende de leke olabilecek durumlar denendi. Mevsimsel B ve V ışık eğrilerinin eşzamanlı analizleri sonunda en iyi çözüme sadece büyük kütleli (soğuk) bileşen üzerinde soğuk lekelerin varlığı ile ulaşıldı. Kullanılan analiz programında bir leke bölgesi, leke ile onu çevreleyen fotosfer arasındaki sıcaklık farkı $TF = T_{leke}/T_{yıldız}$, lekenin açısal yarıçapı θ, lekenin boylamı λ ve lekenin enlemi ϕ ile tanımlanmaktadır.

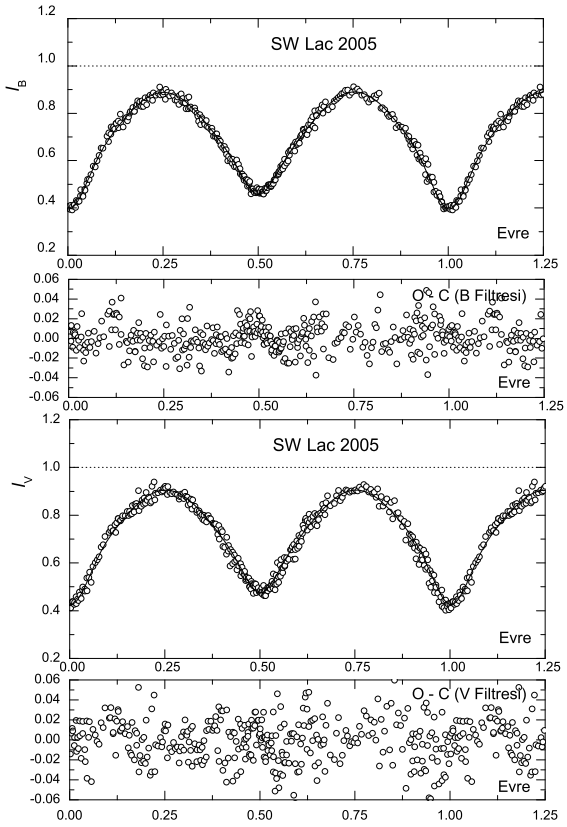
Leke etkisinin görülmediği bir ışık eğrisi olmadığı için lekesiz durumu temsil edecek, (referans alınacak) uygun bir maksimum ışık seviyesi hesaplanamadı. Bu nedenle en yüksek ışık seviyesi olarak 2002 yılında 0.25 evresindeki maksimum düzeyi referans alındı. Leke etkisi maksimum ışık seviyesinde muhtemelen minimumlara göre daha az etkin olduğundan bu seviye referans seviyesi olarak alındı ve tüm ışık eğrileri bu seviyeye normalize edildi.

2002 yılı ışık eğrilerinin eşzamanlı çözümleri sistemin ve lekenin temel parametrelerini vermektedir. Mevsimsel ışık eğrisi çözümü için yörünge eğikliği i~79°.5, değme derecesi f~%30 ve soğuk bileşenin sıcaklığı T_c~5330 K olarak alındı.

2002 yılı ışık eğrisi ile elde edilen temel parametreler diğer yıllardaki ışık eğrilerinin çözümünde sabit tutuldu. Daha doğrusu bu parametrelerin soğuk bileşenin sıcaklığındaki ve potansiyellerdeki ufak değişimler haricinde değişmediği varsayıldı. Ayrıca bu durum çalışılan dönem için ışık eğrisindeki değişimin basitçe yıldız yüzeyindeki leke alanları ile olduğunu açıklayabilmektedir. Tablo 2 ve Şekil 1 ve 2'de SW Lac'a ait parametrelerin çözüm sonuçları ile gözlemsel ve teorik ışık eğrileri ve farkları verildi. Şekil 3'te sistemin farklı evrelerdeki geometrik modeli ve lekelerin konumu verildi.



Şekil 1. SW Lac'ın 2001, 2002, 2003 ve 2004 yılı gözlemsel ile teorik ışık eğrileri ve farkları.



Şekil 2. SW Lac'ın 2005 yılı gözlemsel ile teorik ışık eğrisi ve farkları.

3.Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada, SW Lac örten değişen çift sisteminin 2001, 2002, 2003, 2004 ve 2005 gözlem sezonlarında Ankara Üniversitesi Rasathane'sinde elde edilen B ve V bandı ışık eğrileri, eş zamanlı olarak WD2003 programı kullanılarak modellendi. Işık eğrisi analizlerinden elde edilen parametreler Tablo 2'de verildi. Her bir ışık eğrisinin kuramsal fitlerle ile olan uyumu ve sistemin geometrisi Şekil 1, 2 ve 3'de görüldüğü gibidir.

Gözlemler ile kuramsal ışık eğrileri arasındaki uyum, büyük kütleli soğuk bileşenin yüzeyinde iki farklı leke bölgesinin varlığıyla sağlanabildi ki bu durum SW Lac'ın Güneş benzeri etkinliğe sahip olduğunu göstermektedir. Her iki lekenin kendilerini çevreleyen fotosfere göre sıcaklık farkı yaklaşık 714 ve 735 K dir. Her iki lekenin açısal büyüklükleri 2001 yılından 2005 yılına doğru artığı görülmekte. SW Lac'ta görülen bu büyüklüklerdeki lekeler, Güneş'e göre daha şiddetli manyetik aktivitenin varlığı ile açıklanabilir. Bu nedenle lekelerin açısal büyüklükleri sistemin aktivitesinin belirteci olarak kullanılabilir. 2001 yılı asimetrik ışık eğrisinin analizi daha küçük lekeli bölgeler gösterirken; 2002 yılı ışık eğrisi analizinde ise daha büyük lekeler görülmektedir. Işık eğrisindeki asimetri büyük olduğu için aktivite önceki yıla göre daha fazladır. 2003 yılı ışık eğrisine bakıldığında asimetri daha az, fakat maksimum 2002 yılındaki maksimuma göre basıktır. Lekeler yoldaş yıldız yüzeyinde önceki yıllara göre daha fazla alan kaplamaktadır ve sistemin önceki iki seneden daha aktif olduğunu göstermektedir. 2004 ve 2005 yıllarında ise leke alanları bu gözlem dönemleri boyunca sürekli artma göstermektedir. Bu yıllardaki aktivite önceki üç yıla göre en yoğun haldedir. Özellikle 2005 yılı ışık eğrisindeki asimetri en azdır fakat basıklık tam tersi olarak en fazladır. Farklı sezonlardaki ışık eğrisi çözümleri sistemin temel fiziksel parametrelerinde

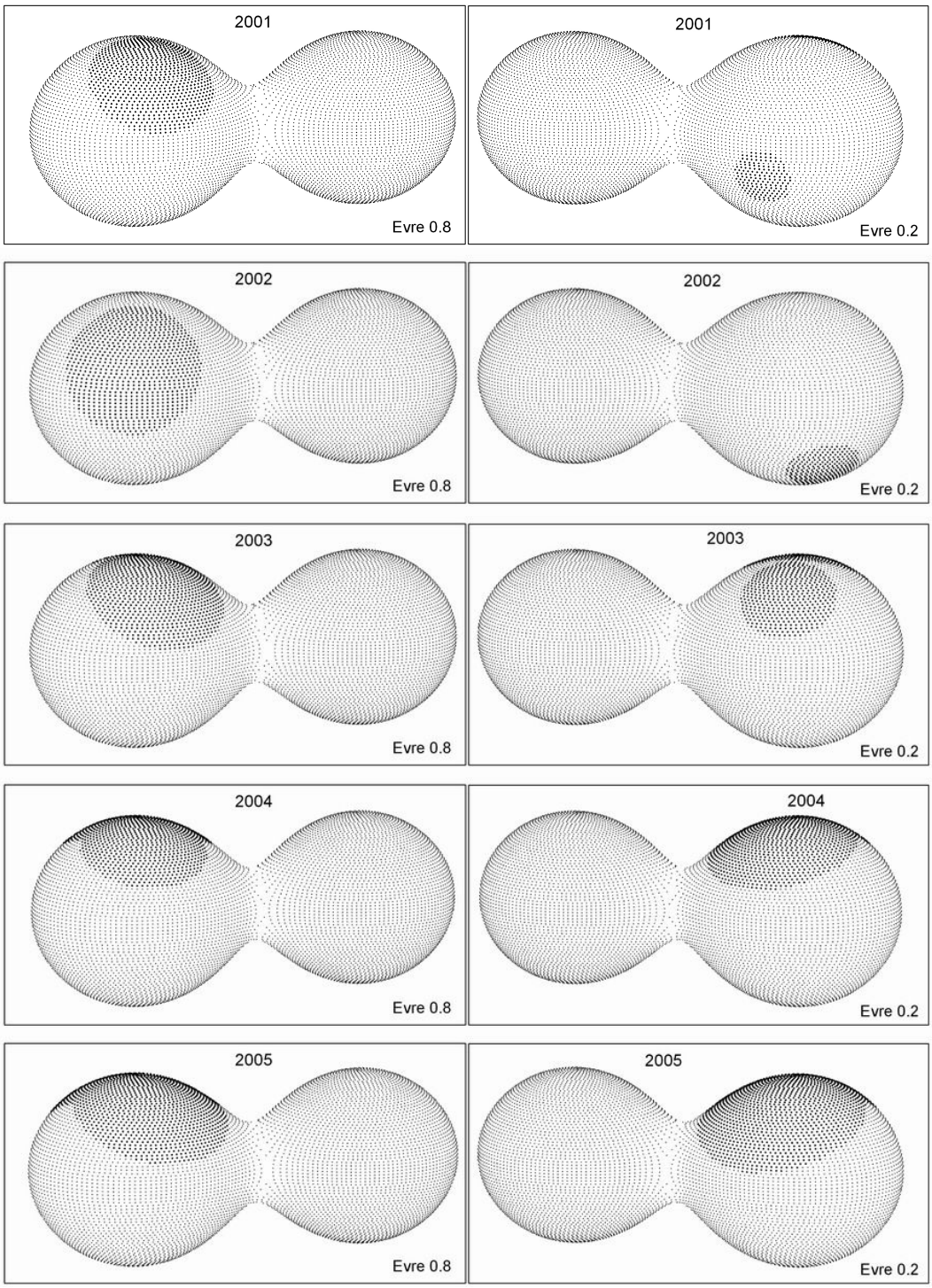
bir değişim olmadığını göstermektedir. Bu nedenle ışık eğrilerindeki karmaşık değişimlerin kaynağı değişken yıldız leke aktivitesi olabilir. SW Lac, çift olmanın doğası gereği aynı tayf türündeki tek yıldızlara oranla çok hızlı dönmektedir. Bu nedenle daha şiddetli bir manyetik aktiviteye sahip olması muhtemeldir.

Analizlerimiz, daha derin minimum'un soğuk (büyük kütleli ve yarıçaplı) bileşenin sıcak (küçük kütleli ve yarıçaplı) bileşeni örtmesiyle oluştuğunu göstermektedir. Çözümler SW Lac'ın büyük değme oranına sahip (f ~ %30) ve bileşenler arası küçük sıcaklık farkı bulunan (ΔT~300 K) bir sistem olduğunu göstermektedir.

Işık eğrisindeki ciddi değişiklikler sistemin ileride yapılacak fotometrik gözlemlerini oldukça ilginçleştirmektedir. Sistemin göstermekte olduğu Güneş benzeri aktivitenin çevrimsel bir yapıya sahip olmadığını ortaya koyabilmek için en az on yıllık düzenli fotometrik gözlemlere ihtiyaç vardır.

Tablo 2. SW Lac'ın ışık eğrisi analiz sonuçları. Burada h ve c indisi sırasıyla sıcak ve soğuk bileşeni göstermektedir. Logaritmik kenar kararma katsayıları x_1, x_2, y_1 *ve* y_2 ile gösterildi.

Parametre	2001	2002	2003	2004	2005
i (°)	79.645 ±0.637	79.51 ±0.772	79.467 ±0.772	79.38 ±0.289	79.541 ±0.365
q	1.255	1.255	1.255	1.255	1.255
T_h	5630	5630	5630	5630	5630
T_c	5331 ±39	5330 ±45	5329 ±26	5339 ±46	5328 ±37
Ω_h	3.9399 ±0.0239	3.93773 ±0.0276	3.93697 ±0.0125	3.93597 ±0.0103	3.93263 ±0.0129
Ω_c	3.9399 ±0.0239	3.93773 ±0.0276	3.93697 ±0.0125	3.93597 ±0.0103	3.93263 ±0.0129
A_h	0.5	0.5	0.5	0.5	0.5
A_c	0.5	0.5	0.5	0.5	0.5
g_h	0.32	0.32	0.32	0.32	0.32
g_c	0.32	0.32	0.32	0.32	0.32
$\lambda_{c,1}$(°)	267 ±1.2	250.7 ±1.7	275.9 ±0.7	263.3 ±0.5	278.9 ±5.8
$\phi_{c,1}$ (°)	41.6 ±1.2	65.1 ±3.2	35.1 ±0.8	25.4 ±0.8	26.4 ±3.3
$\theta_{c,1}$ (°)	40.2 ±2.2	42.2 ±1.6	44.9 ±1.6	41.3 ±0.8	50.5 ±2.7
$TF_{c,1}$	0.87 ±0.09	0.88 ±0.06	0.87 ±0.03	0.85 ±0.04	0.86 ±0.03
$\lambda_{c,2}$ (°)	86 ±1.9	132.4 ±2.8	99.8 ±0.8	73.2 ±0.4	80.6 ±7.6
$\phi_{c,2}$ (°)	109.1 ±2.9	136 ±4.1	42.8 ±0.7	18.2 ±0.4	24.8 ±5.3
$\theta_{c,2}$ (°)	17.9 ±3.6	22.3 ±2.5	30.1 ±0.6	49.9 ±0.6	56.3 ±3.1
$TF_{c,2}$	0.87 ±0.04	0.87 ±0.05	0.86 ±0.05	0.83 ±0.03	0.88 ±0.02
f (%)	30.69	30.02	30.14	30.72	30.33
a [$R_\odot$]	2.375 ±0.009	2.375 ±0.009	2.375 ±0.009	2.375 ±0.009	2.375 ±0.009
M_h [$M_\odot$]	0.777 ±0.012	0.777 ±0.012	0.777 ±0.012	0.777 ±0.012	0.777 ±0.012
M_c [$M_\odot$]	0.976 ±0.022	0.976 ±0.022	0.976 ±0.022	0.976 ±0.022	0.976 ±0.022
M^h_{bol}	5.019 ±0.032	5.016 ±0.036	5.016 ±0.021	5.044 ±0.018	5.001 ±0.021
M^c_{bol}	5.06 ±0.059	5.048 ±0.069	5.047 ±0.056	5.049 ±0.054	5.044 ±0.05
$\log g_h$	4.39 ±0.006	4.389 ±0.008	4.389 ±0.002	4.401 ±0.001	4.383 ±0.002
$\log g_c$	4.406 ±0.002	4.405 ±0.003	4.405 ±0.002	4.415 ±0.003	4.4 ±0.002
R_h[$R_\odot$]	0.931 ±0.014	0.932 ±0.015	0.93 ±0.009	0.92 ±0.008	0.939 ±0.009
R_c [$R_\odot$]	1.024 ±0.014	1.025 ±0.015	1.026 ±0.009	1.024 ±0.008	1.032 ±0.009
$L_h/(L_h+L_c)$	0.533 ±0.010(B); 0.517 ±0.009 (V)	0.525 ±0.014(B); 0.517 ±0.009 (V)	0.533 ±0.007(B); 0.518 ±0.006 (V)	0.524 ±0.005(B); 0.510 ±0.004 (V)	0.537 ±0.005(B); 0.520 ±0.004 (V)
x_1	0.841(B); 0.768 (V)	0.841(B); 0.768 (V)	0.841(B); 0.768 (V)	0.841(B); 0.768 (V)	0.841(B); 0.768 (V)
x_2	0.848(B); 0.785 (V)	0.848(B); 0.785 (V)	0.848(B); 0.786 (V)	0.848(B); 0.784 (V)	0.849(B); 0.786 (V)
y_1	0.119(B); 0.218 (V)	0.119(B); 0.218 (V)	0.119(B); 0.218 (V)	0.12(B); 0.218 (V)	0.119(B); 0.218 (V)
y_2	0.059(B); 0.174 (V)	0.064(B); 0.174 (V)	0.058(B); 0.173 (V)	0.065(B); 0.178 (V)	0.056(B); 0.172 (V)
$\Sigma(O-C)^2$	0.0565 (B); 0.0902 (V)	0.0412 (B); 0.0557 (V)	0.0546 (B); 0.0831 (V)	0.0280 (B); 0.0424(V)	0.0911 (B); 0.1043(V)



Şekil 3. SW Lac'ın geometrik modeli ve lekelerin konumları.

Kaynaklar

[1] Leavitt, H. S., (1918), Harvard Circ, No 207.
[2] Brownlee, R. R., (1957), "Photoelectric Observations of SW Lacertae", Astrophysical Journal, vol. 125, 372.
[3] Bookmyer, B. B., (1965), "A study of photoelectric observations of SW Lac.", Astronomical Journal, Vol. 70, 415.
[4] Chou, K.C., (1933), "Light curve variation of SW Lac.", Astron. J., 68, 342.
[5] Muthsam, H., Rakos, K. D., (1974), "Differential UBV photometry of SW Lac", Astronomy and Astrophysics Supplement, Vol. 13, 127.
[6] Leung, K.-C., Zhai, D., Zhang, R., (1984), "A study of photoelectric observations of SW Lacertae", Astronomical Society of the Pacific, Publications, vol. 96, Aug. 1984, 634-640, Research supported by the Chinese Academy of Sciences.
[7] Niarchos, P. G., (1987), "New photoelectric light curves and elements of SW Lacertae", Astronomy and Astrophysics Supplement Series, vol. 67, no. 2, Jan. 1987, 365-371.
[8] Lafta, S. J., Grainger, J. F., (1985), "New photoelectric observations of four W UMa systems - OO Aql, V839 Oph, V566 Oph, and SW Lac", Astrophysics and Space Science, vol. 114, no. 1, Sept. 1985, 23-118.
[9] Pena, J. H., Hobart, M. A., Rodriguez, E., (1963), "Observations and period variation analysis of the W UMA type star SW Lac.", Rev. Mex. Astron. Astrofis., 25, 63-69.
[10] Jeong, Jang Hae, Kang, Yong Woon; Lee, Woo Baik; Sung, Eon Chang, (1994), "Analysis of the IUE satellite and the ground-based observations of SW Lacertae", Astrophysical Journal, Part 1, vol. 421, no. 2, 779-786.
[11] Pribulla, T., Chochol, D., Parimucha, S., (1999), "Period and Light-Curve Study of the Eclipsing Contact Binary SW Lac", Contributions of the Astronomical Observatory, vol. 29, 111.
[12] Stepien, K., (1980), "SW Lacertae and the SPOT activity on W UMa stars", Acta Astronomica, vol. 30, no. 3, 1980, 315-321.
[13] Binnendijk, L., (1984), "Synthetic parameters of five W-type contact binaries", Astronomical Society of the Pacific, Publications, vol. 96, Aug. 1984, 646-656.
[14] Eaton, J. A., (1986), "SW Lacertae, W Ursae Majoris, YY Eridani and the prevalence of starspots in cool contact binaries", Acta Astronomica, vol. 36, no. 1, 1986, 79-103.
[15] Lee, W. B., Sung, E. C., Kang, Y. W., (1991), "Starspot Parameters of the W-Ursae Type Eclipsing Binary Sw-Lacertae", Astron. Soc. of Australia. Proceedings v.9:2, 297.
[16] Djurasevic, G., Erkapic, S., (1997), "Estimation of the SW Lac Parameters Based on the Light-Curve Analysis", Bulletin Astronomique de Belgrade No. 155, 55-62.
[17] Albayrak, B., Djurasevic, G., Erkapic, S., Tanriverdi, T., (2004), "Modeling the changing spot features of SW Lacertae: A three year study", Astronomy and Astrophysics, v.420,1039-1045.
[18] Panchatsaram, T., Abhyankar, K. D., (1981), "SW Lacertae - A quadruple system", Astronomical Society of India, Bulletin, vol. 9, 1981, 31-39.
[19] Hendry, P. D., Mochnacki, S. W., (1998), "Detection of Tertiary Components in W Ursa Majoris Systems", Astrophysical Journal v.504, 978.
[20] Wood, F. B., Parker, O.J., Koch, R. H., (1980), "A finding list for observers of interacting binary stars", Publication of Department of Astronomy, University of Florida - Publication University of Pennsylvania, Astronomical Series, Philadelphia: University of Pennsylvania Press, 1980, 5th ed.
[21] Struve, O., (1949), "Spectrographic Observations of the Eclipsing Variable SW Lacertae", Astrophysical Journal, vol. 109, .436.
[22] Zhai, D., Lu, W., (1989), "Radial velocity observations and physical activities of the contact binary system SW lacertae", Chinese Astronomy and Astrophysics, Volume 13, Issue 4, 350-359.
[23] Hrivnak, B. J., (1992), "Radial velocity curves of five contact binary star systems.", Bull. American Astron. Soc., 24, 686.
[24] Rucinski, S. M., Pych, W., Ogloza, W., DeBond, H., Thomson, J. R., Mochnacki, S. W., Capobianco, C. C., Conidis, G., Rogoziecki, P., (2005), "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. X.", The Astronomical Journal, Volume 130, Issue 2, 767-775.
[25] Wilson, R. E., (2003), "Computing Binary Star Observables", Uni. of Florida, Astronomy Dept.
[26] Popper, D. M., (1980), "Stellar masses", In: Annual review of astronomy and astrophysics. Volume 18., Palo Alto, Calif., Annual Reviews, Inc., 1980, 115-164.
[27] van Hamme, W., (1993), "New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves", Astronomical Journal, vol. 106, no. 5, 2096-2117.

UYDU ANTENİNDEN RADYO TELESKOPA: ERT-5 RADYO TELESKOPUNUN TEKNİK ÖZELLİKLERİ

İsmail YUSIFOV[1,2], İbrahim KÜÇÜK[1], Cemal EYYÜBOV[3], Mehmet METE[4], Rafet SABANCI[5], Hikmet PARAK[6], Akif YUSIFOV[7,8]

Özet

Bildiride, tasarımı ve montaj işlerinin tümü Türkiye'de yapılmış olan ERT-5 Radyo Teleskopu örneğinde, küçük çaplı (~5m) uydu anteninin Radyo Teleskopa dönüştürülmesi anlatılmaktadır. Projenin temelini, hibe yoluyla Türk Telekom'dan alınmış 5m çapındaki uydu anteni oluşturmaktadır. Uydu antenini, tüm gökyüzünü kolaylıkla tarayabilen bir radyo teleskopa dönüştürmek için Yükseklik – Azimut sistemli bir dönme mekanizması, alıcıları odak noktasına yerleştirmek için alıcı-destek ve odaklama sistemi ile yönlendirmeyi kontrol eden özel optik kılavuzu destekleme mekanizması tasarlanmıştır. Radyometrik alıcıların ilk modelleri, LNB-standart düşük gürültülü uydu alıcı blokları modernize edilerek yapılmış, adım-motor kontrol devreleri ise 16F877 mikrodenetleyiciler üzerinde hazırlanmıştır. Bildiride, tüm blok ve modüllerin elektronik veya fonksiyonel şemaları verilmekte, kullanılan yazılım – donanım ve teknik özellikleri anlatılmaktadır. Kullanılan LNB'lere uygun olarak teleskopun çalışma frekansları 4.5, 11 ve 20 GHz'tir. Gözlem ve denetim işlemlerini kolaylaştırmak için, Visual C# ortamında anlaşılır ve kolay arabirim ortamı hazırlanmıştır. Gözlem süresince alıcıdan gelen sinyal monitörde, sayısal avometrede ve yazıcıda izlenebilmekte ve gözlem bittiğinde, ASCI kodunda ve kolay kullanılabilen bir biçimde sabit diske kaydedilebilmektedir. Bildiride, aynı zamanda, deprem bölgelerinde teleskop temelinin tasarımı konusu da incelenmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Radyo Astronomi, Radyo teleskop*

Abstract

In the presented contribution we discussed on the technique of conversion of small (~5m) satellite antenna to Radio Telescope on the base of ERT-5 Radio Telescope, which is completely assembled in Turkey. The 5m satellite antenna which is presented by the Turkish Telecom is the base of the project. We have designed Alt-Azimuth

[1]*Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye yusifov@erciyes.edu.tr , kucuk@erciyes.edu.tr , Tel: 0 (352) 437 49 01*

[2]*Azerbaycan Bilimler Akademisi, Fizik Enstitüsü, Bakü 370143, Azerbaycan*

[3]*Erciyes Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, İnşaat Mühendisliği Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye, ceyyubov@erciyes.edu.tr , Tel 0 (352) 437 49 01.*

[4]*Anadolu Elektronik Sanay (AES) Şirketi, Kayseri, Türkiye, ta7iv@ttnet.net.tr , Tel: 0 (352)3303721.*

[5]*Elektrosan Sanayi Ticaret Ltd. Şti., İstasyon Caddesi No: 34, 38010, Kayseri, Türkiye, rafetsapanci@hotmail.com , Tel: 0 (352) 231 01 59.*

[6]*PARAK Teknik Makina Otomotiv San. ve Tic. Ltd. Şti, Yeni Sanayi 33, Sok. No: 35-37, Kayseri, Türkiye, parakhikmet@hotmail.com, Tel: 0 (352) 332 10 00.*

[7]*Bakü Devlet Üniversitesi, Uygulamali Matematik Bölümü, Zahid Halilov sk. 23, Bakü, Azerbaycan.*

[8] *Halliburton International Inc. Registered in Azerbaijan No. 64. Tbilisi Ave. 5, Block 1003, Baku, AZ1065, Azerbaijan, Akif.Yusifov@halliburton.com , T: +994503881002.*

rotating system, special receiver supporting, focusing and special optical guiding system for control of the telescope tracking system. The original models of radiometers designed by modernization of Low Noise Blocks (LNB), and step motor control blocks constructed on the bases of microcontrollers 16F877. All electronic and/or functional schematics of the mentioned blocks and used hardware-software are presented and described in the presented contribution. According the applied LNB blokes, functionalling frequencies of ERT-5 are 4.5, 11 and 20 GHz. Easy handled self explainable user interface is prepared in Visual C# medium. During the observation, output of receiver is controlled on the monitor, chart recorder and on the display of digital multimeter and at the end of observation recorded on the HD in ASCI code with the understandable format. In the contribution, we are considered also the problem of telescope fundament projecting in the earthquake regions.

Key Words: *Radio Astronomy, Radio Telescopes*

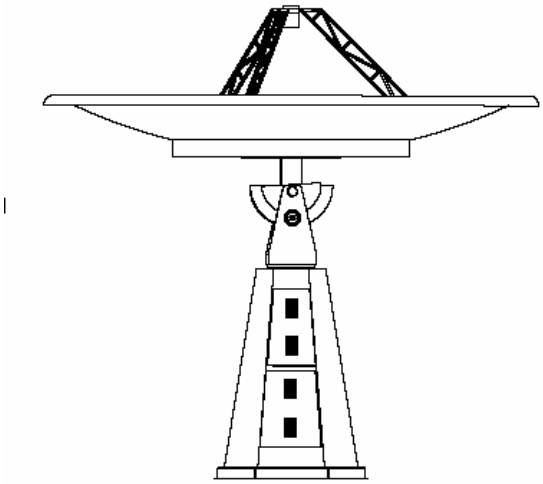
1. Giriş

Radyo teleskopun önemli parçalarından biri çanak antendir. Çapı 5m olan Erciyes Üniversitesi Radyo Teleskopunun (ERT-5) çanağı Türk-Telekom'dan hibe yolu ile alınmış uydu antenidir. Uydu antenini, gökyüzünün her yerini tarayabilen bir radyo teleskopa dönüştürmek için bir dönme mekanizmasının hazırlanması gerekmektedir. Radyo teleskopun diğer önemli parçaları ise, hassas alıcı ve gözlem sonuçları kaydeden, kaynakları takip eden ve tüm teleskopu ve gözlem sürecini kontrol eden yazılımdır. Bu parçaların yurt dışından alınması ve ya hazırlanması, Erciyes üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Araştırma Projeleri çerçevesinde, Erciyes üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Biriminin finansal desteği vasıtası ile sağlanmıştır. Bu bildiride, ERT-5 Radyo teleskopunun alınmış ve/veya yapılmış parçalarının teknik özellikleri açıklanmaktadır.

2. ERT–5 Teleskopunun Dönme – Yönlendirme Mekanizması

Genel olarak teleskoplar dönme mekanizmasına göre iki yere ayrılırlar: Ekvatoral sistemli ve Azimut – Yükseklik sistemli. Montaj kolaylığına göre ERT-5 teleskopunun dönme mekanizması Azimut – Yükseklik sisteminde tasarlandı.

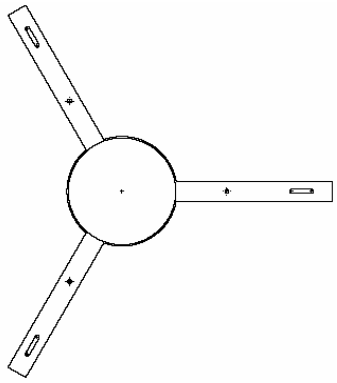
ERT-5 teleskopunun dönme mekanizması ve diğer tüm mekanik parçaları Kayseri, PARAK Teknik Makina Otomotiv San. ve Tic. Ltd. Şti.'de hazırlanmış ve şematik olarak ta Şekil 1'de gösterilmiştir. Teleskopun dönme mekanizmasında Anaheym (ABD) şirketinin



Şekil 1. ERT-5 teleskopunun genel görünüşü.

0.4 kWa gücündeki adım motorları, azimut ve yükseklik açılarını ölçmek için ise Hohner (İtalya) şirketinin 13 bitlik enkoderleri kullanılmıştır. Teleskopu yönlendirmek için gereken momentumu sağlamak için ise, PARAK şirketinde hazırlanmış 1:500 oranındaki redüktorler kullanılmıştır.

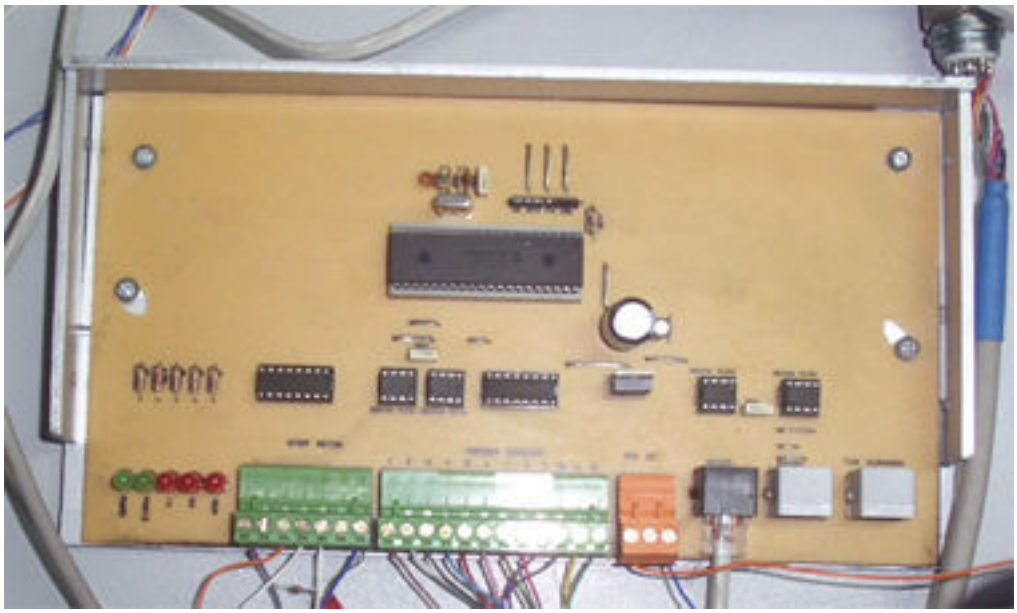
PARAK şirketinde hazırlanmış diğer parçalara örnek olarak ERT-5'in alıcı ve optik kılavuzu destek sisteminden bahsetmek olur. Alıcı destek sistemi kısmen Şekil 1'de gözükmekte ve üstten görünüşü Şekil 2'de verilmiştir. Çok özel olarak hazırlanan optik kılavuzu destek sistemi teleskopun optik ve mekanik eksenlerin paralelliğini sağlamak için kullanılacak ve Şekil 1'de görünmemektedir.



Şekil 2. Alıcı (LNB) destek sisteminin üstten görünüşü.

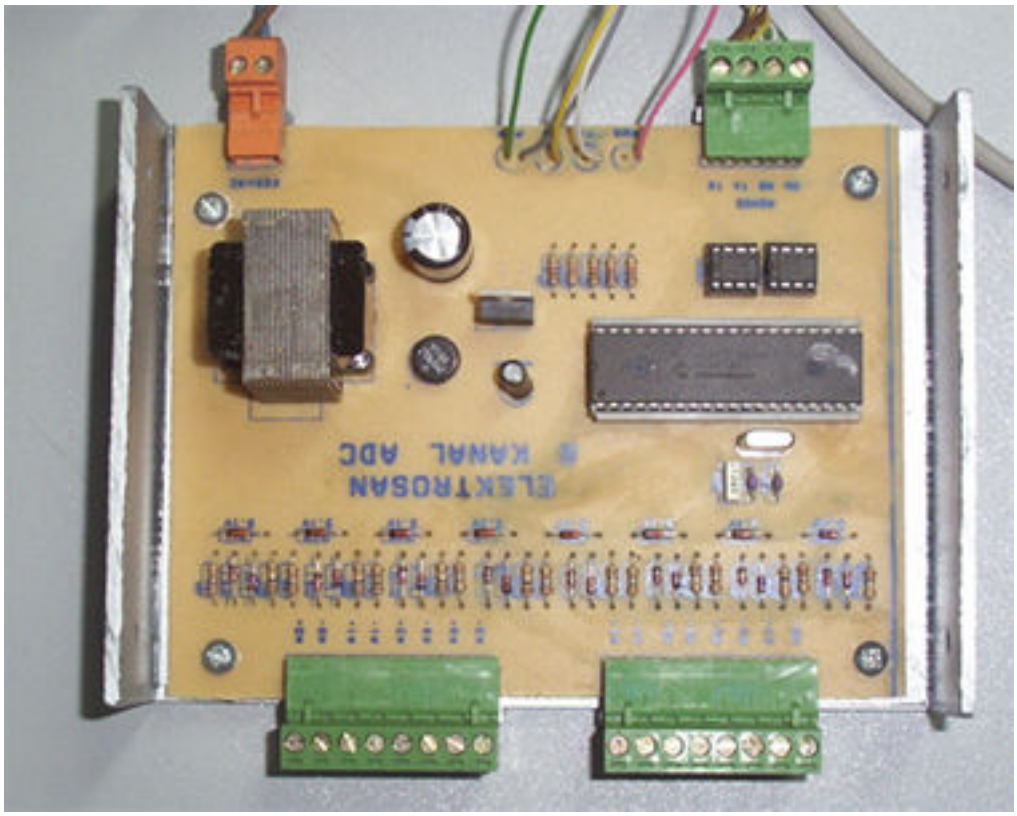
3. ERT-5 Teleskopunun Motor Kontrol Devreleri

ERT-5 teleskopunun elektronik devrelerinin çoğu ve onlara uygun programlar Kayseri, Elektrosan Sanayi Ticaret Ltd. Şti.'inde Rafet Sabancı tarafından hazırlanmıştır. Bunlara örnek olarak Şekil 3'te adım motor kontrol devresi verilmiştir. İlk bakışta basit



Şekil 3. 16F877 mikro denetleyici üzerinde yığılmış adım motor kontrol devresi.

görünen bu devre, aynı zamanda bir kaç iş görmektedir (bilgisayardan komutu almak, deşifre etmek, komutu ait olduğu aygıta yönlendirmek, komutun alındığını ve gereken işlemlerin yapıldığını ana bilgisayara haber vermek ve sair gibi). Şekil 4'te 16F877 mikro denetleyici



Şekil 4. ERT-5 teleskopunun 16F877 mikro denetleyici üzerinde yığılmış Analog-Sayısal dönüştürücü şeması. Aynı zamanda sekiz aygıttan gelen sinyalleri denetlemeğe olanak sağalar.

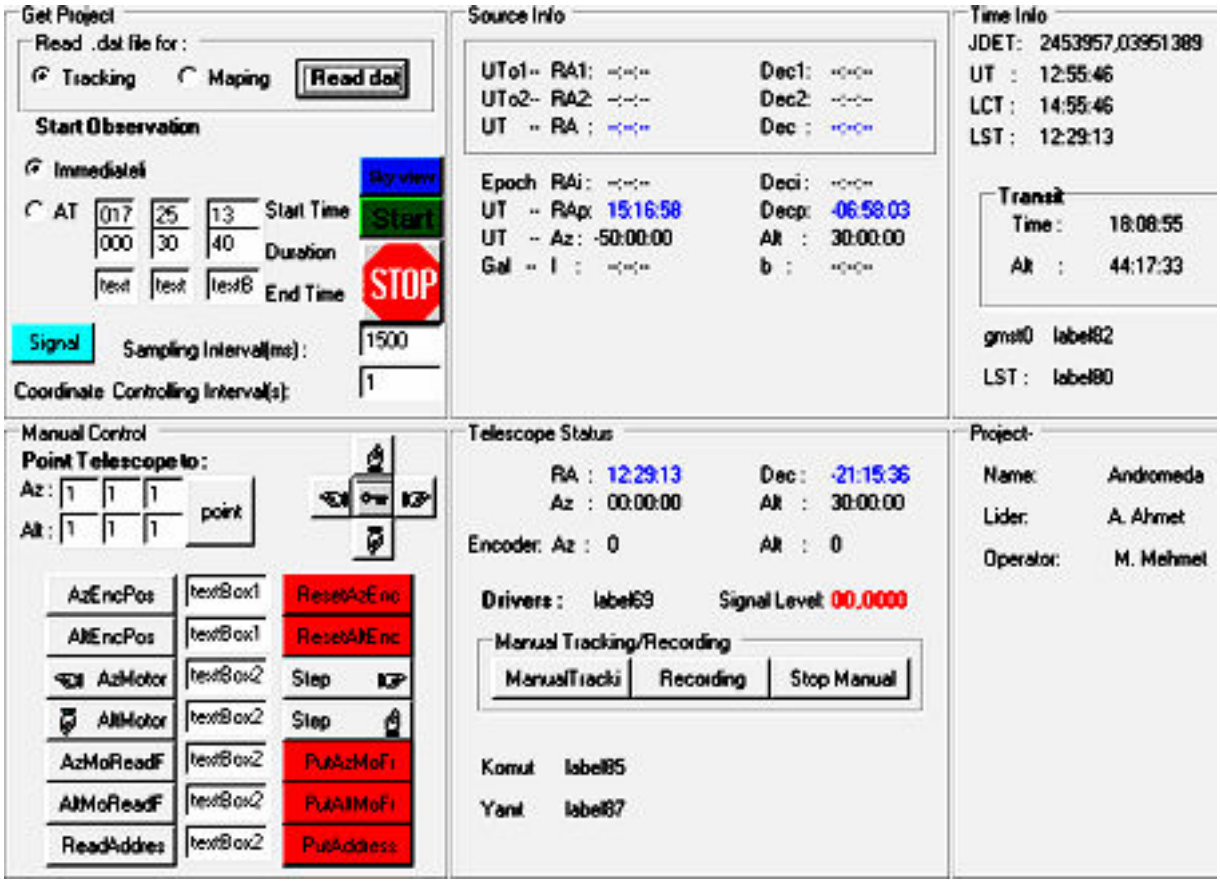
üzerinde yığılmış Analog-Sayısal dönüştürücü (ADC) verilmiştir. 16F877 mikro denetleyicisinin sekiz giriş portu 10 bitlik ADC gibi çalışır ve hazırlanan şema sekiz aygıttan gelen sinyalleri kontrol etmeğe imkan verecektir.

4. ERT-5 Teleskopunun Alıcı Sistemi

ERT-5 teleskopunun alıcıları farklı frekanslarda çalışan düşük gürültülü uydu anten alıcılarının (LNB) yenileştirilmesi ile yapılmıştır. Farklı frekanslardaki gözlemler için, farklı frekanslarda çalışan LNB'ler kullanılmıştır. Seçilen LNB'lere uygun olarak ERT-5 teleskopunun çalışma frekansları 4.5, 11 ve 15 GHz civarındadır. Sinyal LNB'den aralık frekans güçlendiricisine, sonra detektöre ve oradan da ADC'ye verilmektedir. Adı çekilen devreler Kayseri, Anadolu Elektronik Sanayi (AES) Şirketinde, Mehmet Mete tarafından hazırlanmıştır. Alıcının bant genişliği, teleskopun ayar-test gözlemleri zamanı, verilen sistemin hassasiyetini optimuma ulaştıran zaman belirlenecektir.

5. ERT-5 Teleskopunun Kontrol Yazılımı

ERT-5 teleskopunun kontrol yazılımı Bakü, Halliburton International Company'den Akif Yusifov ve Erciyes üniversitesi, Astronomi Bölümünden İsmail Yusifov tarafından Visual C# ortamında hazırlanmıştır. Programda gözlemcinin işleri maksimum kolaylaştırılarak, koordinat çevirmeleri ve precession gibi astronomik hesaplamalar otomatik olarak yapılmakta ve gözlem ve denetim işlemleri için anlaşılır ve kolay arabirim ortamı hazırlanmıştır. Program çalıştırılanda, bir örneği Şekil 5'te verilmiş giriş formu açılmaktadır.



Şekil 5. ERT-5 gözlem programının giriş formu.

Teleskop kontrol düğmeleri (komutlar), yıldız zamanı, kaynağın koordinatlar, teleskopun "koordinatları" gibi gözlem süresinde gereken tüm bilgiler form üzerinde verilmektedir. Gözlem verileri, anlaşılır ve hataları minimuma indirecek bir biçimde hazırlanmış standart bir dosyada hazırlanır ve "Read Dat" komutu verildikte, otomatik olarak program tarafından okunmaktadır. Algılanan veriler giriş formuna yansıtılır ve eğer her şey doğru dursa, operatör "Start" düğmesine basarak gözlem sürecini başlata bilir.

"Sky view" düğmesi tıklandığında Azimut – Yükseklik, Sağ ve dik açıklık koordinat çizgileri de çizilmiş tüm gözüken gök yüzü haritası ekrana geliyor. Bunun yardımıyla gözlem sürecinin genel kontrolü ve istenilen zaman için gözlem planlanması da yapılabilir.

"Start" komutu verildikte ise, seçilen moda uygun (takip ve ya haritalama) merkezi gözlenen kaynakla çakışmakta olan bir pencere açılır. Pencerede, gözlem sürecini daha detaylı takip etmek için, kaynağın yaklaşık boyutları ve teleskopun yön diyagramıyla birlikte Galaktik, Ekvatoryal ve Azimutal koordinat çizgileri de verilmektedir. Pencerenin boyutları ayarlana bilmektedir ve 2^{o}x2^{o}'den 20^{o}x20^{o}'ye kadar değişe bilir.

Gözlem süreci bittiğinde veya "STOP" düğmesi tıklandığında gözlem verileri standart bir biçimde hazırlanmış dosyada ASCII kodda saklanmaktadır. Giriş ve çıkış verilerine örnekler Şekil 6 ve Şekil 7'de verilmiştir.

ERT-5 teleskop kontrol programı gözlemciye bir kaynağı takip, iki kaynağı karşılaştırma, her hangi bir bölgeni haritalama gibi farklı modlarda çalışma olanağı sağlamaktadır. Bu modlar Şekil 6'daki giriş formunda farklı anahtarları ON/OFF yaparak çok kolaylıkla seçile bilir. ERT-5 teleskop kontrol programı, teleskopun masa üzerinde toplanmış maketinde test olunmuş ve gerçek teleskopta çalışmağa tam hazır durumdadır. Maketin fotoğrafı Şekil 8'de verilmektedir.

```
Date  of Observation...(dd:mm:yyyy)..:0:23:11:2005
Project: Lider / Operator / Name.....:1:A. Ahmet/ M. Mehmet / Andromeda
RA/Dec:L/B:Planets:Az/Alt:Az/Alt_fix::2:0:0:0:1:0: -->Coord Tips-ON/Off
Catalog Epoch : Precess-ON/Off ......:3:1950,0:0:
Sors_Az/Alt:ddd:'':"","/+dd:'':"","":4:-50:00:00,00/+54:00:00,00/01/
Sors_RA/Dec:0hh:mm:ss,ss/+dd:'':"","":5:+10:00:00,00/+35:00:00,00/01/
Sors_L/B...:ddd:'':"","/+dd:'':"","":6:200:00:00,00/-00:00:00,00/01/
Start Time.............(hh:mm:ss).....:7:017:25:13
Duration (hh:mm:ss) : Sampling dt(ms).8:000:30:40:1500
Beam_W:Sors_W:.......................9:021:32:    Bilinmeyen Parametreler
Yedek...............................10:               Defolt Kalsin!!
Sun/Moon Coord-Manual-ON/Off:Select:.11:0:1
Manual-Sun/Moon: STo1/RA1/Dec1 ......12:004:00:00,00/001:00:00,00/+10:00:00
Manual-Sun/Moon: STo2/RA2/Dec2 ......13:005:00:00,00/002:00:00,00/+10:00:00
Yedek...............................14:
Delta_RA.:d_RA.:Num_RA__Lines:.......15:100:50:03:
Delta_Dec:d_Dec:Num_Dec_Lines:.......16:100:50:03:
Delta_L..:d_L..:Num_Lon_Lines:.......17:100:50:03:
Delta_B..:d_B..:Num_B___Lines:.......18:100:50:03:
Delta_Az.:d_Az.:Num_Az__Lines:.......19:120:60:03:
Delta_Lat:d_Lat:Num_Lat_Lines:.......20:120:60:03:
```

Şekil 6. Giriş verilerinin hazırlanması

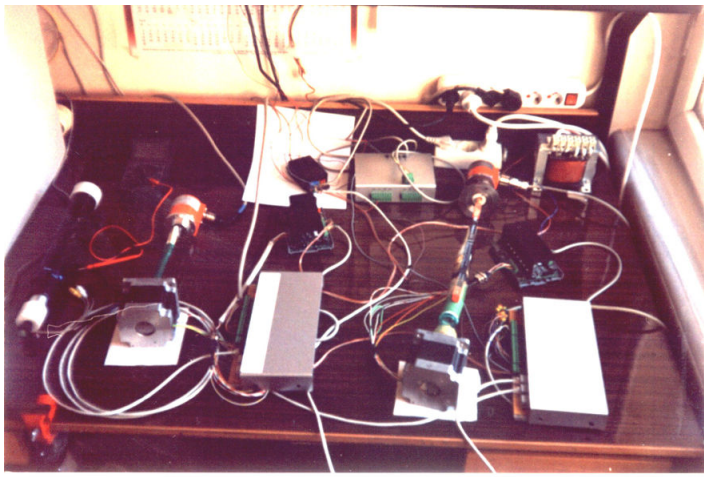
ERT-5 Project Mapping on "Alt/Az" Data Outpu File
Project Lider: A. Ahmet; Operator: M. Mehmet
Project Name : Andromeda;
Coordinats of Base point, Map Center and Intervals:
Calibr_Az = -48:00:00; Az = -50:00:00; Delta_Az = 120'; d_Az = 60';
Calibr_Alt= +55:00:00; Alt= +54:00:00; Delta_Alt= 120'; d_Alt= 60';
Date=14.08.2006; Time=16:03

\ Az o | Alt\ '/"	-51 -50 -49 00:00 00:00 00:00
55:00:00	1,000 2,000 3,000
54:00:00	3,000 2,000 1,000
53:00:00	1,000 2,000 3,000

C a l i b r a t i o n

N (num)	Sig (V)	Time (UT)	B '	C '	D (')	E (')	F (')
	1,5000	14,05722	0,0000	0,0000	0,0000	0,0000	0,0000
1	1,5000	14,06250	0,0000	0,0000	0,0000	0,0000	0,0000

Şekilb7. ERT-5 teleskopunda alınacak gözlem çıktılara bir örnek



Şekil 8. ERT-5 teleskopunun masa üzerinde hazırlanmış maket.

6. Teleskop Temelinin Sismik Yalıtımının Teşkili

Teleskop temelinin sismik yalıtımı aşağıdaki koşullar doğrultusunda gerçekleştirilebilir:

- Sismik yalıtım yapısal düzeni düşey sabit yükleri uzun süreli olarak aktarabilmelidir;
- Sismik yalıtım elemanları zamanla teleskop ağırlığını kabul etmek için keçici ek tedbirler uygulanmadan değiştirilebilmelidir;
- Sismik yalıtım yapısal düzeni uygulanan teleskop temeli teleskopun sürekli olarak güvenli kullanımını temin edecektir.

Bu talepler doğrultusunda hazırlanan yapısal düzenlemenin esasını teleskop temelinin büyük sertliğe sahip kısa kolonlardan hassas askılar aracılığı ile asılan yatay çerçeveler üzerine yapılması prensibi oluşturmaktadır [1], [2].

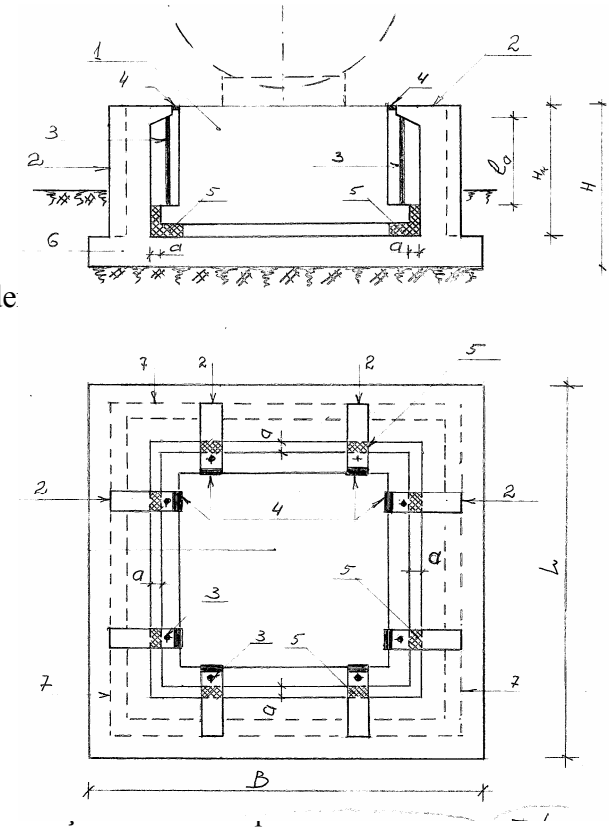
Yatay olarak düzenlenen betonarme yatay asma çerçeve bir-biri ile sürekli birleşik krişlerden oluşmaktadır. Bu çerçevenin elemanlarının tümü aynı yatay düzlem üzerinde yerleşiktir. Sert kısa kolonların temelleri sürekli radiye temel veya ızgara şeklinde tasarlanabilir. Teleskop temeli çevresi üzerine dış cephe duvarlarından (0,40-0,50)m uzaklıkta teleskop temeli üst seviyesi yüksekliğinde bir koruma duvarı yer alır. Bu duvarlarda sert kısa kolonların temelleri üzerine yapılır. Bu duvarların üst seviyeleri teleskopun asılmış temeli ile betonarme bağ levhası aracılığı ile birleştirilir. Bağ levhalarının yük taşıma kapasitesi teleskop temeline MM (Modulikasyon Merkali) çizelgesi ile 6 şiddetinde deprem etkisinden kopacak nitelikte seçilmelidir [2]. Şöyle ki, koruyucu duvar ve onun asılmış temel ile birleşimi teleskopun rüzgar, mikrotitreşimler ve 6 şiddetinde deprem etkisinde adi sert temeller üzerinde yapılan teleskoplar gibi kullanımını temin edecektir.

Sert kolon temelleri ile teleskop temeli arasına kauçuktan veya lastikten yapılan elastik yastıklar yerleştirilecektir. Burada esas olan husus şudur ki, teleskopa etkiyen yüksek şiddetli depremlerde koruyucu duvarla teleskop temelinin birleşimi (bağ levhası) sismik yükün 6 şiddetine uygun kısmından dağılsın ve deprem yükünün sonraki artışında teleskop narın askılardan asılan bir sistem gibi çalışabilsin. Bu durumda asılan teleskop temeli asılma noktası deprem etkisi ile hareket eden bir matematiksel sarkaç gibi titreşimde bulunur. Bu yapısal düzenlemede hassas askılar teleskop ağırlığını kabul edip sert kolonlara aktara bilmek görevini üstelenmektedir, sert kolonlar ile teleskop temeli arasına konulan elastik yastıklar ise teleskopa etkiyen depremin dinamik etkisini söndürebilmek için konur. Elastik yastık

malzemenin mekanik özelliklerine bağlı olarak onun uzunluğu, eni ve kalınlığı seçilir. Burada yer alan elastik yastık teleskopun düşey statik yükünü aktarmamaktadır. Teleskopun statik düşey yükleri hassas askılar ile aktarılacaktır. Sismik yüklerin dinamik etkisi ise elastik yastıklar ile aktarılacak.

1. Teleskopun hassas askılarla asma temeli betonarmeden veya çelikten yapılabilir;
2. Kısa sert kolonlar;
3. Hassas askılar;
4. Titreşim ve su yalıtımına sahip malzemede yapılacak;
5. Elastik yastıklar;
6. Teleskop taşıyıcı sistemin genel temeli;
7. Koruma duvarı.

a ve l_a değerleri sismik bölge ve teleskop karakteristiklerine bağlı olarak hesaplanacak.



Kaynaklar

[1] Eyyubov, C., (1970), *"Binalara Etkin Sismik Yüklerin Azaltılması Yöntemleri"*, Azerbaycan NIISM-nin yayınları, No 34, Bakü.

[2] Eyyubov, C., (1978), *"Binaların Depreme Dayanıklığı*", Azerbaycan Devlet Yayınevi, Bakü.

η Lep, HR 6455 ve δ Aqr YILDIZLARININ TAYFSAL ANALİZLERİ: İLK SONUÇLAR

Kutluay YÜCE[1]

Özet

A ve F tayf türünden üç yıldızın görünür bölge tayflarının analizlerine ilişkin bir ilerleme raporu sunulmaktadır. Yıldızların, Dominion Astrofizik Gözlemevi'ndeki (DAO) 1.2 metrelik teleskopa bağlı Reticon ve CCD detektörlerle alınmış yüksek ayırma güçlü tayfları kullanılarak dönme hızlarının ilk tahmini değerleri ve atmosfer parametreleri belirlenmiştir. Tayflar, REDUCE ve VLINE programları (Hill & Fisher [8]) ile ölçülerek her bir tayf çizgisinin gözlenen dalgaboyu, eşdeğer genişliği, çizgi derinliği ve yarı-maksimumdaki tam genişliği bulunmuştur. Atmosfer analizi, ATLAS9 (Kurucz [10]) ve onun ilgili programları kullanılarak gerçekleştirildi. F0 tayf türü yakınlarında anakol bandı, klasik kararsızlık kuşağı ile kesişmektedir. Burada incelenmekte olan η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızları, HR diyagramında kararsızlık kuşağı ile anakolun kesiştiği yere yakın bir yerde bulunmaktadırlar.

Anahtar kelimeler: *η Lep, HR 6455, δ Aqr, Astrofizik, HR diyagramı.*

Abstract

A progress report on the spectral analyses of the visible spectral region of three stars with A and F spectral types is presented. The initial estimates of the rotational velocities and atmospheric parameters of the three stars were determined using high quality spectral data obtained with Reticon and CCD dedectors of the 1.2-m telescope at the Dominion Astrophysical Observatory (DAO). The spectra were measured using programs REDUCE and VLINE (Hill & Fisher [8]), and the stellar wavelength, equivalent width, the line depth, and the line width were determined for each line. The atmosphere analysis was performed using the model atmospheres code ATLAS9 (Kurucz [10]) and its associated programs. The classical instability strip cross the main sequence band near the region F0 spectral type. The three stars η Lep, HR 6455 ve δ Aqr are close to the intersection of the instability strip and the main sequence in the HR diagram.

Anahtar kelimeler: *η Lep, HR 6455, δ Aqr, Astrophysics, HR diagram.*

1. Giriş

III ve V ışınım sınıfına ait A ve F tayf türünden üç yıldızın element bolluk çalışması gerçekleştirilmektedir: η Lep (16 Lep, HD 40136, HR 2085, HIP 28103), HR 6455 (HD 157087, HIP 84821) ve δ Aqr (76 Aqr, HR 8709, HD 216627, HIP 113136). B ve A tayf

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara*
Tel: 0 (312) 2126720/1196, Fax: 0 (312) 2232395, e-posta: kyuce@astro1.science.ankara.edu.tr

türünden iki süperdev yıldızın (bkz. Yüce [19]) analizlerinin devamı niteliğindeki bu çalışma ile, detaylı kimyasal bolluk analizi yapılmakta olan yıldız sayısı artırılarak "Anakol Bandı Yıldızları"na uzanılmaktadır. A2 ve F0 tayf türü aralığında anakol bandı, "Klasik Kararsızlık Kuşağı" ile kesişmektedir (Wolff [18]). Bu bölgede, Güneş'inkine yakın yüzey element bolluklarına sahip keskin çizgili normal yıldızların sayısında azlık vardır. Bu çalışmada incelenmekte olan yıldızlar, HR diyagramında anakol ile kararsızlık kuşağının kesiştiği bölgeye yakın yerlerde bulunmaktadır.

η Lep, Slettebak [16] tarafından F0 V, Houk & Smith-Moore [9] tarafından F1 V ve Abt & Morrell [1] tarafından F2 IV tayf türünden bir yıldız olarak belirtilir. Smith [17], η Lep'in (T_e = 7400 K, log g = 4.0 ve ξ = 6.0 km sn^{-1}) atmosfer parametre değerlerinden yıldızın normal element bolluklarına sahip olduğunu buldu. Ancak Adelman [2], yıldızın gözlemsel ve kuramsal H_γ profilinin çakıştırılması ve görsel bölge için yapılmış spektrofotometrik gözlemlerinden atmosfer parametrelerini (6850 K, 4.08, 3.4 km sn^{-1}) olarak belirledi. Bu değerler η Lep'in atmosferindeki alüminyum, skandiyum, vanadyum ve demir bolluklarının Güneş'tekinden daha az, silisyumun ise daha fazla olduğunu ortaya koymuştur.

δ Aqr, kızarmamış bir anakol yıldızı, zayıf ve genişlemiş çizgilere sahip orta hızla dönen bir yıldızdır. Roman [14] ve Houk & Smith-Moore [9] tarafından A3 V, Abt & Morrell [1] tarafından A3 Vp tayf türünden bir yıldız olarak sınıflandırılır. Adelman ve ark. [3], yıldızın atmosfer parametrelerini Strömgren uvbyβ fotometrisinden T_e = 8657 K ve log g = 3.56 olarak, kuramsal H_γ profillerinin gözlemsel profil ile karşılaştırılmasından ve spektrofotometrik gözlemlerinden ise T_e = 8700 K, log g = 3.5 olarak belirledi. Buradan δ Aqr'nın Güneş ile aynı metal bolluğuna [m / H] = 0.0 sahip bir yıldız olduğu bulundu. Bazı B ve A tayf türü anakol yıldızlarını da içeren bu çalışmada fotometrik ve spectrofotometrik gözlemlerden buldukları etkin sıcaklık farkları; 8000 K < Te < 10050 K aralığındaki 29 yıldız için 25 ± 118 K, 10050 K< Te <17000 K aralığındaki 14 yıldız için 76 ± 105 K dir. Yüzey çekim ivmeleri ise birbirleriyle uyum içerisindedir (Adelman ve ark. [3]).

Keskin çizgili bir yıldız olan HR 6455, Eggen [5] ve Cowley ve ark. [4] tarafından A3 III, Abt & Morrell [1] tarafından A3 IVs olarak sınıflandırılmıştır. HR 6455, literatürde ihmal edilmiş bir A yıldızı olarak karşımıza çıkar. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının Abt & Morrell [1] tarafından tespit edilen dönme hız değerleri, sırasıyla, $v \sin i$ = 18 km sn^{-1}, 10 km sn^{-1} ve 70 km sn^{-1} dir.

Önemli pratik avantajlar sunan A tayf türü yıldızların bazı gözlemsel karakteristikleri vardır. Bu yıldızlar, görünür bölge tayflarında moleküler çizgilere sahip olamayacak kadar sıcak yıldızlardır. Bu durum, onlara daha geç tayf türü G, K ve M yıldızlarından çok daha kolay tayfsal analiz yapma imkanı sağlar. Ayrıca A türü yıldızlar bu tayf bölgesinde zengin çizgilere sahip olabilecek kadar soğuk yıldızlardır. Bu karakteristik temel değildir, fakat yıldız fiziği çalışmak için A yıldızlarını bir laboratuvar olarak düşünmek açısından değerlidir.

2. Gözlemler

η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının tayfları, Prof. Dr. Saul J. Adelman tarafından Dominion Astrofizik Gözlemevi'ndeki SITe2 ve SITe4 dedektörleriyle alınmıştır. 2.4 Amm^{-1} lik ayırma gücüne sahip tayfların dalgaboyu genişlikleri 63 Å ve 147 Å olup, her tayfın sonu bir sonrakinin yaklaşık 5 Å'luk kısmıyla çakışmaktadır. Tayfların sinyal-gürültü oranı (S/N) > 200 dir. İncelenen tayfların dalgaboyu aralıkları η Lep için λλ3930-4930Å, HR 6455 ve δ Aqr için λλ3830-4930Å dir. DAO tayfları, tayfçekerin optik donanımından kaynaklanan %3.5 oranından saçılmış ışık etkisinden arındırılmış verilerdir (Gulliver ve ark. [6]).

3. Tayf Çizgilerinin Ölçümleri ve Çizgi Tanıları

Elektronik dedektörlerle alınan tayfsal veriler, çok amaçlı bir paket program olan REDUCE programı (Hill & Fisher [8]) ile normalize edildi. Her üç yıldızın 63 Å dalgaboyu genişliğinde, λ4410Å merkezi dalgaboyunda alınmış W489313617 (η Lep), W122_98_5475 (HR 6455) ve W122_99_11903 (δ Aqr) isimli tayflarının REDUCE programı ile belirlenmiş sürekliliklerini gösteren örnekler Şekil 1'de verilmektedir.

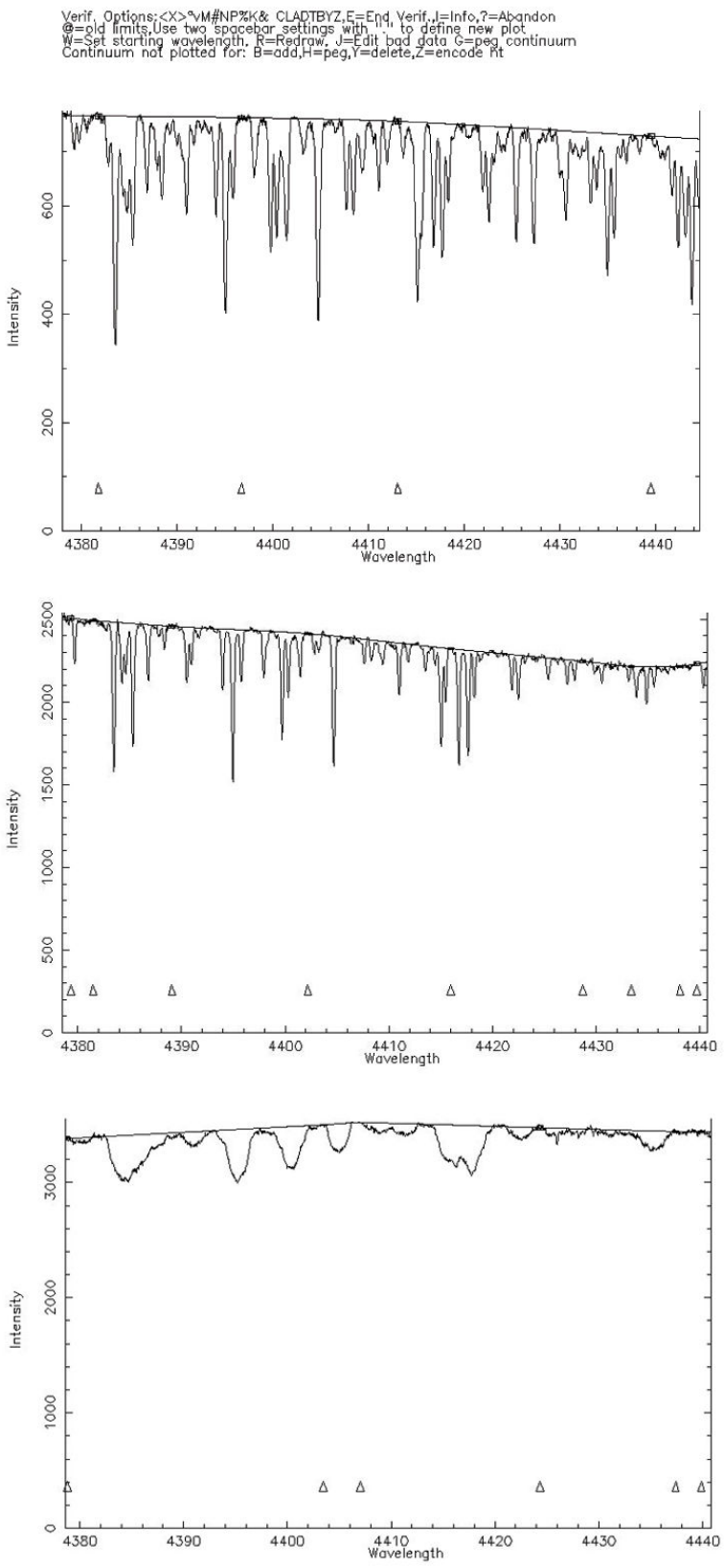
Süreklilikleri belirlenen her bölge, VLINE programı (Hill & Fisher [8]) kullanılarak ölçüldü. Çizgi ölçümlerinde yaklaşık 8-10 Å'luk bölgeler halinde çalışıldı. Bu bölgelerdeki tüm tayf çizgileri tek tek tespit edilerek, bu çizgi profillerine en iyi uyum elde edilinceye kadar kuramsal fit çakıştırmaları yapıldı. Böylece kuramsal ve gözlemsel karşılaştırmalarla en iyi uyum elde edilen tayf çizgilerinin eşdeğer genişliği (EW), merkezi dalgaboyu ($\lambda_{yıldız}$), çizgi derinliği ve yarı-maksimumdaki tam genişliği (FWHM) elde edildi. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının çizgi ölçümünde, VLINE programının 'fix parameter mode' özelliği uygulandı. Özellikle çok yakın blend olmuş tayf çizgilerine en iyi fiti yapabilmek için çizgi genişliklerinde bu modun uygulanmasına ihtiyaç duyulur. η Lep ve HR 6455 yıldızlarının metal çizgileri için 'Gauss' profilleri ile kuvvetli Helyum çizgileri için 'Lorentzian' profilleri uygulandı. Çok kuvvetli çizgiler, genişlemiş profillerdir ve bu çizgilerin şiddetleri "fix parameter mod" kullanılmadan ölçülebilmektedir. δ Aqr yıldızının metal çizgilerine dönme (Rotational) profilleri uygulandı. Yüksek dönme hızı, zayıf tayf çizgilerinin kaybolmasına neden olur, çizgilerin birbirini örtmesini sağlar yani blendlik yaratır ve sürekliliğin konumuna etki eder. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının λ4410Å merkezi dalgaboyuna ait "R" tayflarındaki çizgi profillerine yapılan kuramsal fit çakıştırılması ve sonuçta elde edilen çizgi ölçümlerine ilişkin örnekler Şekil 2'de verilmektedir.

İncelenen tayflarda η Lep için yaklaşık 1240, HR 6455 için 1720 ve δ Aqr için 425 tayf çizgisi tespit edilerek ölçümleri yapıldı. Her tayf için ortalama radyal hız değeri standart hataları ile birlikte belirlendi. İlgili tayflardaki Fe I, Fe II, Ti II, Mg II gibi atom ve iyonların tanımlanabilir belirgin çizgileri kullanılarak Doppler Yasası yardımıyla her bir bölgenin radyal hız düzeltme miktarı hesaplandı ve o bölgedeki tüm çizgilere aynı oranda uygulandı. Böylece ölçülen tüm tayf çizgilerinin düzeltilmiş dalgaboyları ($\lambda_{düzeltilmiş}$) elde edildi.

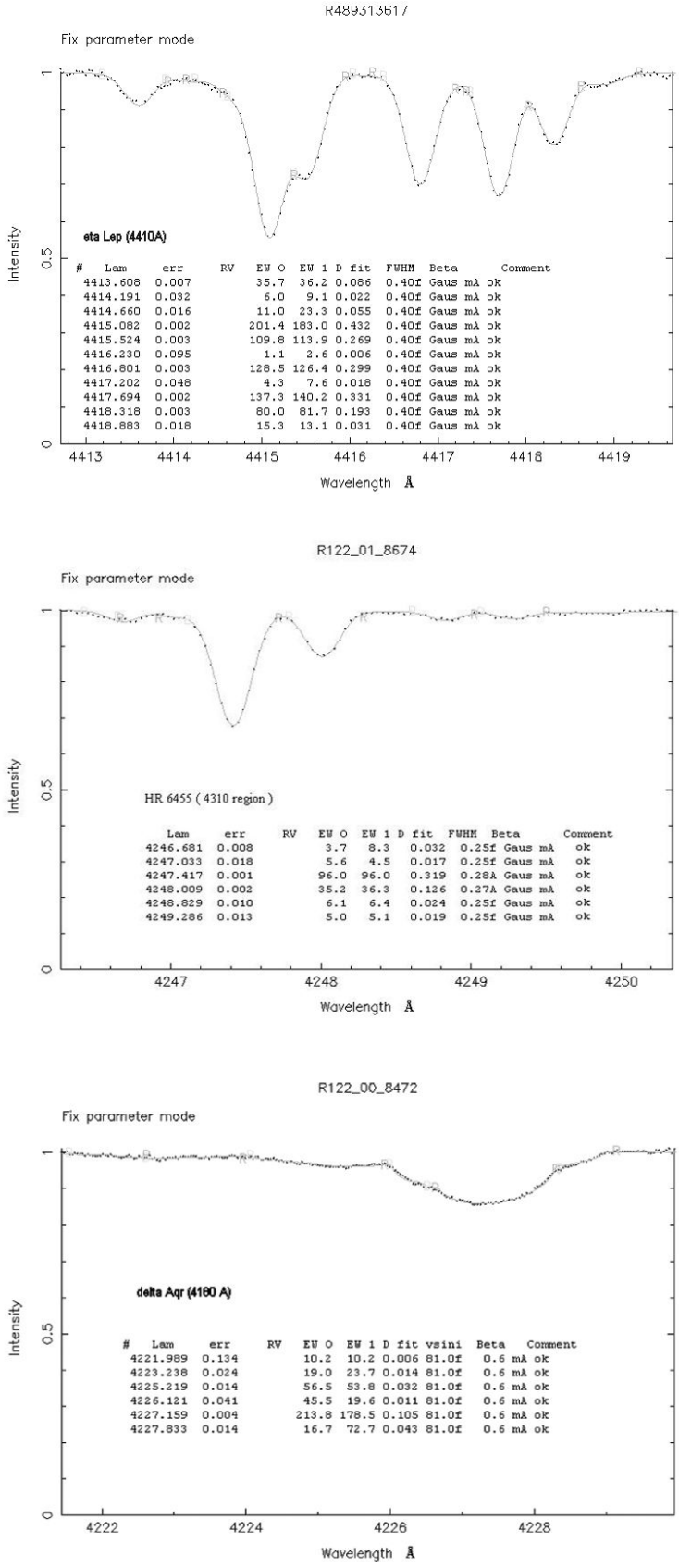
Tespit edilen çizgi profillerinin hangi atom ve iyona ait oldukları çizgi tanısı yöntemi ile belirlendi. Çizgi tanısına o tayf bölgesindeki temiz ve blend olmamış çizgilerden başlandı. Yıldızların çizgi tanılarını yapmakta kullanılan en temel kaynak 'A Multiplet Table of Astrophysical Interest (Moore [12])'dir. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr'nın atmosferlerinde belirlenen elemetlere ilişkin bilgiler Tablo 1'de verilmektedir.

Tablo 1. Çizgi tanısı yöntemiyle tanımlanan elementlere ait bilgiler.

Yıldız	Tanımlanan atom ve iyonlar
η Lep	C II, Mg I, Mg II, Al I, Si II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Co I, Ni I, Ni II, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II, Ce II, Nd II, Eu II, Gd II
HR 6455	C I, C II, O I, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Si I, Si II, S I, S II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V I, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Co I, Ni I, Ni II, Zn I, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II, Ce II, Nd II, Eu II, Gd II, Tm II, Dy II
δ Aqr	Mg I, Mg II, Al I, Si I, Si II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Co I, Ni I, Ni II, Y II, Zr II, Cd I, Ba II, La II, Ce II



Şekil 1. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının 4410Å merkezi dalgaboyu bölgesindeki tayflarının REDUCE programı ile belirlenen süreklilikleri.



Şekil 2. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının VLINE programıyla yapılan tayf ölçümlerine ait örnekler.

4. Dönme Hızları

Tüm tayflar üzerinde, mikrotürbülans ve makrotürbülans gibi çizgi genişleme mekanizmalarından çok fazla etkilenmedikleri düşünülen orta şiddetli (15-30 mÅ) ve blend olmamış temiz tayf çizgileri belirlendi. VLINE programının "fix parameter mode" özelliği yardımıyla çeşitli olası dönme hız değerleri kullanılarak bu çizgilerden yıldızların dönme hızları belirlendi; η Lep için 13.5 km sn^{-1}, HR 6455 için 8.7 km sn^{-1} ve δ Aqr için 81 km sn^{-1}.

η Lep ve δ Aqr için belirlediğimiz tahmini dönme hızları, Royer ve ark. [15] tarafından incelenen B9-F2 aralığındaki anakol yıldızlarının v sin i değerleri ile uyum içerisindedir. Ayrıca, v sin i < 75 km sn^{-1} değerlerine sahip erken F tayf türü yıldızların renk indislerinin B-V > 0.3 kadir olduğuna dikkat çekilmektedir. Bu çalışmamızda incelenmekte olan F1 tayf türünden η Lep yıldızının renk indisi B-V = 0.33 kadir değerindedir.

5. Atmosfer Parametreleri ve Mikrotürbülans Hızları

η Lep, HR 6455 ve δ Aqr yıldızlarının atmosfer parametrelerine ilişkin ilk değerler, yıldızların Strömgren uvbyβ verilerinden (Hauck & Mermilliod 1998) Napiwotzki et al. [13]'nin programı yardımıyla elde edildi: η Lep için (T_e = 7022 K, log g = 3.58), HR 6455 için (9629 K, 3.58) ve δ Aqr için (8657 K, 3.56) dır. Bu tür yöntemlerdeki belirsizlikler etkin sıcaklık için yaklaşık olarak ±200 K, yüzey çekim ivmesi için ±0.2 dex dir (Lemke [11]).

Yıldızların model atmosfer hesaplamaları, Kurucz [10]'un ATLAS9 programı kullanılarak yapıldı.

Bazı Fe I ve Fe II çizgilerinin eşdeğer genişlikleri, ilgili atomik datalar, çeşitli mikrotürbülans hızları ve ATLAS9 ile oluşturulan model atmosferleri kullanarak nötr ve bir kez iyonize olmuş demir için çizgi kartları oluşturuldu. Bu kartlar yardımıyla da WIDTH9 programı kullanılarak demir bollukları hesaplandı. Bolluklar arasında eşdeğer genişliğe bağlılığın bulunmadığı veya en az olduğu dağılımı veren mikrotürbülans hız değerleri (ξ) tespit edildi. Üç yıldızın ilk belirlemelerde hesaplanan mikrotürbülans hızlarına ilişkin bilgiler Tablo 2'de verilmektedir.

Tablo 2. η Lep, HR 6455 ve δ Aqr için belirlenen mikrotürbülans hızları ve bolluklar

Yıldız	Element	Kullanılan çizgi sayısı	ξ_1 (km sn^{-1})	log N / N_T	ξ_2 (km sn^{-1})	log N / N_T
η Lep	Fe I	33	2.2	-4.57 ± 0.22	2.1	-4.52 ± 0.22
	Fe II	23	2.1	-4.57 ± 0.25	2.0	-4.55 ± 0.25
HR 6455	Fe I	42	2.7	-4.02 ± 0.25	2.7	-4.02 ± 0.25
	Fe II	31	3.1	-4.36 ± 0.20	3.1	-4.36 ± 0.20
δ Aqr	Fe I	23	2.6	-4.64 ± 0.17	2.6	-4.64 ± 0.17
	Fe II	13	1.7	-4.57 ± 0.26	1.6	-4.54 ± 0.26

ξ_1, ξ_2; eğim ve saçılmanın en az olduğu mikrotürbülans hızları

Bu çalışmada incelenen yıldızların tayfsal analizlerine devam edilmektedir. Belirlenecek olan He, CNO, hafif elementler, demir grubu elementler, ağır ve nadir toprak elementlerine ilişkin bolluklar, bu yıldızların ilk detaylı kimyasal bolluk analizleri olması bakımından önemlidir. Duyarlığı yüksek olan gözlemsel verilerin ve gerçeğe uygun fiziksel modellerin kullanıldığı tayfsal çalışmalardan elde edilen ayrıntılı sonuçlar, HR diyagramındaki anakol ile kararsızlık kuşağına yakın bölgelerde bulunan yıldızların astrofiziğine de önemli katkılar sağlayacaktır.

6. Kaynaklar

[1] Abt, H.A., Morrell, N.I. (1995), "*The relation between rotational velocities and spectral peculiarities among A-type stars*", Astrophysical Journal Supplement Series, 99, 135-172

[2] Adelman, S. J. (1987), "*Optical region elemental abundance analysies of B and A stars. VI. The normal stars HR 6559 (A7 IV) and eta Leporis (FO IV)*", Astronomy & Astrophysicsok.. Supplement Series, 67, 353-363

[3] Adelman, S. J., Pintado, O. I., Nieva, F., Rayle K. E., Sanders S. E. Jr. (2002), "*On the effective temperatures and surface gravities of superficially normal main sequence band B and A stars*", Astronomy & Astrophysics, 392, 1031-1037

[4] Cowley, A., Cowley, C., Jaschek, M., Jaschek, C. (1969), "*A study of the bright stars. I. A catalogue of spectral classifications*", Astronomical Journal, 74, 375-406

[5] Eggen O. J. (1962), "Space-velocity vectors for 3483 stars with proper motion and radial velocity", R. Obs. Bull., 51, 79

[6] Gulliver, A. F., Hill, G., Adelman, S. J. (1996), "*A Spectrograph's Instrumental Profile and Scattered Light*", M.A.S.S.; Model Atmospheres and Spectrum Synthesis ASP Conference Series; Vol. 108; 1996; ed. Saul J. Adelman; Friedrich Kupka; and Warner W. Weiss (1996), p.232

[7] Hauck, B., Mermilliod, M. (1980), "*Uvbybeta photoelectric photometric catalogue*", Astronomy & Astrophysics Supplement Series, 40, 1-32

[8] Hill, G., & Fisher, W. A. (1986), Publ. Dom. Astrophys. Obs., 16, 13

[9] Houk, N., Smith-Moore, M. (1988), "*Catalogue of two-dimensional spectral types for the HD stars, Vol.4*", Michigan Spectral Survey (MSS), Ann Arbor, Astronomy Department, University of Michigan.

[10] Kurucz, R. L. (1993), "ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid.", Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory

[11] Lemke, M. (1989), "*Abundance anomalies in Main Sequence A stars. I - Iron and titanium*", Astronomy & Astrophysics , 225, 125-136

[12] Moore, C.E. (1945), "*A Multiplet Table Astrophysical Interest*", Princeton University Observatory.

[13] Napiwotzki, R., Schoenberner, D., Wenske, V. (1993), "*On the determination of effective temperature and surface gravity of B, A, and F stars using Stromgren UVBY beta photometry*", Astronomy & Astrophysics, 268, 653-666

[14] Roman, N. G. (1949), "*The Ursa Major group*", Astrophysical Journal, 110, 205-24

[15] Royer, F., Grenier, S.; Baylac, M.-O.; Gómez, A. E.; Zorec, J. (2002), "*Rotational velocities of A-type stars in the northern hemisphere. II. Measurement of v sin i*", Astronomy & Astrophysics, 393, 897-911

[16] Slettebak, A. (1955), "*The spectra and rotational velocities of the bright stars of Draper types A3-G0*", Astrophysical Journal, 121, 653-669

[17] Smith, M. A. (1971), "Microturbulence and abundances in AM stars : inferences concerning metallicism.", Astronomy & Astrophysics,11, 325

[18] Wolff, S. C. (1983), "*The A Stars: Problems and Perspectives*", NASA SP-463, Washington, DC.

[19] Yüce, K. (2005), "*Spectral Analysis of 4 Lacertae and nu Cephei*", Baltic Astronomy, 14, 51-82.

TELESKOP KUBBELERİ OTOMASYONU

Tamer AKIN[1]

Özet

Bu çalışmada Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevindeki teleskop kubbelerinin otomasyonu konusunda yapılan çalışmalar özetlenmektedir.

Teknik yenilikler kubbe otomasyon sistemlerinde iki yeni düzenek sunar. Bunlar kubbe işlemleri ve Dijital kubbe işlemleridir. Dijital Kubbe İşlemleri bize pek çok kullanım avantajı sağlayacağından bunu kullanan (DDW) Digital Dome Works sistemi örnek alınmıştır. Bilgisayar destekli bir otomasyon sistemi olan DDW başlıca ~1200 metreden uzak olmayan kontrol odaları ve gözlemevleri için dizayn edilebildiği gibi aynı zamanda çok uzak mesafelerden hatta internet yoluyla bile kontrol seçenekleri sunabilmektedir.

Bu sistem kullanılarak gözlem şu şekilde gerçekleştirilecektir: Gözlemci gözlemini başlatır ve kubbeyi eliyle ayarlar. Ardından gözlenen yıldıza ait sağ açıklık (α) ve dik açıklık (δ) değerleri ile o güne ait tarih ve saat (UT, Universal Time=Greenwich zamanı olarak) bilgilerini girer. Ama kubbenin otomatik olarak dönmesini sağlayacak olan programın asıl ulaşması gereken yıldızın o andaki saat açısı(H)'dır. Bu değer $(H = \tau - \alpha)$'dan saat cinsinden bulunur. Tarih ve saat bilgisi elle girilebileceği gibi, programın çalıştırılacağı bilgisayarın sistem saatinden de program kendisi bu bilgiyi direkt olarak alabilir ve bunu kullanarak yukarıdaki formüldeki τ değerini bulur. Elde edilen H saat açısı, α ve δ değerlerini küresel astronomi kosinüs formüllerini kullanarak bundan sonra motora hükmedecek azimutu (a1) hesaplar. Girilen zamana göre aradan belli bir süre geçtikten sonra (ki bu süre program yapımcısının belirleyeceği dakika mertebesinde bir süre olacaktır) program değişmiş olan ikinci zamana ilişkin azimutu (a2) hesaplayıp $[a1 - a2]/0.9^0$ oranını bulur (yani bu kadar derece kadar gitmek için motorun atması gereken dişli sayısını bulmuş olur). Program sonra motora komut vererek kubbeyi açı mertebesinde döndürür.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen- Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu kampusü, 17100, Çanakkale, e-posta: tamer_akn@hotmail.com*

TİP Ia SÜPERNOVALARI VE KOZMOLOJİ

Sinan ALİŞ[1], Şebnem SEZEN[2]

Özet

Tip Ia süpernovaları, evrende demirin kaynağı olmaları yönünden yıldızların ve galaksilerin kimyasal evrimleri açısından çok önemlidirler. Bunun yanında, maksimum mutlak kadirleri ile ilgili bilgiler Tip Ia süpernovalarının doğrudan uzaklık ölçümünde kullanılabilmelerini sağlamaktadır. Bu çalışmada, Tip Ia süpernovalarının güncel oluşum senaryoları, bunları oluşturan ata sistemler, patlama senaryoları, galaksi tipine bağlılıkları ve kozmoloji çalışmalarındaki yararları sunulmaktadır.

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul, e-posta: salis@istanbul.edu.tr*

[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul, e-posta: sebnem_sezen@yahoo.com*

23. GÜNEŞ ÇEVRİMİNDE KISA SÜREN DÖNEMLİ DEĞİŞİMLER

Tamer ATAÇ[1], Atila ÖZGÜÇ[1], Jan RYBAK[2]
Hülya YEŞİLYAPRAK[1], Rıza PEKTAŞ[1]

Özet

Güneşin toplam ışınımında gözlenen değişimleri tanımlayan indeks uzay havası ve küresel iklim değişimi gibi Dünya – Güneş etkileşmesi araştırmalarında yaygın olarak kullanılmaktadır. Bu değişimler güneş etkinliği çevrimleri sırasında Güneş'in manyetik etkinliği ve ışınım mekanizmalarının etkileşmesiyle ortaya çıkmaktadır. Güneş'teki manyetik alanlar güneş atmosferinin farklı katmanlarında değişik olaylara yol açarak güneşin toplam ışınımını farklı biçimlerde etkilemektedir. Bu çalışmada güneşin toplam ışınım indeksinde 23. çevrim süresince görülen kısa süreli dönemli değişimler, güneş atmosferinde farklı fiziksel koşulların egemen olduğu katmanlarda meydana gelen güneş patlamaları ve güneş lekelerinin indekslerinde görülen değişimlerle karşılaştırılmıştır. Söz konusu indekslerde görülen kısa süreli dönemli değişimler Wavelet analizi kullanılarak hesaplanmıştır. Güneş'in toplam ışınım indeksinde gözlenen Rieger tipi kısa süreli dönemli değişimlerin istatistiksel öneminin güneş patlamaları indeksinde gözlenenlerden daha düşük olduğu görülmüştür. Çalışmamızda kullandığımız etkinlik indekslerinde görülen bu dönemli değişimlerin 23. çevrimin maksimum evresini kapsayan 3 yıl süresince kısa sürelerle farklı zamanlarda ortaya çıktığı gözlemlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Güneş, güneş etkinliği, güneş çevrimleri, güneş etkinliği indeksleri*

Abstract

Magnetic fields give rise to distinctive features in different solar atmospheric regimes. To study this, time variations of the flare index, sunspot number and sunspot area, each index arising from different physical conditions, were compared with the solar composite irradiance throughout cycle 23. Rieger-type periodicities in these time series were calculated using Wavelet transforms. The peaks of the wavelet power of these periodicities appeared between the years 1999 and 2002. We found that the solar irradiance oscillations are less significant than those in the other indices during this cycle. The irradiance shows non-periodic fluctuations during this time interval. The peaks of the flare index, sunspot number and sunspot total area were seen around 2000.4, 1999.9 and 2001.0, respectively. These periodicities appeared intermittently and were not simultaneous in different solar activity indices during the three years of the maximum phase of solar cycle 23.

Key words*: Sun, Solar Activity, Solar Activity Indices, Solar Cycles*

[1]*Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü, Çengelköy, 34684, İstanbul, atac@boun.edu.tr; ozguc@boun.edu.tr; yesilyap@boun.edu.tr; pektasri@boun.edu.tr*
[2] *Astronomical Institute, Slovak Academy of Sciences,05960 Tatranska Lomnica, Slovak Republic, choc@ta3.sk*

GOULD's BELT ve SCO-CEN OB OYMAĞINDA BÜYÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN SALT PARAMETRELERİ

V. BAKIŞ[1], H. BAKIŞ[1], E. BUDDING[1], O. DEMİRCAN[1,2]

Özet

Gould's Belt yöresinde ve daha genç olan Sco-Cen OB Oymağı'nda yer alan U Oph, η Msc ve V831 Cen erken tür çift yıldızların fotometrik ve tayfsal gözlemlerinin analizinden salt parametreleri bulundu. Bu değerlerin standart evrim modelleriyle karşılaştırılması yapılarak Gould's Belt ve Sco-Cen OB Oymağı'nda metal bolluğunun tahmini ve yıldız evrimine etkisinin irdelenmesi amaçlanmaktadır. Bu makalede çalışmanın ilk sonuçları sunulacaktır.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioglu Yerleşkesi, 17100, Çanakkale*
[2] *e-posta: demircan@comu.edu.tr*

GALAKSİ ABELL 1835 İLE KARANLIK ENERJİ

Neşever BALTACI[1]

Özet

Astronomlar 13.2 milyar ışık yılı uzaklığında Abell 1835 IR1916, olarak adlandırılan galaksiyi gözlemlediler, evrenin sadece %3 kadar yaşı hakkında bilgi vermektedir. Böylelikle evrenin genişlemesine bağlı olarak kırmızıya kayan uzun dalgaboylarındaki radyasyonla Lyman alfa çizgilerinin kırmızıya kayması ile galaksinin yaşını hesapladılar .

Evrenin genişlemesi, kozmosun üçte ikisini oluşturan enerjinin gravitasyonel itmesi altında ivmelenmesi sonucudur. Kozmosun üçte ikisi karanlık enerjiden meydana gelmektedir. Bu olay doğanın egzotik kanunlarını irdelemek için yeterince kafi midir? Yoksa bu sonuçlar için daha basit astrofizik açıklaması mı gereklidir?

Gravitasyonel itmenin varlığı temel fizik içinde karanlık enerjinin dinamik konseptlerle açıklanacağını belirtir. Kozmik ivmelenmenin delili ve karanlık enerjinin kabul edilmesi süpernova verileri ile oluyor, bunlar da Kozmik Mikrodalga Arkaplanı (CMB) ve Wilkinson Mikrodalga Anisotropi Probe (WMAP)dir. Ayrıca iki derecelik alanda (2DF) geniş ölçekli galaksi dağılımları Sloan Dijital Gök Tarayıcı (SDSS) projeleri ile sağlanıyor.

Evrendeki toplam madde miktarı içinde karanlık madde, toplam enerjinin üçte biridir, bu sonuca 2DF ve SDSS projelerindeki milyonlarca galaksinin hareketi ve konumunu haritalanması ile varıldı. Genel rölativiteye göre genişleme ve enerji miktarı arasında bağıntı vardır. Enerji yoğunluğu toplamı için tüm protonların, atomların, karanlık maddenin ve eklenebilecek her şeyle kesin kritik değer Hubble sabiti ile belirtilir. ρ_{kritik}= 3Ho2/8ΠG, yaklaşık 4000Mpc uzaklık için kritik yoğunluk ve mevcut madde yoğunluğu arasındaki bağ için ölçek c/H_o'ya yaklaşır.

Negatif basınç için $w=P_{karanlık} / \rho_{karanlık}$ oranı ile bulunursa $-1,3<w<-0,9$ ve $0,62< \Omega_{karanlık} <0,76$ olur, burada $\Omega_{karanlık} = P_{karanlık} / \rho_{kritik}$ dir.

Neden w , -1 den küçüktür?

Karanlık enerji için varılan sonuçlar:

1. kozmolojik sabit w=-1
2. uzay ve zaman değişimi w>-1
3. başka boşluk enerjisi w<-1
4. genel rölativitenin modifiye edilmesi

[1] *Ümraniye Anadolu İ.H. ve İ.H.Lisesi, Ümraniye, İstanbul, e-posta: nesever@yahoo.com*

SAROS PERİYODU ve TUTULMALAR

Neşever BALTACI[1]

Özet

Thales M.Ö.624 yılında doğmuş ve M.Ö.548 yılında ölmüştür. Varlıklı bir tacirdi. Yunanlı yedi bilgeden birisi olarak kabul edilmekteydi. Thales ile ilgili su hikaye kayıtlara geçmiştir. Lidyalılarla Persler arasında uzun süren bir savaş sırasında, 28 Mayıs 585 tarihinde, Güneş'in tutulacağını önceden bildirmiş ve bu olaydan çok etkilenen iki kral derhal bu savaşa son vermişlerdir. Bu hikaye, ilk bakışta inanılmaz gibi görünmekteyse de, su noktayı göz ardı etmemek gerekir: Babilliler, Güneş tutulmasını önceden bildirme olanağını veren Saros Periyodu'nu biliyorlardı. Söylendiğine göre, Thales Mısır'a gittiğinde bunu öğrenmişti. Ayrıca Mısır'da 603 yılındaki Güneş tutulmasını ya bizzat görmüş ya da Mısırlılardan işitmişti. 18 yıl 11 gün sonra, başka bir tutulmanın daha olacağı hesaplanabilirdi ve bu tutulma da 585 yılına rastlıyordu.

Tutulmalar, ne zaman meydana geleceği ve nerelerden görülebileceği, kesin olarak önceden hesaplanabilen olaylardır. Bu konuda 5000 yıldır bilinen bir gerçek var: her hangi bir tutulma, 18 yıl 11 gün 8 saat sonra, benzer biçimde tekrar karsımıza çıkar buna Saros periyodu denir. Saros periyodu ile tutulmalar yaklaşık olarak 6585,3gün (18 yıl 11 gün 8 saat) dir. Her yıl iki veya beş güneş tutulması olur.Bunlar herhangi bir zaman dilimi içinde yaklaşık 40 farklı saros serisi içinde bulunur.

Tam güneş tutulması içinden 10 tanesini sıralarsak; 1891, 1909, 1945, 1963, 1981, 1999, 2017, 2035 ve 2053 Saros 145 içinde yer alır. Seri kuzey kutbu yakınıda 1639 parçalı tutulma ile başlar. Bu serinin tam güneş tutulması ise ilk olarak 1891 oldu bunu 1909 olan tutulma izledi,daha sonraki tarih 1927dir. 11 Ağustos 1999Bu tarihteki tam güneş tutulması, 145 numaralı Saros dizisinin 21. tekrarıdır. Serideki 41 tam güneş tutulmasının 5.sidir.Son tam güneş tutulması güney kutbu yakınında 2648 de olacak ,son güneş tutulması ise; 1639 yılında başlayan bu dizi ile 17 Nisan 3009 yılında 77. kez tekrarlanarak sona erecektir.

Ay (Yeni Sinodik Ay'dan Yeni Ay'a)	29.53059 gün = 29gün12saat 44dakika
Drakonik Ay (düğüm'den düğüm'e)	27.21222 gün = 27gün05saat 06dakika
Anomalistik Ay (perige'den perige'ye)	27.55455 gün = 27gün 13saat19dakika

Bir saros 223 synodik aya eşittir, buna rağmen 242 drakonik ay ve 239 anomalistik ay da benzer periyoda eşittir (çift saat içinde) Herhangi iki tutulmanın bir saros periyodu ile ayrılması, çok benzer geometrilerin paylaşımı ile olur. Aynı yıl içinde ve Dünyadan yaklaşık aynı uzaklıkta Ayın aynı düğüm noktasında oluşur. Saros periyodu tam gün sayısına eşit değildir,ek olarak 1/3 günlük yer değiştirme Dünya'nın her bir dönüşü ~8 saat veya ~120º turuna karşılık gelir.Güneş tutulmaları her eklips çizgisinde ~120º batıya doğrudur. Bir saros serisi aynı jeografik bölgede her 3 saros da bir geri döner. (54 yıl ve 34 gün).

[1] *Ümraniye Anadolu İ.H.ve İ.H.Lisesi, Ümraniye, İstanbul, e-posta: nesever@yahoo.com*

İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİ GÜNEŞ DÖNÜŞÜM PROJESİ (GÜNDÖN): Gözlem ve Değerlendirme Sistemlerinin Yenilenmesi, Arşivin Sayısallaştırılması

Mevlana BAŞAL[1], Hikmet ÇAKMAK[2] , Z. Funda BOSTANCI[1]

Özet

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde 12cm ve 13cm açıklıklı mercekli teleskoplarla 1945 yılında başlatılan düşük uzaysal ayırmalı Güneş gözlem ve çizimleri geçmişte zaman zaman yapılan küçük tadilâtlarla hâlen devâm ettirilmekte olup, günümüzde bu çalışmalara yeni bir yön verme ihtiyâcı doğmuştur. Bu amaçla düşünülen kapsamlı bir proje çerçevesinde;

- Eş âletsel koşullu tam disk fotosferik ve kromosferik CCD görüntüleme,
- Geliştirilen RDS yazılımı ile bilgisayarlı gözlem ve indirgeme,
- Gözlemsel, hesapsal ve istatistiki veri ve görüntülerin web tabanlı günlük yayımı,
- Mevcut fotografik ve çizimsel Güneş arşivinin sayısallaştırılması ve web sunumu,
- RDS ile otomatik tâkip ve değerlendirme sâyesinde çizimsel ve hesapsal hatâların asgâriye indirilmesi,
- Verileri saklama ve erişim kolaylığı,
- Sarf malzemelerinin azaltılması ve klâsik değerlendirme işlemlerinin ortadan kaldırılmasıyla önemli kaynak ve zaman tasarrufu,
- Çok daha zengin ve esnek bir veri tabanı ile çalışmaları çok daha verimli bir şekilde değerlendirme ve sunum imkânı,
- Çevrimsel Güneş aktivitesi verilerinin yıllık makâleler hâlinde değerlendirilmesi

gibi önemli adımlar hedeflenmekte olup, bunlardan bâzıları hâlihazırda gerçekleştirilmiş bulunmaktadır. Proje, içeriğindeki donanımsal ve yazılımsal iyileştirmelerin tamâmıyla işlevselleştirilmesi durumunda, görsel gözlem, çizim ve fotoğraflamadan ibâret mevcut sistemi bütünüyle değiştirecek mâhiyettedir. Tasarımlara bir bütün hâlinde işlerlik kazandırılacak hedef târih olarak bir sonraki UAT seçilmiştir.

Abstract

The solar observations and drawings of low spatial resolution that is made using refractors which have 12cm and 13 cm diameters respectively have been started at the Istanbul University Observatory in year 1945. However, the methods of solar observation and reduction at the Observatory must be renewed as a whole at the present time. This is an important necessity to give a new direction to our studies.

In the frame of the comprehensive project to that we have intended for this purpose we planned very important improvements as the full disk photospheric and chromospheric CCD imaging, the observation and reduction via computer, the daily web broadcasting of the photospheric and chromospheric images and data, the digitization of the present photographic solar archive.

The project will completely transform the observation and reduction system which is used now, if the hardware and software improvements can be realized.

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul.*
Tel: (212) 440 00 00, Faks: (212) 440 03 70, mbasal@istanbul.edu.tr, bostanci@istanbul.edu.tr
[2] *hikmetcak@hotmail.com*

ETKİLEŞEN ÇİFT YILDIZLARIN, YAKINLIK VE TUTULMA ETKİLERİNİ DİKKATE ALARAK, DİKİNE HIZ EĞRİLERİNİN MODELLENMESİ

E. BUDDING[1], O. DEMİRCAN[1,2] , V. BAKIŞ[1], H. BAKIŞ[1]

Özet

Örten çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrileri yıldız modellerinin test edilmesine olanak sağlar. Örten çift yıldızlarda bileşenlerin çekimsel ve ışınımsal etkileşmesi(yakınlık etkileri) doğrudan programlanamaz, ancak ilgili Poisson denkleminin Legendre fonksiyonları cinsinden çözümü ile yaklaşım yapılabilir. Yakın zamana kadar dikine hız eğrilerindeki gözlemsel duyarlığın düşük olması nedeniyle modellemede yakınlık etkileri büyük ölçüde boşlanmıştır. Bu gün artık gözlem duyarlığı dekametre/saniye mertebesine indiği için hem tutulma (Rossiter-Mcloughlin) etkisi hem de yakınlık etkileri dikkate alınma durumundadır. Bu makalede örten çift yıldızların dikine hız eğrilerinde yakınlık ve tutulma etkilerinin nasıl dikkate alınacağı tartışılacak ve sonuçlar yeni verilere uygulamalarla gösterilecektir.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Çanakkale*
[2] *e-posta: demircan@comu.edu.tr*

PLAZMA, MHD: GÜNEŞ

Hüseyin ÇAVUŞ[1]

Özet

Güneş, kütlesinin büyük çoğunluğu hidrojenden oluşan bir plazma topudur. Merkezinde yoğunlaşmış bu hidrojenler füzyon reaksiyonu ile birleşerek helyum oluştururlar. Maddenin dördüncü hali olarak ta tanımlanan plazma, gaz fazdan sonra yüksek enerjiler verilerek elde edilmiş yüklü ve yüksüz parçacıklar topluluğudur. Bir ortamda plazmanın ve füzyonun oluşması için dört önemli kriter (Debye küresi yarıçapı ve içindeki parçacık sayısı, çarpışma frekansları ve Lawson kriteri) vardır. Bu kriterlerden yola çıkarak Güneşin çekirdeğinde ve rüzgarında bulunan plazmaya ait bazı parametrelere bakıldığında, Güneş çekirdeği iyi bir füzyon reaktörü olarak görülebilir. Parçacık optiği, kinetik teori ve MHD plazmanın ifade biçimleridir. Süreklilik, momentum transfer, indüksiyon, manyetik tek-kutup yok ve enerji transfer denklemleri ideal MHD eşitlikleri olarak bilinirler. Bu denklemlerin herhangi bir yaklaşıklık yapılmadan analitik çözümlerinin olmamasının yanında, nümerik çözümleri de imkansızdır. Boussinesq ($\nabla.\mathbf{v}=\mathbf{0}$, $\Delta\rho=-\alpha\rho_0\Delta T$), anelastiklik ($\partial\rho/\partial t=0$), sıkıştırılamaz-lık ($\nabla.\mathbf{v}=\mathbf{0}$,) ve lineerleştirme belli başlı nümerik çözüm yöntemleri olara gösterilebilir. Gözlenen p-kiplerinin büyük bir çoğunluğunun radyal yönde olmasından dolayı, düşük polar mertebe (l) değerleri için işlem yapılması uygundur. Sıkıştırılamaz-lineer durum için yapılan çalışma sonucu, yoğunluk, sıcaklık ve basınç frekans arttıkça osilatori çözümler verirken, manyetik alan bileşenleri sönümlü-osilatori bir davranış sergilemektedir. G kipleri için ise yüksek manyetik alan değerleri için gün mertebesinde periyotlara ihtiyaç olduğu görülmüştür.

Abstract

The Sun, the biggest part of its mass is composed of hydrogen, is a plasma ball. Hydrogen, concentrated at its core, are combined by fusion reactions in order to form helium. Plasma, fourth state of matter, is a combination of charged an uncharged particle. It is obtained by giving high energies after gaseous state. In order to form fusion and plasma, there are four main criterions; Debye length and number of particles in it, collisions frequencies and Lawson criterions. With the help these criterions, the solar core can be thought as a well-efficient fusion reactor, if some parameters in the solar core and wind are examined. Particle optics, kinetic theory and MHD are the three different representations of plasma. Continuity, momentum transfer, induction, absence of magnetic monopoles and energy transfer equations are known as the basic equalities of ideal MHD. Neither analytical nor numerical solutions of these equations can be obtained without any approximations. Boussinesq ($\nabla.\mathbf{v}=\mathbf{0}$, $\Delta\rho=-\alpha\rho_0\Delta T$), inelasticity ($\partial\rho/\partial t=0$), incompressibility ($\nabla.\mathbf{v}=\mathbf{0}$,) and linearization are the main numerical approximation methods for MHD equations. Low values of polar order (l) are useful; since the biggest part of the observed p-modes are radial. Density, pressure and temperature perturbations are oscillatory and magnetic field component perturbations are found as damped-oscillatory for the incompressible-linear case. The periods of g-modes are to be found as orders of days.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yeni Yerleşke, 17100, Çanakkale Tel: 0286 218 0018 (1952 Dahili), e-posta: h_cavus@comu.edu.tr*

ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ UZAY BİLİMLERİ VE GÜNEŞ ENERJİSİ ARAŞTIRMA VE UYGULAMA MERKEZİ (UZAYMER) FAALİYETLERİ

Eyyüp ÇEKMECELİOĞLU[1] Aysun AKYÜZ[1], Eda SONBAŞ[1], İlham NASIROĞLU[1]

Özet

Çukurova Üniversitesi Güneş Evi, 1980-81 yıllarında üniversitenin yerleşkesi içinde inşa edilmiştir. Güneş Evinin güney yüzeyi termal depolama duvarları, diğer yüzeyleri ise perlit izolasyonlu çift duvar olup yaklaşık 100 m2 oturum alanında bulunmaktadır. 1991 yılında binanın tamir ve restorasyonu yapılarak "Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi" (UZAYMER) olarak çalışmalarına başlamıştır. UZAYMER, o tarihten bu yana Astronomi-Astrofizik, Güneş Enerjisi ve Uzaktan Algılama konularında çalışmalarını sürdürmektedir. Merkezde optik bölgede yapılan gözlemler için; 12" (30 cm) Schmidt-Cassegrain tipi optik teleskop, ST 9XE CCD ve UBVRI Bessel filtreleri bulunmaktadır. Bu çalışmada, UZAYMER'de yapılan gözlemler ve diğer çalışmalar sunulacaktır

Anahtar Kelimeler: *Güneş Evi, Astrovid ve CCD görüntüleri*

Abstract

The Solar House was built in the campus of Çukurova University in 1980-81. The total area of the Solar House is approximately 100 m^2 and the south- facing walls of the house are trombe walls and the other walls include perlit for isolation. In 1991, the restoration and repair of the Solar House was completed and it has begun to work as Space Sciences and Solar Energy Research and Application Center (UZAYMER). UZAYMER is a research center studying astronomy-astrophysics, solar energy and remote sensing since 1991.

The center has 12" Schmidt-Cassegrain type telescope, ST 9XE CCD and UBVRI Bessel filters for the optical observations. In this work, the observations and other researches have been done at UZAYMER will be presented.

Key words: *Solar House, Astrovi and CCD images*

[1] *Çukurova Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Adana*
e-postalar: eyyup_ce@yahoo.com ,aakyuz@cu.edu.tr, esonbas@student.cu.edu.tr , nasirbuf@yahoo.com

A194 GALAKSİ KÜMESİNİN YAPISAL ANALİZİ

E. Nihal ERCAN[1], Murat HÜDAVERDİ[1,2], Hideyo KUNIEDA[2]

Özet

Abell 194, z=0.018 kızıla kayma değeri ile 73 Mpc uzaklıkta yer alan, oldukça sönük ($L_X=10^{42}$ ergs/s) ve genç bir kümedir. A194, XMM-Newton verileriyle ilk detaylı analizi yapıldı. Küme içi 2.7 keV plazma sıcaklığının, daha önceki sonuçlarla uyumlu olduğu, tekil-plazma tayf modeli ile onaylandı. Çift bantta sayımların oranı ile sıcaklık haritası oluşturuldu. İki bölgenin kayda değer şekilde sıcak olduğu gözlendi. Her iki bölgenin, jet-radyo ışıması ile çakışması, iki farklı (X-ray ve radyo) ışıma mekanizmanın olası ilişkisini çağrıştırmaktadır. Küme iki ayrı metotla kaynak taramasından geçirildi. Kıyaslamalı olarak 4σ (gaussian) ve 10 ML (max. likehood) değerleri kullanıldı. Toplam 56 galaksi tespit edildi. Galaksiler power-law ile modellendi ve $1.3 < \Gamma < 2.6$ arası makul fiziksel değerler elde edildi. Çalışmamız kümenin ilk detaylı yapısal analizi niteliği taşımaktadır. Kümedeki galaksiler ilk olarak spektral çalışılmıştır.

[1] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek 34342 Istanbul, e-posta: ercan@boun.edu.tr*
[2] *Nagoya University, Department of Physics, Japan, e-posta: hudaverd@u.phys.nagoya-u.ac.jp*

SÜPERNOVA KALINTILARINDAKİ MERKEZİ YOĞUN CİSİMLERİN YÜKSEK ENERJİ UYDU VERİLERİNİN ANALİZİ

Işıl ERDEVE[1]

Özet

Son yıllarda süpernova kalıntılarının merkezlerindeki nötron yıldızlarının keşfi, bu çok yoğun yıldız kalıntılarının süpernova patlamalarıyla doğduğunu doğrular. Bu nötron yıldızlarının çoğu atarca veya manyetar olarak tanımlanır. Bununla birlikte süpernova kalıntılarındaki küçük bir miktar genç (<10^4 yıl) nötron yıldızının doğası, bir gizem olarak kalmıştır. Bunlara Merkezi Yoğun Cisimler denir. Merkezi yoğun cisimler süpernova kalıntılarının merkezi civarında bulunan nokta benzeri x ışın kaynaklarıdırlar. 0.2 - 0.5 keV kara cisim sıcaklıklı ısısal tayflara ve 10^{33} – 10^{34} erg/s x-ışın ışıma gücüne sahiptirler. Bu cisimler, durağan akıları, optik veya radyo benzeri ışınımın yokluğu, atarca rüzgarı bulutsusu göstermemeleri ve yumuşak bir ısısal benzeri tayfa sahip olmalarıyla ayırt edilirler. Bu çalışmada INTEGRAL ve RXTE uyduları verileri kullanılarak merkezi yoğun cisimlerin yüksek enerjilerdeki davranışları incelenecek ve elde edilen sonuçlar manyetar modeliyle karşılaştırılarak sunulacaktır.

[1] *İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul e-posta: isil@erdeve.com*

W UMa TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT YILDIZ AH CNC'NİN DÖNEM ANALİZİ

Gülhan GÜLNAZ[1,2] , Birol GÜROL[1,3], Ethem DERMAN[1,4]

Özet

Kısa dönemli (P=0.360435 gün), geç tayf türünden (F7 V) örten değişen bir sistem olan AH Cnc, yaşlı M67 kümesinin bir üyesidir. Sistemin dönem analizi son olarak Qian ve ark.(2006) tarafından yapılmıştır. Analizlerinde kullanmadıkları çok sayıda minimum zamanının bulunması nedeniyle sistemin dönem analizi tekrar yapılmıştır. Literatürden toplananlar ve çeşitli gözlemcilerin ışık eğrilerinden hesaplanan minimim zamanları ile birlikte toplam 63 adet minimum zamanının kullanılmadığı ortaya çıkmıştır. Qian ve ark.(2006) tarafından kullanılmayan bu 63 adet minimum zamanı dikkate alınarak bu çalışmada dönem analizi tekrar gerçekleştirilmiştir. Yapılan analizler sonucunda sistemin döneminin arttığı ve dönem değişim miktarının 3.60×10^{-10} gün/yıl olduğu ortaya çıkmıştır. Dönem değişiminin temel nedeni bileşen yıldızlar arasındaki kütle aktarımı (küçük bileşenden büyük bileşene) olarak kabul edildiğinde kütle aktarımı miktarının 1.31×10^{-7} $M_{güneş}$/yıl olduğu bulunmuştur. Kütle aktarımı nedeniyle meydana gelen dönem değişimi çıkarıldığında geriye kalan artıkların çevrimli bir değişim gösterdiği ortaya çıkmıştır. Çevrimli değişimin dönemi yaklaşık olarak P_3=36.56 yıl olarak belirlenmiştir. Dönem değişiminin görülmeyen üçüncü bir bileşenin varlığı nedeniyle ışık-zaman etkisinden kaynaklandığı kabul edildiğinde üçüncü bileşene ilişkin kütlenin M_3=0.53 $M_{güneş}$ civarında olduğu hesaplanmıştır.

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara*
[2] *Tel:(312)2126720/1325 e-posta: gulhangulnaz@gmail.com*
[3] *Tel:(312)2126720/1313 e-posta: gurol@science.ankara.edu.tr*
[4] *Tel:(312)2126720/1319 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr*

ABELL 1060 GALAKSİ KÜMESİ XMM-NEWTON X-IŞIN VERİ ANALİZİ

Murat HÜDAVERDİ[1,2] E.Nihal ERCAN[2], Hideyo KUNIEDA[1], Y. TAWARA[3]

Özet

A1060 (Hydra1) galaksi kümesi, 73 Mpc mesafede yer alan, x-ışınımlı parlak ($L_X=2\times10^{43}$ erg/s) bir sistemdir. Merkezinde yer alan iki eliptik galaksi ile bilinir; NGC3311 ve NGC3309. Simetrik bir ışınıma sahip olan küme, tekil termal plazma modeli eğilimi göstermektedir ve küme gazı 3.3 keV termal MEKAL ile modellendi.Yakın zamanda yapılan Chandra gözlemi ile, NGC3311 ve NGC3309'in x-ışınımları çözümlendi. Bu çalışmamızda, kümenin XMM-Newton verilerini analiz ettik. Sıcaklık haritası çıkartılarak plazma gazın olası termal dalgalanmaları araştırıldı ve 3 ayrı enerji bandında kaynak taraması yapıldı, sonuç olarak ise 32 galaksi tespit edildi. Parlak olan galaksiler tek başlarına, sönük olanlar ise "X-ışın renk diagram" yöntemi ile gruplandırılarak spektrum analizleri yapıldı. A1060 kümesinin galaksi nüfusunun, boşluk-uzay galaksi nüfusundan fazla olduğu "Log(N)-Log(S)" olarak adlandırılan, parlaklık ve nüfus kıyaslamaları ile anlaşıldı. Ekibimiz, A1060 kümesinde görülen bu durumu, aktif çekirdeklerin (AGN) galaksi kümeleri gibi yoğun ortamlarda ışıma mekanizmalarının tetiklenmesi ve/veya Kara-Deliklerin uyandırılması senaryoları ile açıklamaktadır.

[1] *Nagoya University, Department of Physics, Japan, e-posta: hudaverd@u.phys.nagoya-u.ac.jp*
[2] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek 34342 İstanbul, e-posta: ercan@boun.edu.tr*
[3] *Nagoya University, ECOTOPIA Institute, Japan*

ÇEKİM KARARMASININ W UMa TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN IŞIK EĞRİLERİNİN ÜZERİNE ETKİSİ

Gülay İNLEK[1], Aysun BÖKE[2], Oktay YILMAZ[3], Edwin BUDDING[4]

Özet

Bu çalışmada, Paczynski'nin GOB programı kullanılarak W UMa türü örten çift yıldızlarda konveksiyon bölgesi için çekim kararma üssü hesaplanmıştır. Literatürden Lucy (1967) ve Zeipel (1924)'in sonuçları da kullanılarak çekim kararmasının ışık eğrisi üzerine etkisi incelenmiştir. Bunun için Binary Maker programında OO Aql 'nın gözlemsel sonuçları kullanılmıştır.

[1] Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir, e-posta: inlek@balikesir.edu.tr
[2] Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir, e-posta: aysun@balikesir.edu.tr
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale, e-posta: o.yilmaz@comu.edu.tr
[4] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi ,Fizik Bölümü, Çanakkale, e-posta: ebudding@comu.edu.tr

KURUCZ OPAKLIK TABLOLARININ CHEBYSHEV İNTERPOLASYON METODU İLE İNCELENMESİ

Gülay İNLEK[1], Aysun BÖKE[2], Oktay YILMAZ[3], Edwin BUDDING[4]

Özet

Bu çalışmada, Kurucz opaklık tabloları (1998) kullanılarak değişik sıcaklıklar için opaklığın yoğunluğa bağlı değişimi Chebyshev interpolasyon metodu ile FORTRAN programında hesaplanmıştır.

Abstract

In this study relation between opacity and density was calculated for different temperature for Kurucz Table using Chebyshev interpolation method in FORTRAN program.

[1] *Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir, e-posta: inlek@balikesir.edu.tr*
[2] *Balıkesir Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Balıkesir, e-posta: aysun@balikesir.edu.tr*
[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale, e-posta: o.yilmaz@comu.edu.tr*
[4] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi ,Fizik Bölümü, Çanakkale, e-posta: ebudding@comu.edu.tr*

TEMEL ASTRONOMİDEKİ KAVRAM YANILGILARI VE DEĞİŞİMLERİ

Hüseyin KALKAN[1], Gonca ÖZDEMİR[2]

Özet

Bu çalışmada, Ondokuz Mayıs Üniversitesi Eğitim Fakültesi ilköğretim fen bilimleri ve sosyal bilimler alanlarında okumakta olan toplam 100 öğretmen adayı öğrencinin, daha önceden herhangi bir yolla edindikleri temel astronomi bilgilerini içeren belli konulardaki kavramlar ile bunlara ilişkin yanılgıları, çoktan seçmeli 14 sorudan oluşan "Astronomi Kontrol Testi" (AKT) ile belirlendi. Öğrencilere, bir dönem boyunca, haftada üç saat olmak üzere temel astronomi dersi verilmiştir. AKT'nin dönemin başı ve sonunda olmak üzere araştırma grubu öğrencilerine uygulanmasıyla, temel astronomi alanındaki kavram yanılgılarının değişimi incelenmiştir. Sonuçlar, literatürdeki çalışmalarla karşılaştırılarak yorumlanmıştır. Çalışmada, astronomi ile ilgili temel kavramların bazılarının çok az bir çaba sonucunda bile kolaylıkla değişime uğramasına karşın; bazılarında ise, konu üzerinde ne kadar yoğunlaşılırsa yoğunlaşılsın, değişime karşı büyük bir direnç gösterildiği sonucuyla karşılaşılmış ve bunun sebepleri kazanç değerlerine göre tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Temel Astronomi,Eğitim, Kavram yanılgıları, Fen ve Sosyal Bilimleri Öğrencileri.*

Abstract

A questionnaire of 14 questions which is called "Astronomy Control test" (ACT), given to a total of 100 students in education faculty preservice training for future primary and secondary education teachers showed that science and nonscience majors held a series of misconceptions on several central topics in basic astronomy. Classes meet only once a week for three hours periods along a semester. The change of astronomy misconceptions were analysed by means of a written questionnaire presented to them during the beginning and at last of the semester. Results were interpreted by comparison with the literature**.** In this study, some misconceptions were easy to change, even with limited instructional effort, and that some were very hard to change, even with powerful focused instruction in basic astronomy and universe As a result, the reasons were discussed. . Results and the reasons were discussed according to the gain index (the actual percentage gain over the possible percentage gain).

Keywords: *Basic Astronomy, Education, Misconceptions, Science and Nonscience Students*

[1] *Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, Samsun e-posta: kalkanh@omu.edu.tr*
[2] *Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Samsun e-posta: gozdemir@omu.edu.tr*

SEÇİLMİŞ BE/X YILDIZLARININ TFOSC İLE TAYF GÖZLEM VE ANALİZLERİ

Ü. KIZILOĞLU[1], N. KIZILOĞLU[1], A. BAYKAL[1], S.K. YERLİ[1], M. ÖZBEY[1]

Özet

Be/X sistemleri genelde eksentrik yörüngeye sahip ve dönemleri bir kaç gün ile bir kaç yüz gün arasında değişen sistemlerdir. En belirgin özellikleri tayflarında H-alfa salma çizgisi göstermeleridir. Bu çizgi profillerinin durumları sistemin ve Be yıldızının etrafındaki diskin yapısı hakkında önemli ipuçları vermektedir. Çalışmamızda seçilen bazı Be/X yıldızlarının spektroskopik gözlemler sonucu elde edilen verilerinden H-alfa salma çizgileri belirlenmeye çalışılmıştır. Gözlemler TUG'da RTT150 ve TFOSC aletleriyle yapılıp, veri indirgeme işlemi için de MIDAS: LONGSLIT & ALICE paketleri kullanılmıştır. Posterde gözlem günlüğü ve kullanılan optik aletlere ilişkin detaylı bilgi bulunmaktadır.

[1] *Ortadoğu Teknik Üniversitesi ,Fizik Bölümü, Ankara, http://astroa.physics.metu.edu.tr/*

SIRADIŞI X-IŞINI PULSARLARI VE YUMUŞAK GAMA YİNELEYİCİLERİNİN GENİŞ BANT GÜRÜLTÜ ANALİZİ

Baybars KÜLEBİ[1], Şölen BALMAN[2]

Özet

Bu çalışmada dört Sıradışı X-ışını Pulsar'ı (AXP) ve bir Yumuşak Gama Yineleyici'nin (SGR) 2-20 keV aralığındaki güç tayfı geniş bant gürültü karakteristikleri incelenmektedir. Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) uydusunun arşivinden alınmış bu veriler normalize edilerek geniş bant gürültüye sahip olup olmadıkları ve varsa bu gürültünün patlamalarla ve sakin fazlarda nasıl değişim gösterdiği incelenmiştir. Düşük frekanslara doğru artan ve belli bir yerde kesilen güç kanunu ve eksponansiyel kesilme modelleriyle açıklanan kırmızı gürültüler, X-ışını çift yıldız sistemlerinde de görülmektedir, ve bu kesilme noktaları madde aktarımı ve ışınım düzeyine bağlı olarak değişmektedir. Bu kaynaklar düşük frekanslarda izole nötron yıldızlarının aksine bir kırmızı gürültüye sahip olmakla beraber, 1E 2259+586 kaynağı dışında güç tayflarında doğrudan patlama ilişkili bir değişiklik görülmemektedir.

Anahtar Kelimeler : AXP, SGR, RXTE, güç tayfı

[1] *Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara, Türkiye, +90(312)2103252, +90(312)2105099 e-posta: bkulebi@astroa.physics.metu.edu.tr*

[2] *ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, Keplerlaan 1 P.O. Box 299 2200 AG Noordwijk ZH The Netherlands, Tel: +31(71) 5658574, +31(71)5654697, e-posta: sbalman@rssd.esa.int*

NOVA CYG 2006 VE RS OPH 'IN IŞIK EĞRİLERİ ANALİZLERİ

İlham NASIROĞLU[1], Aysun AKYÜZ[1], Şölen BALMAN[2]
Eyyüp ÇEKMECELİOĞLU[1], Eda SONBAŞ[1]

Özet

Bu çalışmada, Ç.Ü Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkez (UZAYMER)'de bulunan 30 cm'lik Schmidt-Cassegrain tipi teleskopa bağlı CCD kamera ve Bessel filtreleri kullanarak Nova Cyg 2006 (V2362 Cyg) ve RS Oph kaynaklarından alınan verilerin analizi ile elde edilen ışık eğrileri ve bunların literatürdeki eğrilerle karşılaştırılmaları sunulmuştur.

Anahtar Kelimeler: *Klasik ve Tekrarlayan Novalar, RS Oph, Nova Cyg 2006.*

Abstract

In this work, we present the light curves of Nova Cyg 2006 (V2362 Cyg) and Rs Oph. We compare our optical data against the existing data in literature. Our optical data were obtained from UZAYMER (Çukurova University), using the Bessel filters and CCD camera at the 30-cm Schmidt-Cassegrain telescope.

Key words*: Classical and Recurrent Novae, RS OPh, Nova Cyg 2006.*

[1] *Çukurova Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü 01330, Adana, nasirbuf@yaho.com*
[2] *ESA/ESTEC/RSSD/SCI-SA, The Netherlands, sbalman@rssd.esa.int*

23. GÜNEŞ ÇEVRİMİNİN ÇEŞİTLİ AKTİVİTE İNDEKSLERİNDE İNCELENMESİ

Nilda OKLAY[1]

Özet

Güneş aktivitesini anlayabilmek için birçok Güneş indeksi tanımlanmıştır. Bu indeksler, Güneş çevrimini açıklayarak birçok farklı Güneş yapısını farklı yollarla çalışmak için bize yardım eder. Çevrimleri anlamak aktivite boyunca Güneş'in ve Güneş yapılarındaki değişimleri nasıl olduğunu gösterir. Çünkü Güneş'teki çoğu yapının Güneş aktivitesi boyunca farklı evrim gösterdiklerini ve farklı sıklıklarda meydan geldiklerini biliyoruz.

Bu çalışmada; Rölatif Güneş Leke Sayısı, Güneş Leke Gruplarının Toplam Alanları, Güneş'in Ortalama Magnetik Alanı, Parlama, Toplam Güneş Işıması ve Güneş Akısı indisleri 23. Güneş çevrimi boyunca bu çevrimin karakteristiğini anlayabilmek için incelenmiştir.

Abstract

There are many solar indices are described to understand the Solar activity. These indexes are explaining us the Solar Cycle and they help us to study with Solar structures in different ways. Understanding the cycles shows, how the Sun and the Solar features vary during the cycle. Because we know that some of the Solar features have different evolution and different formation times during the cycle.

In this study, Relative Sunspot Numbers, Total Area of Sunspot Groups, Mean Solar Magnetic Fields, Flare Index, Total Solar Irradiance and The Solar 10.7 cm Flux indexes are investigated to reveal the characteristics of the 23rd Solar cycle.

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul, Tel: 0212-440 0000, Faks: 0212-440 0370, e-posta: nildaoklay@gmail.com*

DN Boo ve FT UMa ÇİFT SİSTEMLERİNİN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ ve IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

İbrahim ÖZAVCI[1], Selim O. SELAM[1], Berahatdin ALBAYRAK[1]

Özet

Işık değişimi gösterdikleri *HIPPARCOS* astrometri uydusu tarafından keşfedilen ancak literatürde ışık değişim türü hakkında henüz kesin bir yargıya ulaşılamamış çok sayıda değişen yıldız bulunmaktadır. Bu tür karmaşası özellikle kısa dönem ve düşük ışık değişim genliğine sahip olanlarda yaşanmaktadır. Bu yıldızlar arasından, örten değişen çift yıldız olma olasılığı yüksek olan DN Boo ve FT UMa sistemleri için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yeni fotometrik gözlem verisi üretilmiştir. Her iki sistemin de W UMa türü değen çift yıldız oldukları ortaya çıkarılmış ve yeni gözlemlerinden oluşturulan *BVR* üç renk ışık eğrileri analiz edilmiştir.

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbel, Ankara, e-posta: ozavci@science.ankara.edu.tr*

V1123 TAURI'NIN 2003 ve 2005 YILI IŞIK EĞRİLERİ ve IŞIK EĞRİSİ ÇÖZÜMLERİ

Orkun ÖZDARCAN[1], Serdar EVREN[1], Günay TAŞ[1]

Özet

Bu çalışmada W UMa türü çift yıldız olan V1123 Tauri'nin 2003 ve 2005 yıllarında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde Johnson geniş band UBVR süzgeçlerinde elde edilmiş ışık eğrileri ve Wilson-Devinney ışık eğrisi çözüm programının son sürümü ile yapılan ışık eğrisi çözümleri verilmiştir.

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir
e-postalar: orkun@mail.ege.edu.tr , serdar.evren@ege.edu.tr , gunay.tas@ege.edu.tr

ETKİLEŞEN ÇİFT YILDIZLARIN X-IŞIN AKILARI İLE SALT PARAMETRELERİ ARASINDAKİ İLİŞKİ

H. Tuğça ŞENER[1], İ.Ethem DERMAN[2]

Özet

Çoğu W UMa türü sistemler olan etkileşen çift yıldızlar için ROSAT tarafından gözlenen X-ışın akıları ile bu sistemlerin salt parametreleri arasında bir ilişki olup olmadığı bu çalışmada araştırılmıştır. X-ışın akı değerleri ROSAT'ın All-Sky Survey Faint Source ve Bright Source kataloglarından alınmıştır. Ekvatoryal koordinatlar dikkate alınarak, kataloglardaki x-ışın kaynakları ile gözönüne aldığımız sistemlerin koordinatları arasındaki uzaklık 60" ve daha az olduğu durumda, x-ışın kaynağının bu sisteme ait olduğu kabul edilmektedir. Bugüne kadar bu tür sistemlerin x-ışın akı özellikleri araştırılırken sadece dönemlerine ve renklerine göre dağılımları incelenmiştir. Bu çalışmada ise, yaklaşık 100 sistemin x-ışın kaynağı olduğu saptanmış ve bu sistemlerin salt parametreleri ile x-ışın akıları arasındaki ilişkiler araştırılmıştır.

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara
Tel:(312)2126720/1325, tugcasener@gmail.com
[2] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara
Tel:(312)2126720/1319, ethem.derman@ankara.edu.tr

BAZI METEORİT ADAYLARININ KİMYASAL YÖNTEMLERLE SINIFLANDIRILMASI

Ebru ŞENGÜL[1], Özlem KOCAHAN[2], Mehmet Emin ÖZEL[3]

ÖZET

Güneş Sistemi'nin erken dönem örnekleri olarak kabul edilen meteoritler ait oldukları ana gövde ve gezegenler arası ortam hakkında önemli bilgiler taşımaktadırlar. Ayrıca yeryüzü üzerinde krater yapıları gibi şekilsel değişimlere neden oldukları bilinen meteoritler, Dünyamıza ulaşana kadar geçirdikleri birincil, ikincil ve yersel süreçlerin izlerini taşırlar. Bu bilgilere ulaşmak için geliştirilen bilimsel yöntemler ile meteoritler kimyasal olarak sınıflandırılabilmekte ve incelenmektedirler. Sınıflama işlemi, meteoritlerin bileşimine giren minerallere ve kimyasal özelliklerine göre yapılmaktadır. Bu çalışmada Batı Anadolu'da bulunan meteorit adayı örnekleri üzerinde kimyasal analizler yapmıştır. Örneklerden elde edilen bazı kimyasal ve mineralojik analiz sonuçları, dünyada yapılmış benzer çalışmalar ve bilimsel yöntemlerle oluşturulmuş veri tabanlarından da yararlanılarak değerlendirilmiştir. Bu konuda daha önce hazırlanmış ulusal bir veri tabanı bulunmamaktadır. Grubumuz, araştırmalar sonunda ulaşılacak sonuçlar ile araştırmacıların kullanımına açık bir veri tabanı oluşturmayı da hedeflemektedir.

[1] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Mühendislik Mimarlık Fakültesi, Jeofizik Mühendisliği Bölümü, 17020, Çanakkale, e-posta: ebrusengul@comu.edu.tr*

[2] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17020, Çanakkale, e-posta: okocahan@comu.edu.tr*

[3] *Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17020, Çanakkale, e-posta: m.e.ozel@comu.edu.tr*

ESKİ TÜRKLERDE KOZMOLOJİ

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Türk tarihi M.Ö. 8000'lere ve hattâ çok daha eskilere kadar götürülmektedir. Evrenin çeşitli görünüşlerini, mekân ve zaman içinde tüm evreni kapsayan bir düzen olarak açıklama girişimi proto Türk sanılan Çular'a (M.Ö. 1059–249) atfedilmektedir.

Bilinen ilk Türk yazılı anıtı olan Orhun Yazıtları'nın yazıldığı Göktürk Devleti (552-630) döneminde Türkler On İki Hayvanlı Türk Takvimi'ni kullanmışlardır. Güneş yılı esasına dayanan bir takvim olan On İki Hayvanlı Türk Takvimi'nde, yılların ve ayların adları hayvan isimleri ile adlandırılır.

Bu posterde, Eski Türklerin astronomi ve kozmolojik düşüncelerinden örnekler verilecektir.

[1] Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

OSMANLI ÖNCESİ TÜRK ASTRONOMLARI

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Ortaçağ Hıristiyan Dünyası 4. ve 10. yüzyıllar arasında karanlık bir dönemden geçerken, Ortadoğu'da yeni bir din doğdu ve bu dinin mensupları, Hıristiyanların talip olmadıkları bilim ve felsefe mirasını sahiplenmeye başladılar. 8. ve 9. yüzyıllarda Müslümanlar, Yunan biliminin büyük bir bölümünü Arapça'ya aktarıp bilime katkıda bulundular. İslâm'ın ilk dönemlerinde, Hint astronomisi İslâm astronomisinin biçimlenmesinde etkili oldu. Ancak daha sonra, Antik Yunan astronomisi ile tanıştılar ve bu astronomiden etkilendiler.

İslâm Dünyası'nda astronomlar, birbirleriyle bağlantılı iki tür etkinlik üzerinde yoğunlaştılar. İslâm astronomları hem gözlem aletleriyle gökyüzünü gözlemlediler hem de gözlem verilerini hareketli geometrik düzeneklerle anlamlandırmaya çalıştılar.

Bu posterde; Fergânî, Hârizmî, Beyrûnî ve İbn Sînâ'nın çalışmaları, eserleri ve bunların Batı'ya etkileri üzerinde de durulacaktır.

[1] Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

TÜRKLERİN KURDUKLARI GÖZLEMEVLERİ

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Gözlemevleri, bir kurum olarak ilk defa İslâm Dünyası'nda ortaya çıkmıştır. Astronomi tarihinde oldukça önemli olan bu gelişme sayesinde gözlem yapmanın önemi anlaşılmış ve bu amaçla hükümdarların desteğiyle büyük gözlemevleri kurulmuştur. Bu gözlemevlerinde, muntazam ve devamlı gözlemler yapılmıştır.

Bu posterin alt başlıkları şunlardır:

"İsfahan Gözlemevi ve Ömer el-Hayyâm"
"Merâgâ Gözlemevi ve Nasîrüddin el-Tûsî"
"Semerkand Gözlemevi ve Uluğ Bey"

[1] Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

OSMANLILARDA ASTRONOMİ VE OSMANLI ASTRONOMLARI

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Osmanlılarda astronomi ve matematik bilimleri, Osmanlı Devleti'nin kuruluşundan (1299) Fatih Sultan Mehmet'in (1451-1481) tahta çıktığı tarih olan 1451'e kadar geçen sürede çok fazla ilgi görmemiş, bu bilim dallarına gösterilen önem, Fatih'in eğitime ve bilime özel ilgisi sonucunda artmıştır.

Osmanlı astronomi çalışmalarında, Uluğ Bey'in (1394-1449) kurduğu Semerkand Gözlemevi'nde yetişen bilim adamlarının büyük etkisi bulunmaktadır. Anadolu'da yetişip daha sonra Semerkand'a giden ve Semerkand Gözlemevi'nin bir süre müdürlüğünü yapan Kadızâde'nin (1337-1412) Türkistan'da yetiştirdiği iki öğrencisi Fethullah Şirvanî (ölümü 1486) ve Ali Kuşçu (ölümü 1474) sonradan Osmanlı Devleti'ne gelerek matematik ve astronomi bilimini yaymışlardır.

[1] Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

TAKÎYÜDDÎN ve İSTANBUL GÖZLEMEVİ

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Osmanlılar'ın 16. yüzyıldaki en büyük astronomi bilgini Takîyüddîn'dir. 1521 yılında Şam'da doğan Takîyüddîn, aldığı eğitim sonucunda müderris olmuş ve sırasıyla Kahire'deki Seyhuniyye ve Sarğıtmışiyye medreseleri ile İstanbul'daki Edirnekapı Medresesi'nde görev almıştır. Bir süre sonra, Mısır'a dönmüş ve müderrislik ile kadılık gibi değişik görevlerde bulunmuştur. 1570 yılında İstanbul'a yeniden gelen Takîyüddîn, III. Murat'ın fermanıyla Tophane sırtlarında bir gözlemevi (1575) kurmuş ve burada çalışmalarına devam etmiştir.

Bu gözlemevinde oldukça başarılı çalışmalar yapılmış ancak Osmanlılarda bir çığır açamamıştır. Çünkü, gözlemevinin kurulmasına hizmeti geçmiş olan hükümdarın hocası Saadettin Efendi'nin Padişah'ın yanında öneminin artmasını çekemeyenler, Gözlemevi'ni ona karşı kullanmak istemişler, 1577 yılında bir kuyruklu yıldızın görülmesi ile 1578'de de veba salgınının başlamasını fırsat bilerek, bir gözlemevinin kurulduğu her yerde felâketlerin birbirini kovaladığını, Uluğ Bey'in ölümünü de örnek göstererek kanıtlamaya çalışmışlardır. Padişah da bu baskılara dayanamayarak gözlemevinin yıkılmasını emretmiş ve bunun üzerine, Kaptan-ı Derya Kılıç Ali Paşa, 1580 yılında bütün gözlem araçlarıyla birlikte bir gecede gözlemevini yerle bir etmiştir. Gözlemlerine sekte vuran bu olaya karşın çalışmalarına devam eden Takîyüddîn, 1585 yılında ölmüştür.

[1] Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

MODERN ASTRONOMİNİN TÜRKİYE'YE GİRİŞİ VE RASADHÂNE-İ ÂMİRE

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Osmanlı Türklerinin modern astronomi ile ilk temasları 17. yüzyıl orta-larında başlamışsa da yeni astronominin kabul görmesi 19. yüzyılın ortalarını bulmuştur. 17. yüzyılda modern astronomin Osmanlılara girişini sağlayan ilk eserler, genellikle zîc ve coğrafya tercümeleridir. Yeni astronomiye ilişkin bu temaslar 18. yüzyılda Batı coğrafya literatürünün, 18. yüzyılın ikinci yarısında ise Fransız zîclerinin (astronomik tablolar) çevrilmesiyle devam etmiştir. Ancak yeni astronomi hakkında yapılan çeviriler ve yazılarda hep Kopernik astronomisine kuşkulu bakış sürmüştür. Yeni astronomiye karşı bu bakış, ancak 19. yüzyılın ortalarında ortadan kalkmıştır.

Takîyüddîn'in İstanbul'da kurmuş olduğu İstanbul Gözlemevi'nden yaklaşık 300 sene sonra, 1867 yılında, İstanbul Beyoğlu'nda Parmakkapı'daki bir handa, Fransa'dan demiryolu yapımı için gelen Fransız mühendis Coumbary'nin girişimleriyle bir gözlemevi kuruldu ve müdürlüğüne Coumbary getirildi. Bugünkü Kandilli Gözlemevi'nin temelini oluşturan ve Rasadhâne-i Âmire adıyla tanınan bu gözlemevi, 1873'te Viyana'da toplanan uluslararası meteoroloji ve astronomi kongresine Osmanlı delegesi olarak Coumbary'yi gönderdi ve burada alınan kararlar uyarınca Avrupa gözlemevleri ile resmî bağlantılar kuruldu; her yıl hava tahmin özetleri ile Osmanlı topraklarındaki depremlere ve etkilerine ilişkin raporlar yayımlandı ve 1887 yılında 20 senelik meteorolojik gözlem sonuçlarını derleyen Dersaadet Rasadhâne-i Âmire'sinin Cevv-i Havaya Dâir 20 Senelik Tarassudâtı Neticesi (1868-1887) adlı bir kitap çıkarıldı. Diğer taraftan, bu gözlemevi, namaz vakitlerinin belirlenmesi ve duyurulması, Ay ve Güneş tutulması vakitlerinin saptanması, Tophâne ve Dolmabahçe'deki kulelerin saatlerinin ayarlanması, her sabah, İstanbul'un hava durumunun Paris, Roma, Petersburg, Viyana, Odesa, Atina, Sofya ve Belgrad gözlemevlerine duyurulması ve oralardan gönderilen bilgilerin işlenerek değerlendirilmesi görevlerini de yürüttü.

[1] *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara*
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

CUMHURİYET DÖNEMİ'NDE ASTRONOMİ

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Cumhuriyet döneminde astronomi çalışmaları, 1933 Üniversite Reformu'ndan sonra başlamış ve ilk büyük atılım, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsü'nün kurulmasıyla gerçekleşmiştir. Bugün Beyazıt'ta İstanbul Üniversitesi'nde yer alan Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 1933 yılında İ. Ü. Fen Fakültesi bünyesinde Astronomi Enstitüsü adıyla Berlin Postdam Gözlemevi'nde çalışmış olan Ord. Prof. Dr. Erwin Finlay Freundlich tarafından kurulmuştur. 1958'den sonraki yıllarda Astronomi Enstitüsü, Bölüm haline gelmiş ve YÖK'ün fakültelerdeki bölümler üzerinde yaptığı düzenlemeler sonucu 1982'de Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü adını almıştır.

İstanbul Üniversitesi'nde Astronomi Enstitüsü'nün açılmasından 11 sene sonra astronomi alanında ikinci önemli gelişme, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Okyay Kabakçıoğlu'nun çabalarıyla Astronomi Enstitüsü'nün kurulmasıdır. 1958 yılında da Ahlatlıbel Köyü yakınlarında gözlemevi kurma çalışmaları Kreiken'in girişimleriyle başlamış ve 26 Ağustos 1963'te Ahlatlıbel Gözlemevi hizmete açılmıştır. Astronomi alanında bir diğer önemli gelişme de Ege ve ODTÜ astronomi bölümlerinin kuruluşu ile yaşanmıştır. Böylece astronomi bölümleri yaygınlaşmaya başlamış ve bilimsel çalışmalar yoğunlaşmıştır.

Türkiye'de bir ulusal gözlemevinin kurulması düşüncesi 1960'larda oluşmuş ve ilk önemli adım, TÜBİTAK bünyesinde 1979 yılında "Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi" adı altında bir birimin kurulmasıyla atılmıştır. 1983 yılında bu birim, Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Güdümlü Projesi'ne dönüşmüş ve böylece uzun süreli bir çalışma başlamıştır. 1993 yılında 1900 metre yükseklikteki Saklıkent'ten 2550 metre yükseklikteki Bakırlıtepe'ye kadar 6.5 km'lik yol ile merkez binası ve 1995 yılında da 40 santimetrelik teleskop binasının yapımına başlanmıştır. Teleskopun montajı Ağustos 1996'da tamamlanmış ve ilk gözlem 17/18 Ocak 1997 gecesi yapılmıştır. 1998 yılı sonlarında teleskopun kalan mekanik ve optik parçalarının montajı da tamamlanmış ve bunu ince optik ayarlar izlemiştir. Bugün bu gözlemevlerinin faaliyetleri dışında, İnönü Üniversitesi Astrolab İstasyonu (IUAS), Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi'ndeki çalışmalarını da eklemek gerekir.

[1] *Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara*
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

CUMHURİYET DÖNEMİ ASTRONOMLARI

Yavuz UNAT[1], İnan KALAYCIOĞULLARI, Mehmet Fatih ENGİN

Özet

Bu posterde; Nüzhet Toydemir Gökdoğan, Tevfik Okyay Kabakçıoğlu, Abdullah Kızılırmak, Paris Pişmiş ve Dilhan Eryurt'un yaşamöyküleri ve çalışmaları hakkında bilgiler verilecektir.

[1] Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi, Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı, Ankara
Tel: 0312 310 32 80 / 1227, e-posta: unat@humanity.ankara.edu.tr

UYDU ANTENİNDEN RADYO TELESKOPA: ERT-5 PROJESİ ÖRNEĞİ

İsmail YUSIFOV[1,2], İbrahim KÜÇÜK[1,3], Cemal EYYÜBOV[4], Mehmet METE[5], Rafet SABANCI[6], Hikmet PARAK[7]

Özet

Bu çalışmada, tasarımı ve montaj işlerinin tümü Türkiye'de yapılmış olan ERT-5 Radyo Teleskopu örneğinde, küçük çaplı (~5m) uydu anteninin Radyo Teleskopa dönüştürülmesi anlatılmaktadır. Projenin temelini, hibe yoluyla Türk Telekom'dan alınmış 5m çapındaki uydu anteni oluşturmaktadır.Uydu antenini, tüm gökyüzünü kolaylıkla tarayabilen bir radyo teleskopa dönüştürmek için Yükseklik – Azimut sistemli bir dönme mekanizması, alıcıları odak noktasına erleştirmek için alıcı-destek ve odaklama sistemi ile yönlendirmeyi kontrol eden özel optik kılavuzu destekleme mekanizması tasarlanmıştır. Radyometrik alıcıların ilk modelleri, LNB-standart düşük gürültülü uydu alıcı blokları modernize edilerek yapılmış, adım-motor kontrol devreleri ise 16F877 mikro denetleyiciler üzerinde hazırlanmıştır. Çalışmada, tüm blok ve modüllerin elektronik veya fonksiyonel şemaları verilmekte ve teknik özellikleri anlatılmaktadır. Ülkemizin arazisi aktif deprem bölgesinde bulunduğundan gözlemlerin sürekliliğini sağlamak için teleskopların temel-taşıyıcı sisteminin deprem etkileri göz önüne alınarak tasarımı güncel bir sorundur. Bu nedenle çalışmada ayrıca teleskop taşıyıcı sisteminin sismik yalıtımının yapısal tedbirlerinin hesaplanması ve düzenlenmesi de anlatılmaktadır.

Abstract

In the presented contribution we discussed on the technique of conversion of small (~5m) satellite antenna to Radio Telescope on the base of ERT-5 Radio Telescope, which is completely assembled in Turkey. The 5m satellite antenna which is presented by the Turkish Telecom is the base of the project. We have designed Alt-Azimuth rotating system, special receiver supporting, focusing and special optical guiding system for control of the telescope tracking system. The original models of radiometers designed by modernization of Low Noise Blocks (LNB), and step motor control blocks constructed on the bases of microcontrollers 16F877. All electronic and/or functional schematics of the mentioned blocks are presented and described in the presented contribution. Due to the fact that Turkey located in the active earthquake region, planning of telescope supporting systems must be done taking in to account the earthquake activities of the region. For this reason, we also discussed on the methods of seismologic isolation of telescope supporting system.

[1] *Erciyes Üniv., Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri Tel: 0 (352) 437 49 01*
[2] *Azerbaycan Bilimler Akademisi, Fizik Enstitüsü, Bakü 370143, Azerbaycan, e-posta: yusifov@erciyes.edu.tr*
[3] *e-posta: kucuk@erciyes.edu.tr*
[4] *Erciyes Üniversitesi, İnşaat Mühendisliği Bölümü, 38039, Kayseri, Tel 0 (352) 437 49 01, e-posta: ceyyubov@erciyes.edu.tr*
[5] *Anadolu Elektronik Sanayi (AES) Şirketi, Kayseri, Türkiye, Tel: 0 (352) 330 37 21, ta7iv@ttnet.net.tr*
[6] *Elektrosan Sanayi Ticaret Ltd. Şti., İstasyon Caddesi No: 34, 38010, Kayseri,Tel: 0 (352) 231 01 59, e-posta: rafetsapanci@hotmail.com*
[7] *PARAK Teknik Makina Otomotiv San. ve Tic. Ltd. Şti, Yeni Sanayi 33, Sok. No: 35-37, Kayseri,Tel: 0 (352) 332 10 00, e-posta: parakhikmet@hotmail.com*

GÖZLEMEVLERİNDE TEKNOLOJİ
ve
KUBBE OTOMASYON PROJESİ

Nurdan Bağrıaçık[1]

Özet

Ülkemizde bulunan gözlemevlerinden bazıları eğitim camiası için tahsis edilmiş olduğundan teknolojik alt yapıları da buna göre çeşitlilik gösterebilmektedir.Yüzyıl Işıl Okulları Kampüsü'nde bulunan YIEV Nahum Gözlemevi'nde teknolojinin kullanılması basamaklarında esas amaç ise öğrenci ile etkileşimli, daha çok öğrenciye hitap edecek bir sistemi geliştirmektir. Bunun için geliştirilen "Gözlemevi Kubbe Otomasyon" projesi bitmiş, test aşamaları tamamlanmak üzere olup öğrenciye kullanım yetkisi için ise 2006-2007 öğretim yılının başlangıcı seçilmiştir. Bu proje kapsamında öğrenci gözlemlerini gözlemevinden uzak internet bağlantısı olan herhangi bir mekandan yapabilecektir.

Kubbe otomasyon projesi kapsamında kullanılan bilgisayar yazılımları ile teleskopu ve kubbeyi yönetme imkanı doğmaktadır.Gözleme başlayan kullanıcı program yazılımına girdiği açı verileri ile teleskopu ve kubbeyi yönetebilmekte, bu sırada çevre kameralarından da kubbe ve teleskopun hareketini izleyebilmektedir. Bir kullanıcı bağlı iken diğer yandan gözlem yapmak isteyen kişiler o sıradaki gözlemi ekranlarından canlı olarak izleyebilmektedirler. Öğrenciler, bu sistemle birlikte astronomi çalışması yapan diğer öğrenciler ile paylaşımlı projeler yürütme imkanına da sahip olabileceklerdir.

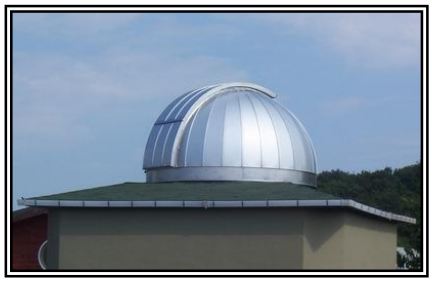
Giriş

Eğitim camiası içinde gözlemevlerinin kurulumu ülkemizde Astronomi ve Uzay Bilimleri'nin günden güne temelden desteklenmesine yardımcı bir unsur olmuştur. Somut kavramdan soyut kavrama geçiş dönemindeki öğrencinin bakış ufkunu genişleten bir dalın ihtiyaç duyulan materyalleri öğrenciye sağlanınca öğrenci kendi öz benliğince kendi kendine merakı ve isteği doğrultusunda araştırmacı ruhunu daha fazla kullanma yoluna yönelebilmiştir. Evren'de incelenecek bir çok yapının gözlemi ve deneysel verilerle ulaşılacak uzun soluklu projelerin önceden deneyimlenmiş ve yazılmış kaynaklardan araştırılması yerine çok daha somut ve üstlenebilecekleri bir misyon olarak öğrenciye kazandırılmıştır.

Gözlemevi kubbe otomasyon projesinin eğitimde kullanımının genel amacı, öğrencilerin birbirleri ile etkileşimli astronomi projeleri üstlenmelerini sağlamak ve daha çok paylaşımı harekete geçirmektir. Bu projede kullanılan çevre elemanları aşağıdaki gibidir;

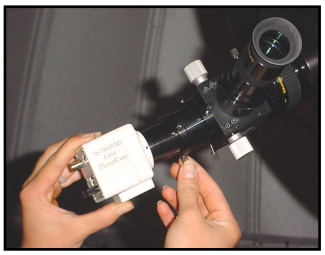
- Kubbe (Şekil 1)
- Teleskop (Şekil 2)
- CCD kamera (Şekil 3)
- Bilgisayar (Şekil 4)

[1] *Yüzyıl Işıl Okulları, Yüzyıl Işıl Okulları YIEV Nahum Gözlemevi, Valide Sultan Caddesi Alay Yolu Yüzyıl Işıl sokak No:2 Bahçeköy/Sarıyer, İstanbul*



Şekil 1. YIEV Nahum Gözlemevi Kubbesi 12' 6" çapında REA model ash-dome kubbe

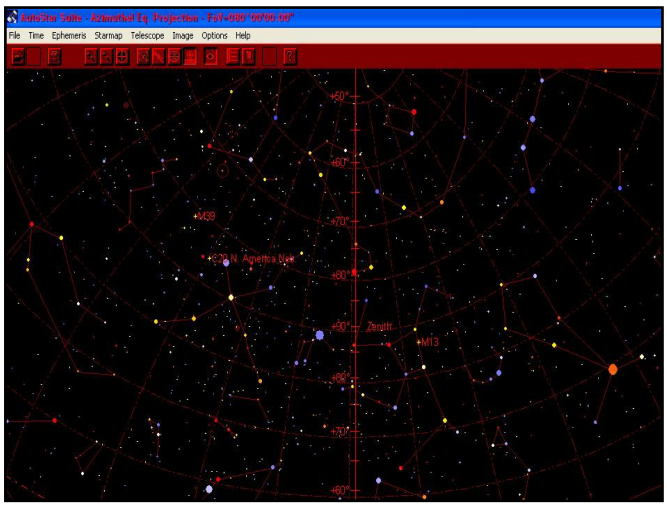
Şekil 2. 14" f/10 LX200 GPS Schmit-Cassegrain Teleskop



Şekil 3. CCD Kamera

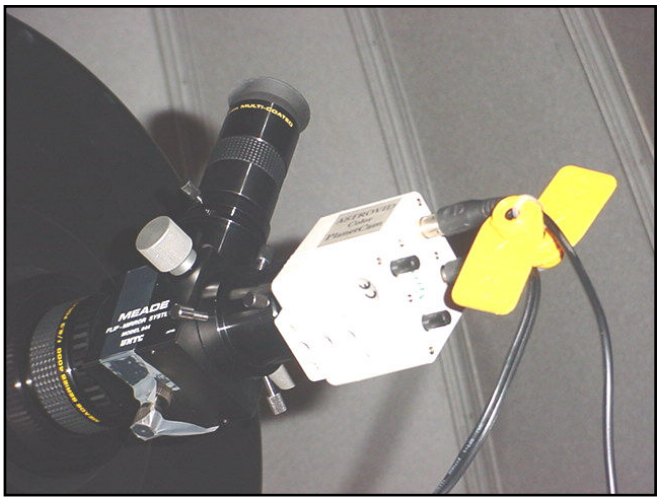
Şekil 4. Bilgisayar

Sistemde komut sağlayıcı ana bir bilgisayar server niteliğinde kullanılmaktadır. Bu bilgisayarda 2 adet komut sağlayıcı program ve bir adet yayınlayıcı program bulunur.
Komut sağlayıcılardan biri gök atlası niteliği taşıyan, teleskopu gözlemleyeceğimiz gök cismine yönlendirecek olan "Autostar suite " programıdır. Bu programda gökcisimlerinin konumlarını görerek teleskop kontrolünü birebir gerçekleştirmek mümkündür. (Şekil5)



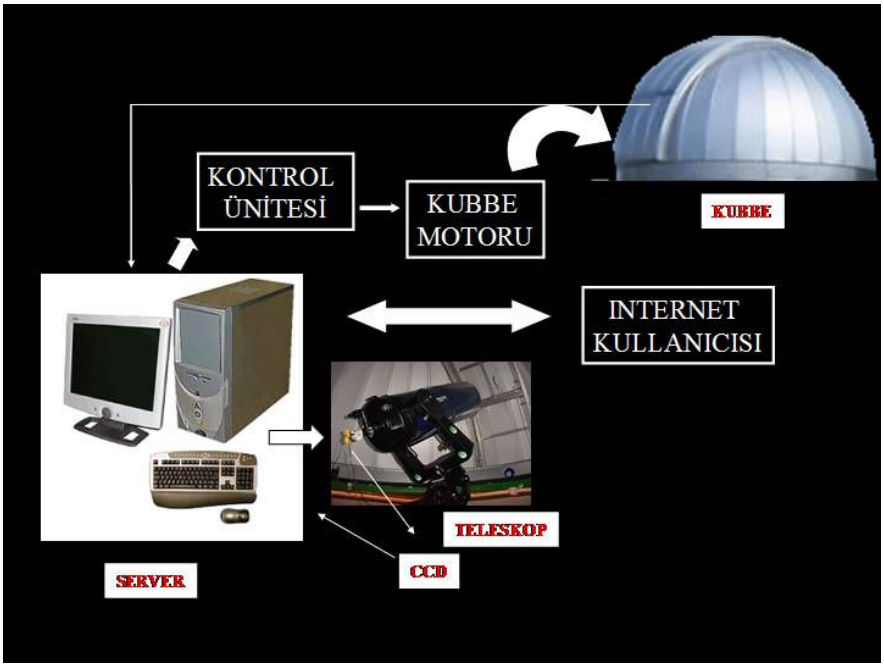
Şekil 5. Autostar Suite programı

Bilgisayarda bulunan yayınlayıcı program ise hem çevre kameralardan kubbe ve teleskopun hareketlerini yayınlar hem de teleskopa takılan CCD kamerası (Şekil 6.) yardımı ile teleskoptan alınan görüntüyü kullanıcıya iletir.



Şekil 6. CCD Kamera

İkinci komut programı kubbe kontrol sunucusu programıdır. Bu programla birlikte kullanıcı IP si tanımlı bilgisayarla komut verilmesi muhtemeldir. Sistemde bilgisayardan aldığı verileri değerlendiren kubbe kontrol ünitesi komutları kubbe motoruna gönderir. Kubbe motoru da kubbenin dönüş ve kapak hareketlerini yönlendirir. Ayrıca bilgisayardan gelen komutlarla yönlenen teleskopla birlikte bu her iki hareket de internet kullanıcısına ulaşır. (Şekil 7) Aşağıda bu sistemin tüm detayları işlenecektir.



Şekil 7. Kubbe otomasyon şeması

Gözlemevi Kubbe Otomasyonu

Kubbenin uzaktan hareketine imkan verecek, dolayısıyla uzaktan gözlem yapmayı sağlayacak olan kubbe kontrol sistemi üç temel birimden oluşmaktadır:

- Kubbe kontrol ünitesi: Kubbe motorlarına bağlı olan elektronik kutu.
- Sunucu yazılımı: Kubbe kontrol ünitesine ve teleskopa bağlı bilgisayarda çalışan yazılım.
- Kubbe kontrol programı: Uzaktan bağlantı yapılan bilgisayarda kullanıcıların kullandığı yazılım.

I. Kubbe Kontrol Ünitesi

Kubbe içinde duvara montajı yapılmış bu kutunun temel görevi kubbe motorlarına hareket vermek ve ortamdaki gerekli bilgileri toplamaktır. Kutuya yapılan giriş çıkışlar aşağıda sıralanmıştır:

- Açısal hareket motoru bağlantı kabloları.
- Kapak motoru bağlantı kabloları.
- Açı bilgisini veren dişli kutusu üzerine monteli kodlayıcı kablosu.
- Sıfır noktasını belirten limit anahtarın kablosu.
- Yağmur detektörü kablosu.
- 220VAC besleme kablosu.
- Sunucuya bağlantı kablosu (RS232).

Kutu ön panelinde bir açma kapama düğmesi, bir acil durdurma düğmesi bir adet de çalıştığını gösteren gösterge lambası bulunmaktadır. Kutu üzerinde uzaktan kontrolü belirten kırmızı işaret lambası bulunmaktadır. Ayrıca bu lamba sesli ikaz modülünü de içermektedir.

Cihazı açmak için açma kapama düğmesini “0” konumundan “1” konumuna getirmek yeterlidir. Cihaz açıldığında sarı lamba yanacaktır. Herhangi bir acil durumda acil durdurma düğmesinin üzerine bastırmak bütün enerjiyi kesecek ve çalışan her şeyi durduracaktır. Tekrar çalıştırmak için acil durdurma anahtarı saat yönünde çevrilmelidir.

II. Sunucu Yazılımı

Sunucu yazılımı kubbe kontrol ünitesi ile uzaktan bağlanan kubbe kontrol programı arasında bir köprü kurmaktadır. Kubbe kontrol ünitesine seri kablo ile bağlı olan sunucu, kubbe kontrol programı ile TCP/IP protokolü ile haberleşmektedir.

Program çalıştırıldığında bağlanabileceği IP adreslerini listelemektedir. Sunucunun bağlantı bekleyeceği adresler bu listeden seçilmeli ve başlat düğmesine basıp sunucu başlatılmalıdır.(Şekil II.1.)

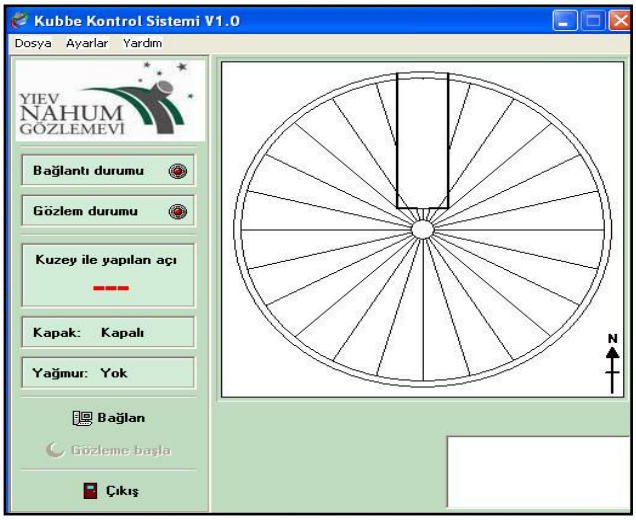
(Şekil II.1.)

Sunucu, kubbe kontrol ünitesine bağlı değilse veya bağlantıda bir arıza tespit ettiyse başlamayacaktır. Bu durumda bağlantı kabloları kontrol edilmelidir.

Sunucu başlatıldıktan sonra kapat düğmesine basıldığında sistem tray'de çalışmaya devam eder. Programdan çıkmak için programın simgesine sağ klikleyip menüden çıkış seçilmelidir.

III. Kubbe Kontrol Programı

Uzaktan bağlanacak olan bilgisayara yüklenmesi gereken ve kullanıcının bağlantı sırasında kullanacağı temel programdır. (Şekil III.1) Program ekranındaki göstergelerin ve düğmelerin işlevleri aşağıdaki gibidir:



(Şekil III.1)

Göstergeler:

- Bağlantı durumu: LED, bağlantı yokken kırmızı, bağlanılmaya çalışılıyorken sarı bağlantı kurulduğunda ise yeşil yanmaktadır.

- Gözlem durumu: LED, gözleme başlanmadıysa kırmızı, gözleme başlamak için işlemler yürütülüyorsa sarı, gözlem başarıyla başlatıldıktan sonra ise yeşil yanmaktadır.
- Kuzey ile yapılan açı: Kubbe kapağının kuzey ile yaptığı açıyı göstermektedir. Bu açı ayrıca yan taraftaki kubbe simgesi ile de görsel bir şekilde gösterilmektedir.
- Kapak: Kapağın açık / kapalı durumunu göstermektedir.
- Yağmur: Yağmurun yağıp yağmadığını göstermektedir.

Düğmeler:

- Bağlan: Sunucu programı ile bağlantıyı kurar. Ayarlanmış olan IP adresi ve port numarası üzerinden sunucu ile TCP/IP bağlantısı gerçekleştirilir. Düğmeye basıldıktan sonra şifre ekranı kullanıcını karşısına çıkartılır. Bu ekrana yazılan şifre sunucu tarafından doğrulandığında bağlantı gerçekleşir. Bağlantı ile ilgili bir sorun olduğunda bağlantı kurulamaz ve hata mesajı ekrana çıkartılır.
- Gözleme başla: Bağlantı kurulduktan sonra bu düğme aktif olur. Gözleme başlamak için gerekli işlemleri gerçekleştirir. Bunlar sırasıyla:
    - Sesli ve ışıklı ikaz verilir. 3 kere siren ve kırmızı ikaz lambası açılıp kapatılarak çevre kubbenin uzaktan kontrolü için uyarılır.
    - Kırmızı ışık yakılır.
    - Kubbe döndürülmeye başlanır. Sıfır noktasına ulaştığında kubbenin dönüşü durdurulur. Eğer kubbe başlamadan önce sıfır noktasındaysa kubbe hiç döndürülmez.
    - Kubbenin kapağı tam olarak açılır.
- Çıkış: Programı sonlandırır. Kubbe hareket ettiriliyorsa programın kapatılmasına izin verilmez. Bağlantı aktif ve gözlem başlatılmışsa sırasıyla önce gözlemi sonlandırır, bağlantıyı keser ve en son programı sonlandırır.
- Kubbeyi döndür: Girilen dereceye kubbeyi döndürür.
- Teleskopu izle: Gözlem sırasında ayarlanan yıldızın kapak boşluğundan çıkmaması için dünyanın dönüş hızına göre yıldızı takip eder. Dönüş hareketleri birer derece olarak ayarlanmıştır. Kaç saniyede bir derece döneceği değeri girildikten sonra bu hızda iptal edilene kadar kubbe kapak boşluğu teleskopun bakış açısını, dolayısıyla yıldızı izleyecektir.
- Elle kontrol düğmeleri: Kubbeyi elle sağa veya sola döndürmek için kullanılır.

Bağlantı ayarları program menüsünde ayarlar - bağlantı düğmesinden geçekleştirilir. Bağlantı ayarları ekranında IP adresi ve port numarası girilerek ‘tamam’a tıklanır ve kaydedilir. Ayarlar menüsünden ayrıca Türkçe ve İngilizce seçilerek programın dili de değiştirilebilir.

Önemli Not:

Kubbe üniteden bağımsız kumanda edilmek istenirse aşağıdaki iki noktaya dikkat edilmesi gerekmektedir:

- Kapak açma motoru çalıştırılacaksa kubbenin sıfır noktasında olmaması (kontakların temas etmemesi) gerekmektedir.
- Kubbe döndürülecekse motor ile kontrol ünitesi arasındaki fiş çekilmeli ve motor üniteden ayrılmalıdır.

AÇIK KÜMELERDEKİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN ÖZELLİKLERİNDEN YILDIZ EVRİMİNE İLİŞKİN ÇIKARIMLAR

Eren Ozan CANPOLAT[1], İhsan DÜNDAR[1], Mutlu YILDIZ[1]

Özet

Yıldızların kütle, yarıçap ve ışınım gücü gibi temel parametrelerinin en hassas belirlendiği sistemler örten çift yıldız sistemleridir. Yıldızların yaşının hassas bir şekilde belirlenmesi ise, özel durumlar dışında, küme üyesi yıldızlar için söz konusudur. Farklı yaşlara sahip açık küme üyesi örten çiftler incelenerek yıldızların gözlenen özeliklerinin zamanla bir değişim gösterip göstermediği araştırmaya değer bir konudur. Böylece modellerin ön görümlerini test etme olanağı sağlanmış olur. Biz, bu çalışmada, açık küme üyesi olan 16 örten çift yıldız sistemini inceledik. Bu çift yıldızların temel özellikleri gözlemlerden iyi bir şekilde belirlenmiştir. Literatürden elde edilen veriler kullanılarak, ilk kez, yıldızların ışınım gücü ve yarıçapının zamana göre değişimleri ile ilgili amprik sonuçlar elde ettik.

Anahtar Kelimeler: *Açık kümeler, Örten çift yıldızlar, Yarıçap, Kütle, Işınım gücü*

Abstract

Eclipsing binary systems which is determined basic star parameters, like mass, radius and luminosity, carefully. As for determining age of stars with sensitiveness, except peculiar situation, are only mentioned stars which are the members of open clusters. Eclipsing binary stars in open clusters having different age is one of the most popular studies in terms of variations of their observing features with time. So, prescience's of models can be tested. In this work, we investigated 16 eclipsing binary systems in open clusters. Basic features of these binary stars have been resoluted well. Obtaining knowledges from literature have been used and obtained amprik results, first time, on variations of luminosity and radius in stars with time.

Key Words: *Open Cluster, Eclipsing binary stars, Radius, Mass, Luminosity*

1.Giriş

Evrende bulunan ağır elementlerin büyük çoğunluğunun, yıldızların oluşumu ve evrimi sırasında sentezlenerek dış uzaya dağıtıldığı düşünülmektedir. Evrendeki yıldızların çoğu evrimlerinin farklı evrelerinde olduklarından, bize farklı bilgiler verirler.

Yıldızların yapısını şekillendiren etkenler vardır. Kütle bunlardan en önemlisidir. Yıldızın yarıçapı, kimyasal birleşimi ve dönmesi de diğer faktörler olarak sıralanabilirler. Aynı yaşa ve kimyasal kompozisyona sahip yıldızların kütlelerinin evrime nasıl etki ettiğini ve yıldız yapılarının zamanla nasıl değiştiğini yıldız kümelerinden hareketle bulabiliriz.

Astrofizikçilerin kütlesini ve diğer önemli parametrelerini en iyi hesapladığı yıldızlar, güneş dışında örten çift yıldızlardır. Toplam parlaklıklarının tutulmalar sonucunda sistematik

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, erenozan@gmail.com, ihsan3674_dndr@hotmail.com, mutlu.yildiz@.ege.edu.tr*

bir şekilde azalması ile oluşacak ışık değişimlerinden yola çıkarak örten çift yıldızların yarıçaplarına ve ışıtma oranlarına ilişkin çok duyarlı bilgiler elde edilebilir. Bu yüzden Açık küme üyesi örten çift yıldızlar incelenerek kimyasal kompozisyonu, yaşı, uzaklığı aynı olan yıldızların kütle gibi önemli parametreleri yüksek hassasiyet ile bulunarak yıldızların içyapıları ve evrimleri konusunda önemli bulgulara ulaşabiliriz.

Biz bu çalışmada açık küme üyesi olan örten çift yıldızların özelliklerini araştırdık. Bunun içinde iyi analiz edilmiş 11 tane açık küme üyesi örten çift yıldız üzerinde çalıştık. Sonuçta ışınım gücü ve yarı çapın zamana göre değişimleri ile ilgili amprik sonuçlara vardık.

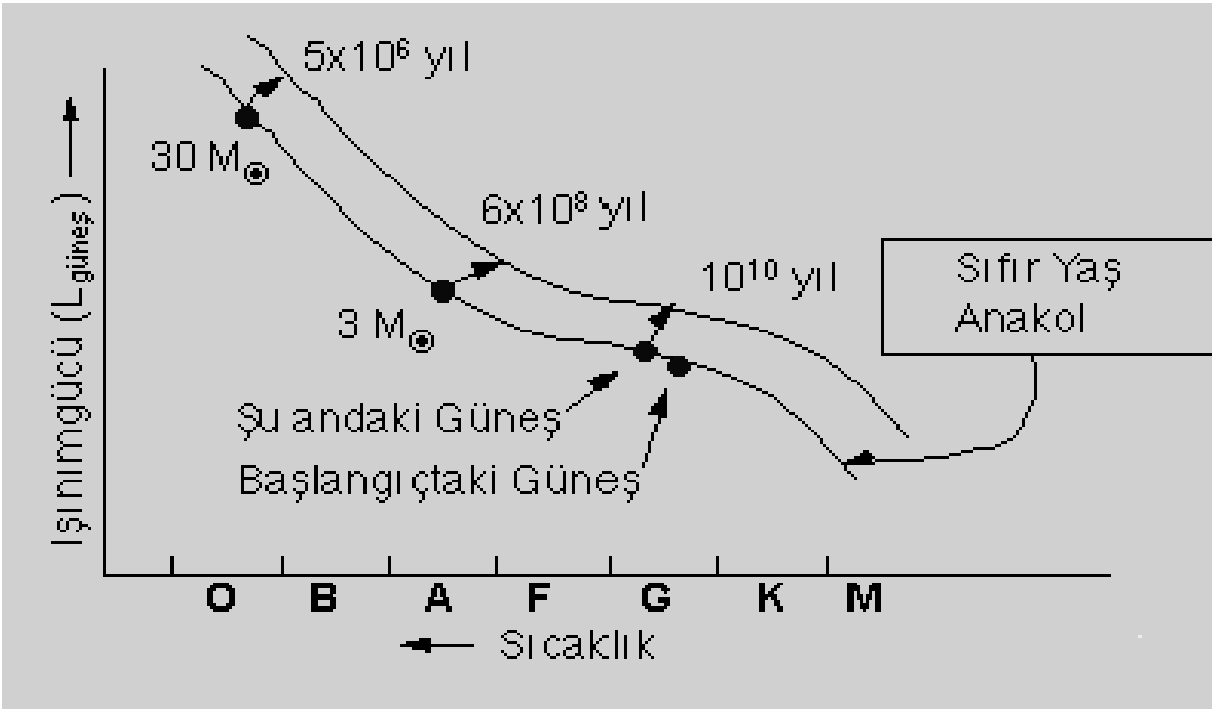
2. Yıldızların Yaşamlarını Etkileyen Temel Parametreler

Yıldızlar, moleküler bulut dediğimiz gaz ve toz parçacıklarından oluşan yıldızlar arası ortamda oluşurlar. Moleküler bulutlar bu ortamdaki herhangi bir tetikleme sonucu çöker veya büzülürler. Tetiklemenin olabilmesi için en azından $10^4 m_\Theta$ miktarında kütlenin toplanmış olması gerekir. Buna "Jeans Kararsızlık Kriteri" denir. Biriken madde çekimsel güç ile büzülürken sıkışan gaz parçacıkları birbiri ile çarpışıp hızlanır ve sıcaklığı arttırırlar. Maddenin sıcaklığı arttıkça iç basınçta artacaktır. İşte yıldızın yaşamındaki 2 önemli kuvvet ortaya çıkar. Böylece ön yıldız oluşur. Yıldız bu aşamada çekim ve basınç kuvvetlerini dengelemeye çalışır. Geçirdiği büzülme ve çeşitli patlamalar gibi kararsızlıklardan sonra yıldız hidrostatik dengeye ulaşır ve anakol yaşamı başlar.

Bir yıldızın anakoldaki yaşam süresi büyük oranda kütlesi ile ilişkilidir. Büyük kütleli yıldızlar küçük kütleli yıldızlara göre daha hızlı evrimleşerek anakoldan ayrılırlar. Bunun nedeni nükleer tepkimelerin hızıdır. Nükleer tepkimelerin hızı sıcaklığa çok duyarlıdır. Büyük kütleli yıldızlarda yıldız çökerken daha fazla enerji depo eder ve merkezdeki sıcaklıkları çok daha fazladır. Bu yüzden küçük kütleli yıldızlara nazaran daha çabuk ömürlerini tüketirler. Ayrıca büyük kütleli yıldızların ışıtmaları da daha büyük olduğundan anakolun üst kısımlarında yer alırlar. Küçük kütleli yıldızlara doğru gidildikçe ışıtma azalır. Bu demektir ki anakolda aşağılara gidildikçe kütle azalır. Şekil 2.1'de anakola ilişkin bir örnek verilmiştir.

Yıldızların iç yapılarını etkileyen bir diğer parametrede yarıçaptır. Yarıçap büyüdükçe yıldızlarda cm^3'e düşen parçacık sayısı azaldığı için, fotonların yıldız maddesi ile etkileşmeden gidebilecekleri, fotonların serbest yolu, artar. Serbest yol arttığında ise enerji daha çabuk yıldızı terk eder ve yıldız ömrünü çabuk yaşar.

Diğer bir faktörde yıldızın yaşı hakkında önemli bilgiler elde edebileceğimiz kimyasal karışımdır. Evriminin ilk basamaklarında merkezindeki Hidrojeni Helyuma çevirip enerji üreten yıldız, yeterli kütlesi kalırsa merkezde Helyum yakıp C,N,O üretir. Yine yeterli kütlesi kalırsa demir grubuna kadar olan ağır elementleri de yakabilir.[1][2]



Şekil 2.1: Şekilde farklı kütlelere sahip yıldızların evrim yoları gösterilmiştir.

3. Veri Kaynağı Olarak Yıldız Kümeleri

Yıldız kümelerinin üyeleri uzayda bir bölgede toplanmış halde bulunan gaz kümelerinden aynı zamanlarda oluşur. Yıldız kümeleri yapıları ve yaşları itibari ile iki ana grupta incelenir:

- Açık yıldız kümeleri (galaktik kümeler)
- Küresel yıldız kümeleri

Görünümleri küresel yapıda ve oldukça düzgün olan içerisinde yüz bin ile bir milyon arasında yıldız bulunduran kümelere küresel yıldız kümeleri diyoruz. Üzerinde duracağımız açık yıldız kümeleri ise birbirine kütle çekimi ile bağlı aynı bulutsudan aynı zamanlarda oluşmuş yıldızlardan meydana gelir. Açık yıldız kümelerinde yıldız sayıları onlardan yüzlere kadar değişebilir. Çoğunlukla yıldızları tek tek ayırt edilebilmektedir. Ayrıca bu yıldızlar kimyasal olarak incelendiğinde ikinci nesil olan öbek-I yıldızları oldukları görülür.

Öz hareket çalışmalarından elde edilen sonuçlar tüm küme elemanlarının bir noktaya göre hareket ettiklerini gösterir. Küme yıldızlarının dikine hız ölçümleri yapılarak bu noktanın yeri birkaç açık kümenin uzaklığının saptanmasını sağlamıştır.

Bilinen açık yıldız kümelerinin sayısı 500 civarındadır. 1kpc yarıçap içinde 187 küme olduğuna göre gökadamızın yarıçapı olan 12kpc içinde 27000 dolayında açık yıldız kümesi olmalıdır.

Bir açık kümedeki yıldızların kökeni ortaktır. Dolayısıyla bu yıldızların kimyasal karışımlarını da ortak kabul etmek yerinde olur. Açık kümelerin yaşları bulunurken küme üyeleri içinde en büyük kütleli yıldızın yaşı kullanılır. Küme üyelerinin yaklaşık aynı zamanda oluştuğu düşülürse tüm yıldızların yaşları birbirine yakın kabul edilebilir ve farklı özelliklere sahip aynı yaştaki yıldızlar incelene bilinir. Bu yüzden açık kümelerin astrofiziksel araştırmalarda rolü büyüktür. [1][2]

4. Veri Kaynağı Olarak Çift Yıldızlar

Yıldızların yapısına ve evrimine ilişkin ayrıntılı bilgi elde edebilmemiz, yıldızın kütle, yarıçap, ışınım gücü, kimyasal kompozisyon ve yaş gibi temel parametrelerinin duyarlı bir

şekilde belirlenmesine bağlıdır. Güneşten sonra bu parametreleri en iyi belirleyebildiğimiz yıldızlar çift yıldız üyeleridir. Çift Yıldızlar ortak kütle merkezi etrafında Kepler Kanunlarına uygun biçimde dolanım yaparlar. Gözlenme şekillerine göre 3 tür çift yıldız vardır.

- Görsel çift yıldızlar
- Tayfsal çift yıldızlar
- Örten çift yıldızlar

Çift yıldızların her türü için ayrı analiz yöntemleri vardır. Ancak örten çift yıldızlarda ışıtma ve yarıçap oranları çok hassas olarak belirlenebildiğinden bu sistemler daha özeldir. Astrofiziksel anlamda güneş dışında en geniş ve doğru bilgiyi örten çift yıldızlardan elde ederiz.

Örten çift yıldızlarda üyelerin periyodik olarak birbirini örtmesi sonucu sistemin toplam parlaklığında azalmalar oluşur. Bir çift sistemin örten çift olabilmesi için i açısı dediğimiz yörünge düzlemi ile gökyüzü düzlemi arasındaki açının en az 75° veya daha büyük olması gerekir. Öte yandan çok yakın yıldız sistemlerinde küçük i değerlerinde de tutulma gözlenebilir. Ancak ideal olan i açısının 90° olduğu durumdur.

Çift yıldız üyelerinin kütleleri, ortak kütle merkezi etrafında dairesel dolanma hareketi yapan iki cisim için kullanılan,

$$M_1.r_1 = M_2.r_2 \qquad (4.1)$$

bağıntısı ile bulunabilir. Bu denklemde M_1, M_2 cisimlerin kütleleri ve r_1, r_2 de kütle merkezinden uzaklıklarıdır. Eliptik yörüngeler için r_1, r_2 kütle merkezinden uzaklıklar yerine bileşenlerinin her birinin eliptik yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğu olan a_1, a_2 kullanılabilir. Bu bağıntı kullanılarak kütleler oranı tespit edilir. Ancak bazı durumlarda kütle merkezinden uzaklıklar veya yarı büyük eksen uzunlukları ölçülemeyebilir bu durumda Doppler formülünden yaralanılarak yıldızların hızları bulunup,

$$M_1.\upsilon_1 = M_2.\upsilon_2 \qquad (4.2)$$

Denkleminde yazılarak kütleler oranına ulaşılabilir. Bununla birlikte Kepler'in 3. yasası olarak bilinen

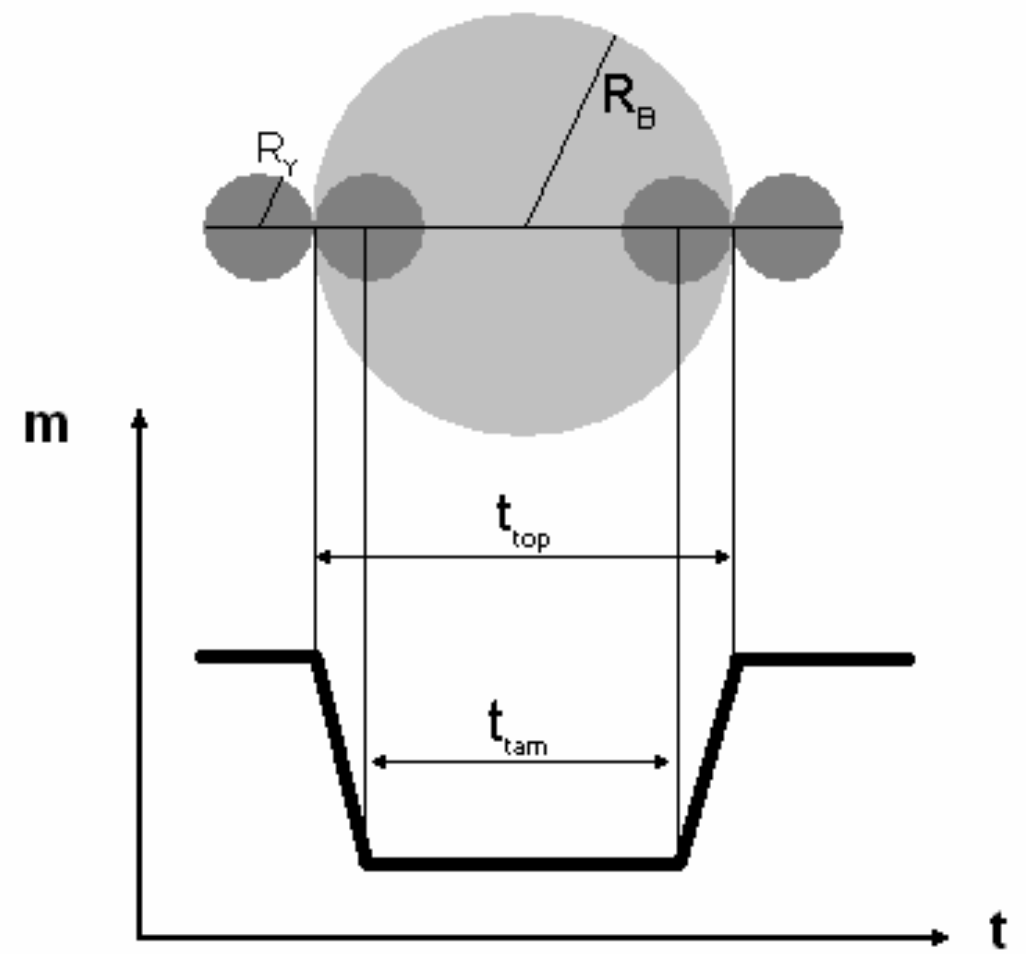
$$M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2}{G}\frac{(r_1 + r_2)^3}{P^2} \qquad (4.3)$$

Denklemi kullanılarak bileşenlerin kütlelerinin toplamı elde edilebilir. Bu denklemde uzaklıklar Astronomi Birimi, kütleler güneş kütlesi cinsinden ve zaman birimini de yıl olarak kullanırsak denklem,

$$M_1 + M_2 = \frac{(r_1 + r_2)^3}{P^2} \qquad (4.4)$$

Halini alır. Görsel ve örten çiftlerde gerekli tüm bilgiler elde edildiğinden kütleler hesaplanabilir. Bununla birlikte tayfsal çiftlerde i açısını tespit etmek mümkün olmadığı için kütlelerin i açısına bağlı olarak elde edildiğini söylemekte fayda var.

Bir değişen yıldızın ya da yıldız sisteminin bir dönemlik parlaklık değişimini gösteren eğriye ışık eğrisi diyoruz. Bu eğrilerin incelenmesi ile örten çift üyesi yıldızların yarıçapları ve yüzey parlaklıkları oranı duyarlı bir şekilde hesaplanabilir. Bunu Şekil 4.1'de gösterilen tam tutulma örneğinde B başyıldızı ve onun etrafında dolaşan Y yoldaşı yıldızı ile görebiliriz. [13][14]



Şekil 4.1: Tutulmanın geometrisi ile tutulma süresi boyunca zamanın fonksiyonu olarak ışık eğrisi (çizim ölçekli değildir).

r, Y yıldızının yörünge yarıçapı olmak üzere bu yıldızın yörünge hızının,

$$\upsilon = \frac{2\pi r}{P} \qquad (4.5)$$

olduğu açıktır. Yıldızın, toplam tutulma süresince iki yıldızın çapları toplamı kadar mesafeyi bu hızda geçeceğini düşünürsek buradan,

$$\upsilon = \frac{2(R_Y + R_B)}{t_{top}} \qquad (4.6)$$

bağıntısı yazılabilir. Bu iki bağıntıdan yola çıkarak;

$$\frac{t_{top}}{P} = \frac{2(R_Y + R_B)}{2\pi r} \qquad (4.7)$$

bulunur. Burada R_Y ve R_B yıldızların yarıçapları t_{top} ise toplam tutulma süresidir. Benzer şekilde tam tutulma süresi t_{tam} da

$$\frac{t_{tam}}{P} = \frac{2(R_B - R_Y)}{2\pi r} \qquad (4.8)$$

şeklinde yazılabilir. Son iki bağıntı kullanılarak sistemdeki yıldızların yarıçaplarını hesaplayabileceğimiz,

$$\frac{(t_{top}-t_{tam})}{P}=\frac{4R_Y}{2\pi r} \quad , \quad \frac{(t_{top}+t_{tam})}{P}=\frac{4R_B}{2\pi r} \quad (4.9)$$

bağıntıları elde edilir.

Örten çift yıldızların ışık eğrileri ve yüzey parlaklıkları arasındaki ilişki oldukça basittir. Sıcak yıldız örtüldüğünde oluşan minimum daha derin olacaktır. Buradan yıldızların ışınım yeğinliklerinin toplam ışınım yeğinliğine katkısı,

$$\frac{I_{\max}-I_{YB}}{I_{\max}-I_{BY}}=\frac{F_Y}{F_B}=\frac{\sigma T_{eY}^4}{\sigma T_{eB}^4} \quad (4.10)$$

şeklinde gösterilir. Burada birinci tutulma sırasındaki minimum yeğinlik I_{BY} ikinci de I_{YB} dır. $I_{\max}$ ise iki yıldızın toplam ışınım yeğinliği, T_{eY}, T_{eB} etkin sıcaklıklar olmakla birlikte σ Boltzmann sabitidir.

Örten çift yıldızlar aynı zamanda tayfsal çift yıldızlar olduğundan dikine hız eğrilerinin analizinden kütleleri, ışık eğrilerinin analizinden de yarıçapları ve etkin sıcaklıkları hesaplanır. Böylece bu yıldızların evrimlerini etkileyen temel parametreler hakkında geniş çapta bilgi elde etmiş oluruz. [1][2]

5.Açık Kümelerdeki Gözlemsel Olarak İyi Bilinen Örten Çift Yıldızlar

Astrofizikte yıldız yapısına dair yapılan araştırmalar için hem açık yıldız kümelerinin hem de örten çiftlerin ne denli önemli olduğunu daha önceki bölümlerde belirttik. Açık yıldız kümelerindeki yıldızların uzaklıkları ile kimyasal bileşimlerinin ortak kabul edilmesi ve yaşlarının aynı olması bilimsel çalışmalarda önemli avantajlardır. Çünkü ölçümlerde olabilecek sistematik hatalar yıldızların tamamında aynı olur ve bu nedenle hatanın çalışmaya etkisi en aza iner. Örten çiftler de ise yarıçap ışıtma oranı ve kütleler çok hassas biçimde ölçülebilir. Açık yıldız kümelerinin içinde bulunan örten çift yıldızların kimyasal kompozisyonları ve uzaklıkları iyi biliniyorsa kütleleri, yarıçap oranları ve ışıtma oranları çok yüksek duyarlılıkla ölçülerek yıldızların yaşamları konusunda yorum yapılabilir. Son yıllarda yapılan gözlemlerde açık kümelerdeki örten çiftlerin gözlemlerine yönelik çok sayıda araştırma yapılmaktadır. Bizim bu çalışmada ki amacımız yıldızların yapısının zamana göre nasıl değiştiğine yani evrimleştiğine ilişkin ortak somut gözlemsel veriler elde etmektir. Tablo 5.1a ve 5.1b'de bu araştırmada incelenen 16 çift yıldız sisteminden temel özellikleri iyi derlenen 11 tanesi sunulmaktadır. Geri kalan 5 çift yıldız sisteminin temel özelliklerini inceleyen kaynaklardan yeterli dataları elde edemediğimiz için elemek zorunda kaldık.

Yıldız İsmi (A-B)	Küme	Yıldız İsmi (A-B)	Küme
V 621 Per A	NGC 884	V 906 Sco A	NGC 6475
V 621 Per B	NGC 884	V 906 Sco B	NGC 6475
V 615 Per A	NGC 869	V 497 Cep A	NGC 7160
V 615 Per B	NGC 869	V 497 Cep B	NGC 7160
V 618 Per A	NGC 869	HD 92024 A	NGC 3293
V 618 Per B	NGC 869	HD 92024 B	NGC 3293
V 453 Cyg A	NGC 6871	V 392 Car A	NGC 2516
V 453 Cyg B	NGC 6871	V 392 Car B	NGC 2516
HD 23642 A	Pleiades	DS AND A	NGC 752
HD 23642 B	Pleiades	DS AND B	NGC 752
V 578 Mon A	NGC 2244		
V 578 Mon B	NGC 2244		

Tablo 5.1.a: Dataları iyi belirlenmiş açık küme üyesi 11 örten çift yıldız sistemi gösterilmiştir [3][4][5][6][7][8][9][10][11][12][13].

6.Bulgular

Açık kümelerdeki örten çift yıldızlara ilişkin çalışmalarda, sistemler bir arada incelenerek önemli sonuçlar elde edilebilir. Buradan yola çıkacak olursak bu 11 sisteminin bize verdiği bilgilere bakalım.

Yıldızların zamanla değişimi ve yapılarını iyi anlamak için ışınımgücü–sıcaklık grafiğini çizmek iyi olacaktır. Şekilde 6.1'de görüldüğü gibi sistemlerin üyeleri ya anakol yıldızları ya da anakola çok yakın yıldızlardır. Kıyaslama amacıyla temel özellikleri en iyi bilinen örten çift yıldızların bileşenleri de bu şekilde sunulmuştur.

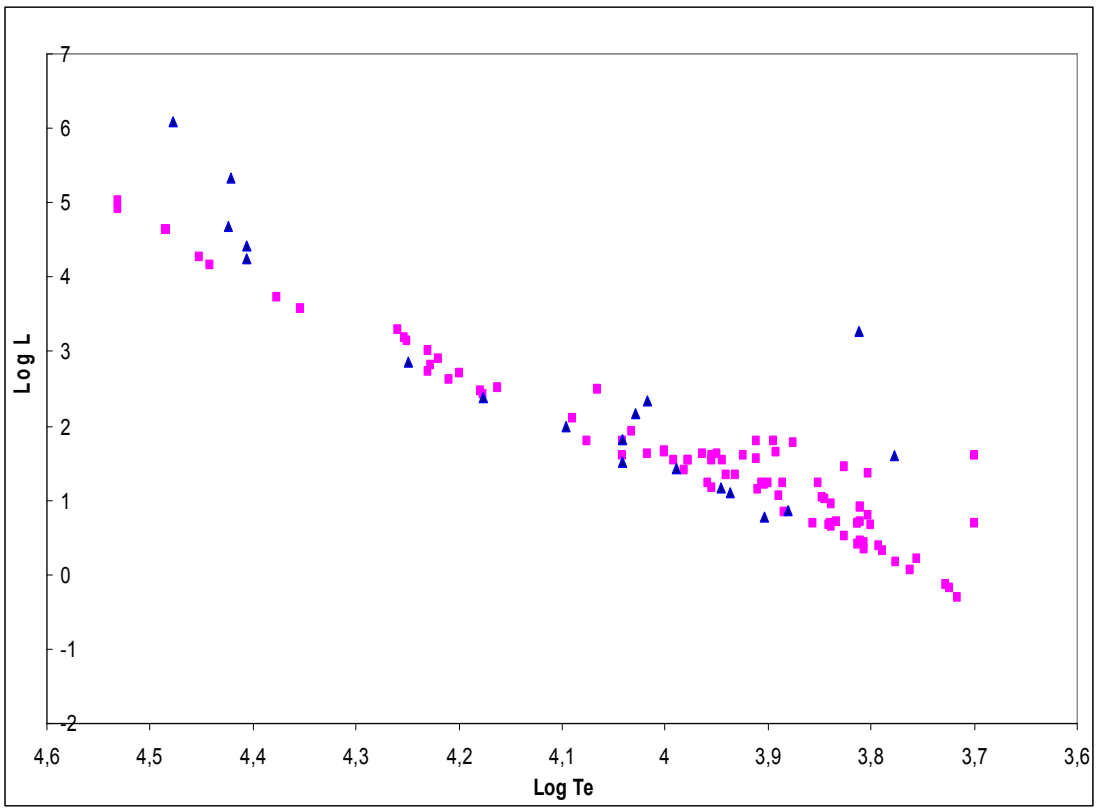
Bu yıldızların kütleleri ile ışınım güçleri arasındaki bağıntının nasıl olduğu Şekil 6.2'de gösterilmiştir. Yıldızlar anakol ve benzeri oluğundan bu bağıntının

$$L \propto M^{3,4-4,0}$$

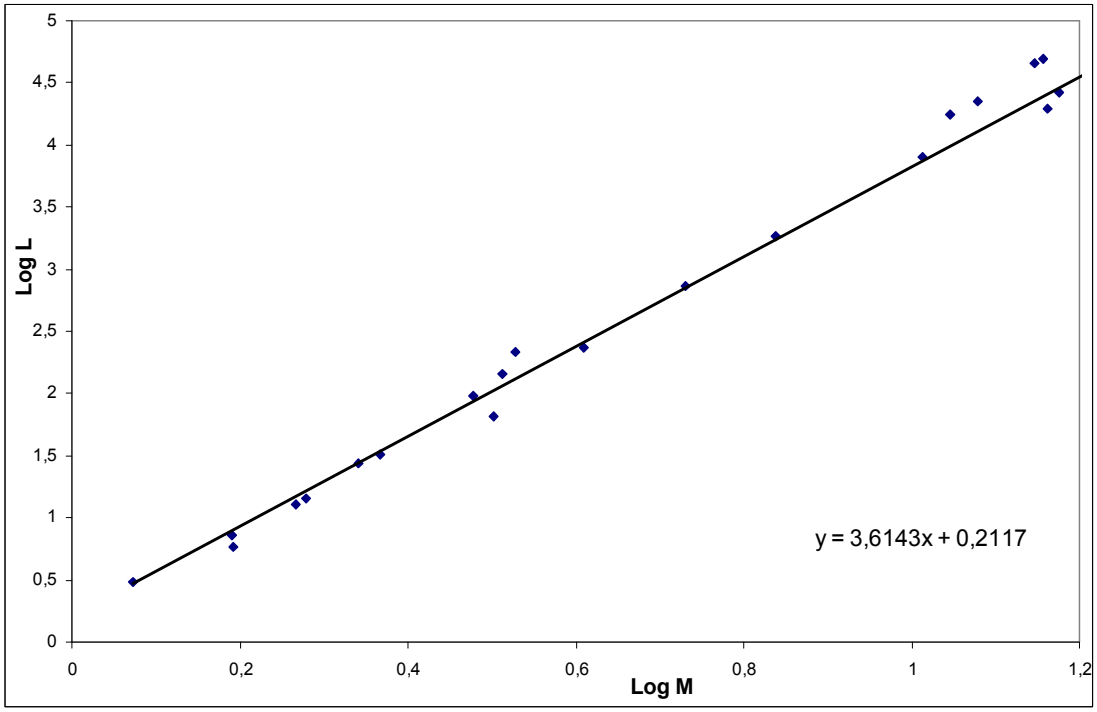
civarında çıkması beklenir. Burada L ışıtma gücü, M ise kütledir. Şekil 6.2'deki eğrinin eğimi bize ışıtma gücünün kütlenin hangi kuvveti ile değiştiğini gösterir. Bizim grafiğimizde ki doğrunun eğimi 3,61 dır. Bu durumda ışıtma gücü ve kütle arasında ki bağıntının

$$L \propto M^{3,61}$$

olduğu görülür.



Şekil 6.1: Yıldızların ışınım gücü ve etkin sıcaklıkları arasındaki bağıntı. Mavi renkle gösterilen yıldızlar bu çalışmada kullanılan açık küme üyesi çift yıldızların üyesidir. Pembe renkli yıldızlar ise temel özellikleri en iyi bilinen örten çift yıldızların bileşenleridir (Andersen 1991).



Şekil 6.2: Bu çalışmada kullanılan yıldızların kütle ve ışınım güçleri arasındaki ilişki.

Buradan yola çıkarak yıldızların ışıtma güçlerinin zamana göre grafiğini çizelim. Şekil 6.3'te ışıtma güçlerinin zamana göre grafiği gösterilmiştir. Araştırmada kullandığımız

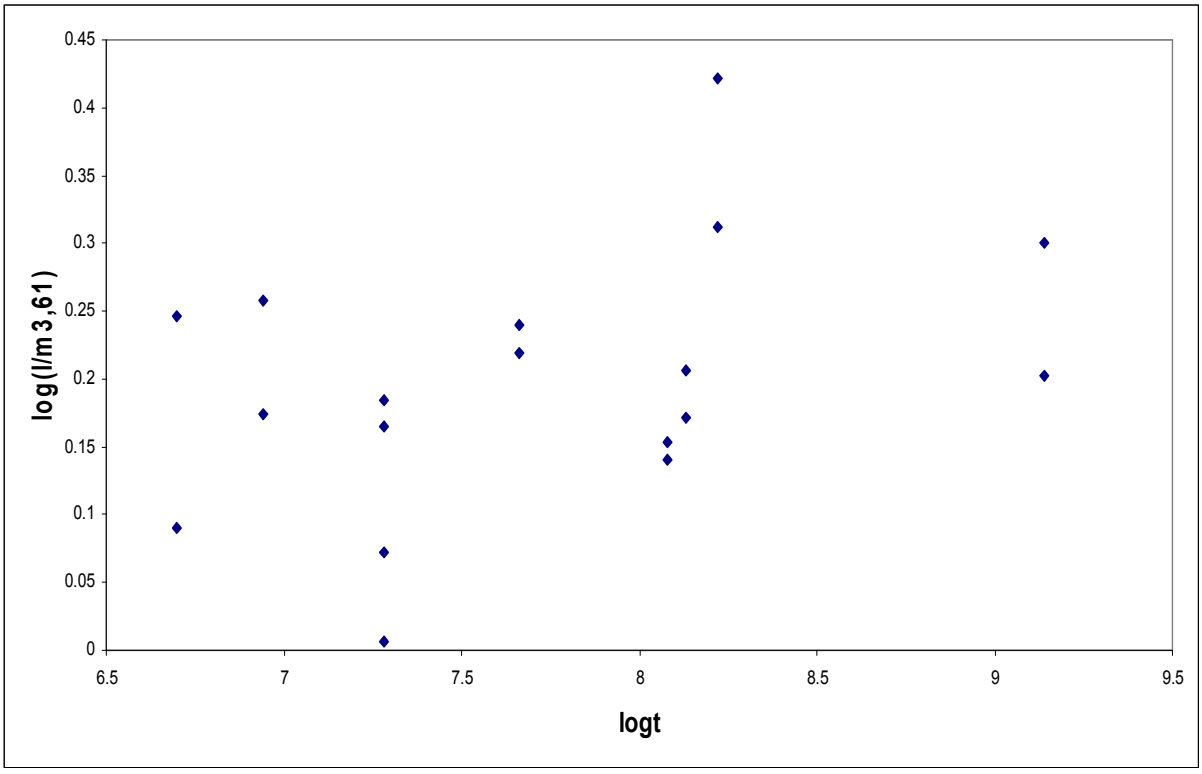
yıldızların ışınım güçleri birbirinden çok farklı olduklarından ve her birini tek bir grafikte göstermemiz olanaklı olmadığından, doğrudan ışıtmalar yerine bir oran kullanmak daha anlamlı olacaktır.

$$\log(L/M^{3,61})$$

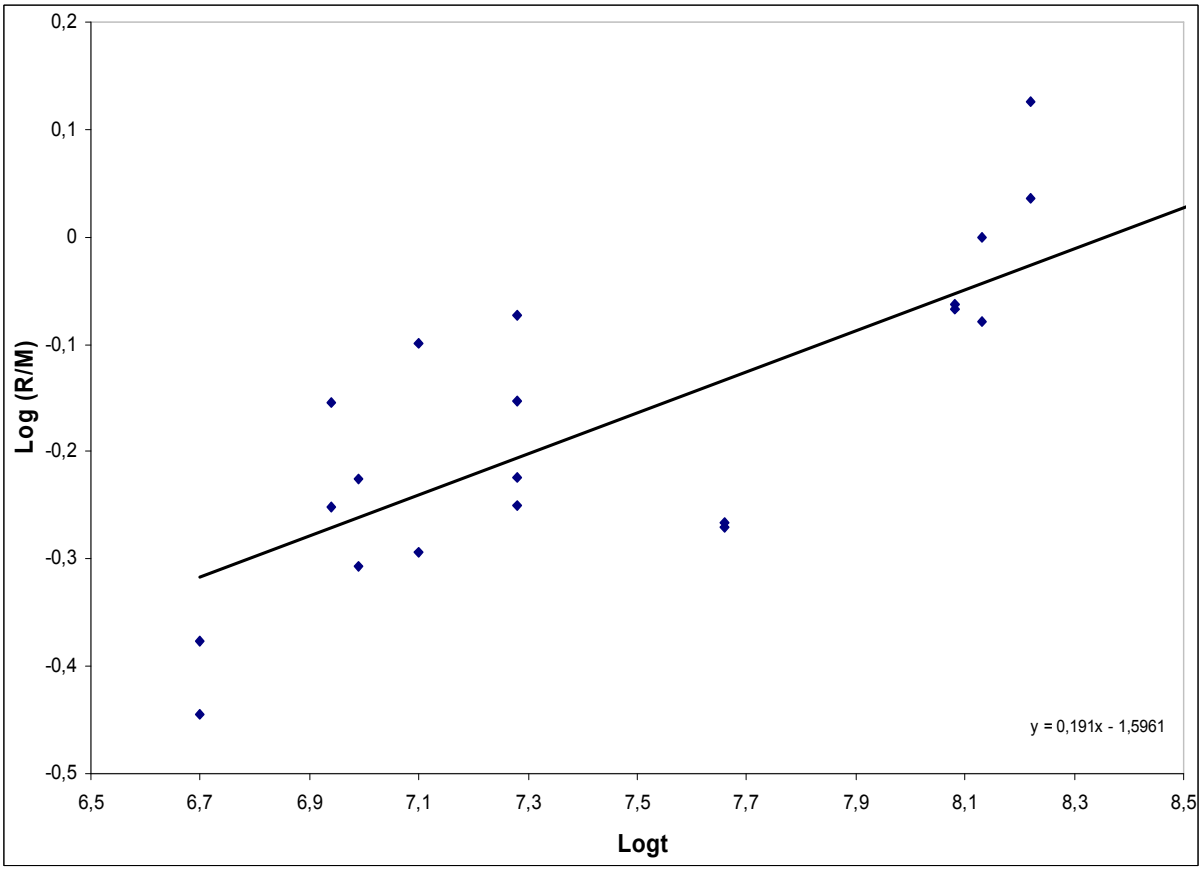
Şekil 6.3'te incelenen yıldızlar için elde edilen bu oran, üyesi olunan açık kümelerin yaşlarına göre çizilmiştir. Açık kümelerin yaşları, *Kharchenko ve ark.* (2005) [14] tarafından eşzaman çizgilerine başvurarak elde edilmiştir. Yaşların tümü özellikle tek bir kaynaktan alınmıştır. Çünkü, bu şekilde eğer sistematik bir hata var ise bu hatanın tüm yıldızlar için geçerli olacağından ışınım gücü-zaman ilişkisi de nitelikçe değişmez.

Şekil 6.3'ten yıldızların ışıtmalarının zamanla arttığı açıkça görülmektedir. Bu ilişki kütle ışımgücü ilişkisinin zamanla nasıl arttığını belirtmektedir. Gerek ölçümden kaynaklı verilerdeki saçılmalar, gerekse tek tek yıldızların dönme ve kimyasal kompozisyonlarının birbirinden farklı olmasından dolayı, ilişkinin bir bant şeklinde olmasını beklemek gerekir. Önemli olan, tek tek yıldızların modellerine başvurmadan, yıldızların gözlemsel ışınım gücü ve üyesi olduğu kümenin yaşı arasında ilişki ortaya çıkmasıdır.

Bundan sonraki adım da ise yıldızların yarıçaplarının zamanla nasıl değiştiğine Şekil 6.4'te bakalım. Bunun için yıldızların kütle yarıçap oranını kümelerin yaşlarına karşı noktalayalım.



Şekil 6.3: Zamana karşı ışınım gücü ilişkisi.



Şekil 6.4: Yıldızların kütle yarıçap oranının zamana göre değişimi.

Buradan da benzer bir ilişki elde ederiz. Yine yarıçap kütle oranının zamanla arttığı görülür. Burada noktaları temsil eden eğriyi çizerek bir denklem ile ifade edersek;

$$\log(R/M) = 0{,}191 \log t - 1{,}5961$$

eşitliğini buluruz. Burada R yarıçap, M kütle ve t ise yaş olarak ifade edilmiştir.

7.Sonuç

Çift yıldızların özellikleri gözlemsel olarak çok iyi belirlenir. Bu yıldızlar özelikle açık küme üyesi olduğunda çok net bilgiler elde edilebilir. Biz de çalışmamızda uzaklıkları ve yaşları iyi belirlenmiş açık kümelerdeki örten çiftleri seçtik. Gözlemlere dayanan çalışmalardan yararlandığımız incelememizde, açık küme üyesi örten çift yıldızların ışınım gücü, yarıçap gibi temel özelliklerinin zamana göre nasıl değiştiğini modele başvurmadan elde ettik. Yıldızların yaşı ise üyesi olduğu açık kümeler için *Kharchenko ve ark.* [14] tarafından eş zaman çizgilerine başvurarak elde edilmiştir.

Elde ettiğimiz bu sonuç, bir bakıma, kütle-ışınımgücü ya da kütle-yarıçap ilişkisinin zamana bağımlılığını ifade etmektedir ve bildiğimiz kadarıyla ilk kez yarı-ampirik böyle sonuçlar elde edilmiştir.

Kaynaklar

[1] Böhm-Vitense, E., İbanoğlu, C., (1989), "*Yıldız Astrofiziğine Giriş Cilt 1: Temel Yıldız Gözlemleri ve Verileri*", Ege Üniversitesi Basım Evi Bornova-İzmir, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Yayınları No:154

[2] Böhm-Vitense, E., İbanoğlu, C., (1992), "*Yıldız Astrofiziğine Giriş Cilt 3: Yıldız Yapısı ve Gelişimi*", Ege Üniversitesi Basım Evi Bornova-İzmir, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Yayınları No:156

[3] Southworth, J., Zucker, S., Maxted, P.F.L., Smalley, B., (2004), "Eclipsing binaries in open clusters. III. V621 Per in chi Persei", http://xxx.lanl.gov/pdf/astro-ph/0409281

[4][5] Southworth, J., Maxted, P.F.L., Smalley, B., (2004), "Eclipsing binaries in open clusters. I. V615 Per and V618 Per in h Per", http://xxx.lanl.gov/pdf/astro-ph/0312242

[6] Southworth, J., Maxted, P.F.L., Smalley, B., (2004), "Eclipsing binaries in open clusters. II. V453 Cyg in NGC 6871", http://xxx.lanl.gov/pdf/astro-ph/0403572

[7] Southworth, J., Maxted, P.F.L., Smalley, B., (2004), "Accurate fundamental parameters of eclipsing binary stars", http://xxx.lanl.gov/pdf/astro-ph/0408227

[8] Pavlovski, K., Hensberge, H., (2000), "The Disentangled Component Spectra of V578 Mon", http://xxx.lanl.gov/pdf/astro-ph/0504433

[9] Vaz, L.P.R., Andersen, J., Clausen, J.V., Helt, B.E., Garcia, J.M., Gimenez, A., Alencar, S.H.P., (1997), "Absolute dimensions of eclipsing binaries. XXI. V906 Scorpii: a triple system member of M 7.", http://adsabs.harvard.edu/abs/1997A&A...326..709A

[10] Yakut, K., Tarasov, A. E., İbanoğlu, C., Harmanec, P., Kalomeni, B., Holmgren, D. E., Bozic, H., Eenens, P. , (2003), "The binary V497 Cep in the young open cluster NGC 7160", http://www.ster.kuleuven.be/pub/yakut_phd/chapter8.pdf#search=%22V497%20cep%20NGC%207160%22

[11] Hensberge, H., Sterken, C., Freyhammer, L.M., Pavlovski, K., Ilijic, S., Smette, A., (2004), "High-resolution spectroscopy of the eclipsing beta Cephei star HD92024", http://adsabs.harvard.edu/abs/2004JAD....10....2H

[12] Debernardi, Y., North, P., (2001), "Eclipsing binaries with candidate CP stars: II. Parameters of the system V392 Carinae", http://aanda.u-strasbg.fr:2002/papers/aa/full/2001/28/aa1383/aa1383.html

[13] Schiller, S.J., Milone, E.F., (1988), "Photometric and spectroscopic analysis of the eclipsing binary DS Andromedae - A member of NGC 752", http://adsabs.harvard.edu/abs/1988AJ.....95.1466S

[14] Kharchenko, N.V., Piskunov, A.E., Roeser, S., Schilbach, E., Scholz, R.-D., (2005), "Catalogue of Open Cluster Data (COCD)", http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi- bin/qcat?J/A+A/438/1163

MANYETİK AKTİVİTE NEDENİYLE GÜNEŞ IŞINIMINDAKİ DEĞİŞİMİN YER İKLİMİNE ETKİSİ

Mürüvvet CİN[1], Begüm YILMAZ[1], Yağmur KARAN[1], Nurcan AKTÜRK[1], Cihan ADAYAN[1], Hasan Ali DAL[1]

Özet

Aktivite nedeniyle Güneş'in toplam ışınımındaki değişimin, yeryüzünde çevrimsel sıcaklık değişimlerine neden olup olamayacağı belirlemek amacıyla, 1870–2004 yılları arasında, yeryüzünde 34 farklı bölgede düzenli olarak her ay yapılan yüzey sıcaklık ölçümleri ile 1867–2004 yılları arasındaki Güneş leke sayısının değişimi karşılaştırıldı. Karşılaştırma sonucunda, Güneş leke çevrimiyle, yeryüzü sıcaklık artışı arasında belli çevrimlerde uyum, belli çevrimlerde ise uyumsuzluk görüldü. Güneş'in yeryüzüne olan etkisinin belirlenebilmesi için öncelikle, küresel sıcaklıkta değişime neden olan diğer etkilerin tam olarak belirlenebilmesi gerekmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Güneş aktivitesi, Güneş lekeleri, Yeryüzü sıcaklığı.*

Abstract

Temperature measurements of the land surface between 1870 and 2004 for 34 regions are matched to variation of Solar spot cycle between same years to find out whether Solar irradiance variation due to magnetic activity is able to affect the land surface temperature. It is seen that they sometime show same variation but sometime do not. To understand whether Solar irradiance variation can affect the land surface temperature, first off all, other effects changing the land surface temperature are correctly found out.

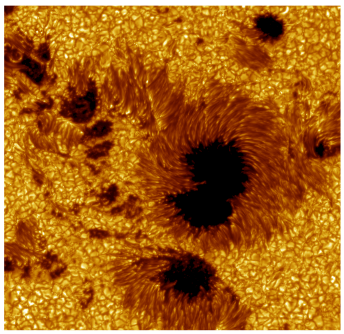
Key Words: *Solar activity, Sun spot, Land surface temperature.*

1. Giriş

4.57 milyar yıldır etrafında dolandığımız, Yer'e ısı ve ışığıyla hayat kazandıran Güneş, canlı bir yapıya sahiptir. Ortalama $3.846\times10^{26} W$ 'lık ışınımıyla Yer'e $6.9566\times10^{8} m$ uzaklıkta bulunmaktadır [1]. 1750'lerden bu yana sürekli gözlenen Güneş, şiddetli manyetik aktivite göstermektedir. Güneş'te manyetik aktivitenin en belirgin belirteci, Şekil 1.1'de örnekleri görülen fotosferik lekelerdir. Lekeler, çok uzun yıllardır bilinen yapılardır. Astronomi alanında çalışan Çinli bilimcilerin Güneş lekesi kayıtları 2000 yıl öncelere kadar gitmektedir. Lekelerin gerçekten Güneş'e ait yapılar olduğunun kesinleşmesi ise 1600'lü yıllarda Galilei tarafından yapılan gözlemlere dayanır [2]. Güneş lekeleri, yıldızın iç katmanlarında ortaya çıkan dinamo sürecinin bir sonucudur. Lekeler, diferansiyel dönmeye sahip yıldızın konvektif katmanındaki plazmanın manyetik alan bileşenleriyle etkileşip yüzeye çıktığı bölgelerdir. Bu bölgeler, fotosfere göre daha soğuktur. Lekeler, "umbra" adı verilen karanlık bir alan ve bu alanı saran, "penumbra" denilen yarı karanlık alanlardan

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir, Tel. 0232 388 40 00 / 2232, ali.dal@ege.edu.tr*

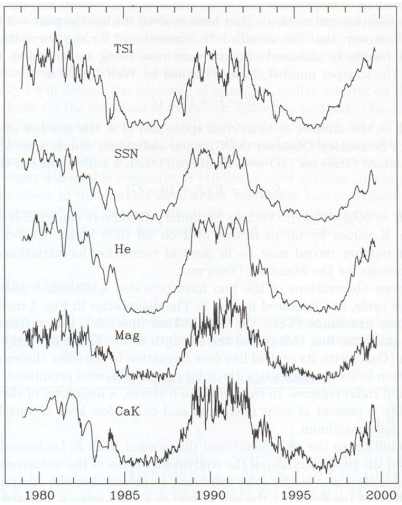
oluşurlar. Gnevysher-Waldmeier kuralı uyarınca bir lekenin yaşam süresi, saatler mertebesinden aylar mertebesine kadar uzayabilir. Gnevysher-Waldmeier kuralı $A_0 = W \times T$ şeklindedir. Burada A_0, lekenin ulaştığı en büyük alanı; T, yaşam süresini gösterir. W ise $10 MSH gün^{-1}$ (MSH, Micro Solar Hemisphere) şeklinde Güneş'e ait bir sabittir [2].



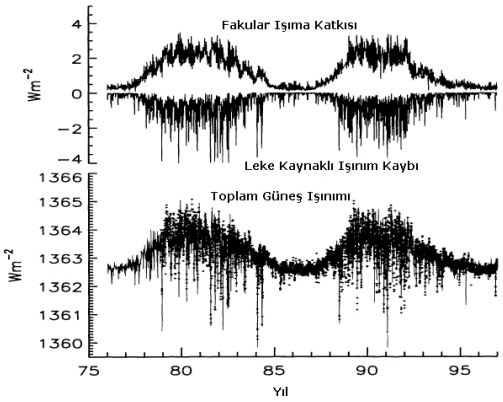
Şekil 1.1: *Güneş lekeleri "umbra" ve "penumbra" adı verilen iki kısımdan oluşurlar [5].*

Son yıllardaki çalışmalar 180° aralıklı iki boylamda oluşma eğiliminde olduklarını gösterse de lekeler, hemen hemen tüm boylamlarda gözlenmektedir [3].

Güneş üzerinde leke oluşumu ortalama 11 yıllık çevrimsel bir davranış sergilemektedir. Güneş fotosferinde lekelerin oluştuğu aktif bölgeler ilk olarak $\pm 40^\circ$ enlemlerinde ortaya çıkarlar ve yaklaşık 11 yıllık süreç sonunda eşlek bölgesine doğru kayarlar. Fotosferde aktif bölgeler yaklaşık $\pm 20^\circ$'lere geldiğinde lekeler maksimum sayıya ulaşırlar [4]. Güneş'te leke sayısının artışına paralel olarak, toplam manyetik akı da $20 \times 10^{22} Mx$'den $100 \times 10^{22} Mx$'lere kadar artmaktadır [6]. Şekil 1.2 ve 1.5'den de görüleceği gibi, manyetik akıdakine benzer artış Güneş'in toplam ışıtmasında da ortaya çıkmaktadır [8]. Güneş'in toplam ışıtmasında yaklaşık 1 W m^{-2} lik artış görülmektedir [9].



Şekil 1.2: *Güneş'in manyetik aktivitesi boyunca, yıllara göre çeşitli parametrelerindeki değişim.*



Şekil 1.3: *Güneş leke çevrimi boyunca, lekeler ışınım kaybı yaratırken, lekeleri çevreleyen fakülar yapılar ışınım katkısı sağlar ve çevrim sırasında leke sayısı arttıkça Güneş'in toplam ışınımı artar [10].*

Şekilde, TSI, toplam Güneş ışıtmasını; SSN, leke sayısını; He, Mag ve Ca K ise ilgili çizgilerin yeğinlik değişimini göstermektedir [8]. Normalde leke çevrimi boyunca Güneş'in toplam ışınımının, leke sayısı arttıkça azalması beklenir. Sonuçta lekeler soğuk ve karanlık yapılardır.

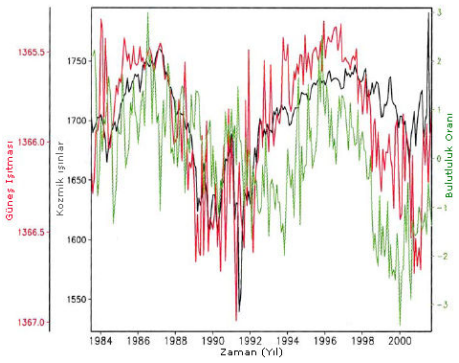
Ancak son birkaç 10 yıllık gözlemler bunun tersinin geçerli olduğunu ortaya koymaktadır [10]. ACRIM I ve II, UARS ile Nimbus 7 ve 5 uydularının verilerini birleştiren Lean ve Fröhlich (1998), Şekil 1.3'de görülen leke kaynaklı ışınım kaybını, lekeleri çevreleyen fakülar yapılardan gelen ışınım katkısı ile karşılaştırdıklarında leke sayısı arttığında Güneş toplam ışınımında bir artma olduğunu göstermişlerdir.

Güneş manyetik aktivitesinin sonucunda ışınımındaki bu artışın Yer iklimine etkisinin olup olmadığı, eğer varsa ne ölçüde olduğu, literatürde büyük tartışma konusudur. Bu konuda

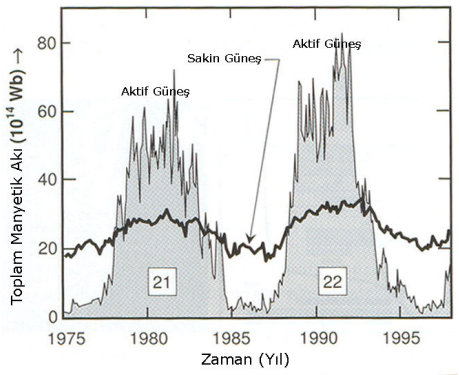
yapılan tartışmalar, yeryüzünde çeşitli yükseklik ve bölgelerde ölçülen yüzey sıcaklığı, bulutluluk oranı gibi iklimsel parametreler ile Güneş leke sayısı, leke çevrimi uzunlukları, Güneş'in toplam ışınım değişimi, Güneş rüzgârı ve yakın uzay kaynaklı kozmik ışın değişimi gibi çeşitli parametrelerin karşılaştırmalarından çıkan sonuçlardan kaynaklanır.

Güneş leke aktivitesinin, Yer iklimine etkisini belirlemeye çalışan Beer (2005), buzullardaki son 10000 yıla ait katmanlardaki ^{10}Be yoğunluğundan elde edilen aktivite çevrimi ile son birkaç 10 yıla dayanan uydu gözlemleriyle elde edilen Güneş'in toplam ışınım değişimi arasındaki ilişkiyi incelemiştir. Elde edilen sonuçlar, bu iki parametrenin birbiriyle uyumlu olduğunu gösteriyor [11]. Krivova ve Solanki (2003), Güneş'in toplam ve tayfsal ışınımlarından yararlanarak, 1700 ile 1980 yılları arasındaki toplam Güneş ışınım değişimini belirlemeye çalışmışlardır. Bu tarihler arasında Güneş'in toplam ışınımında $\approx 2-4Wm^{-2}$'lik artış olduğunu, buna karşılık olarak yeryüzü ortalama sıcaklığının da arttığını göstermişlerdir [13].

Bu ve benzeri sayısız çalışmanın bulunduğu literatürde, bir diğer ilginç çalışma konusu ise, kozmik ışınımlarla yeryüzü bulutluluk oranları arasındaki ilişkiye yöneliktir. Kristjansson ve ark. (2004) tarafından yapılan çalışmada, Güneş ışınımındaki artışa paralel olarak Yer'e ulaşan kozmik ışın miktarında da artış olduğu gösterilmektedir [12]. Bu iki parametre arasındaki ilişki, Güneş'in manyetik aktivitesine dayanmaktadır. Şekil 1.5'deki 21 ve 22. Güneş çevrimlerinden de görüldüğü üzere, Güneş aktivitesi arttığında Güneş'in manyetik alan şiddeti de artmaktadır [14]. Güneş'teki manyetik alan artışı hem kapalı hem de açık alan çizgilerinde ortaya çıkmaktadır. Açık alan çizgileri gezegenler arası ortama kadar yayılıp tüm bu alandaki yüklü parçacıkları kontrol eder. Güneş aktivitesinde artış olduğunda güneş rüzgârı da artmakta ve gezegenlerarası ortam yüklü parçacıklar açısından zenginleşmektedir. Bu, Yer'e ulaşan parçacık sayısının artışı anlamına gelmektedir. Kristjansson ve ark. (2004) tarafından yapılan çalışma, Güneş aktivitesinin hem ışınımsal olarak hem de yüklü parçacıklar yoluyla Yer iklimine etki ettiğini göstermektedir. Bu çalışmada, Güneş'in toplam ışınım değişimi, Yer'e ulaşan kozmik ışın değişimi ve yeryüzündeki bulutluluk oranları ile karşılaştırıldığında, Şekil 1.4'de görülen sonuç ortaya çıkmaktadır.



Şekil 1.4: *Güneş ışınımı, kozmik ışınlar ve yeryüzü bulutluluk oranlarının değişimi. Kırmızı renkteki eğri, Güneş ışınımını; siyah renkteki eğri, kozmik ışınımları; yeşil renkte görünen eğri ise yeryüzündeki bulutluluk oranlarını göstermektedir [12].*



Şekil 1.5: *Güneş'in 21. ve 22. leke çevrimlerinde, aktif ve sakin Güneş durumunda toplam manyetik akı değişmektedir [14].*

2. Veri

Bu çalışma, Güneş leke sayısında gözlenen 11 yıllık çevrimsel değişimin, yeryüzündeki sıcaklığı etkileyip etkilemediğinin incelenmesini amaçlamaktadır. Bu kapsamda SOHO Veri Tabanı'ndan [7] 1867 ile 2004 yılları arasındaki aylık leke sayıları ile [15]'den alınan yeryüzü sıcaklık değişimine ilişkin veri arasındaki ilişkiye bakılmıştır. Sıcaklık değişimi verisi, 38 farklı veri setinden oluşmaktadır. Bu 38 veri seti; Kuzey Yarıküre, Güney Yarıküre, Kuzey-Güney Yarıküreler arasındaki sıcaklık farkı, küresel ve 34 farklı bölgeden alınan düzenli sıcaklık ölçümlerini içermektedir. Yeryüzü sıcaklıklarının ne ölçüde ve şekilde sanayi

kaynaklı ısınmadan etkilendiğinin belirlenmesi açısından, Kaliforniya Üniversitesi – Karbondioksit Araştırma Grubu'nun veri tabanından [16] 1958 ve 2004 yılları arasına ait karbondioksit derişimi verisi alınmıştır.

Çizelge 2.1: *Bu çalışmada kullanılan veri setlerinin listesi ve ilişkili oldukları bölgeler.*

Bölge No	Bölge Adı (Yaklaşık enlem vbe boylam aralıkları)
1	ARTİK (75N)
2	KUZEY AMERİKA (50-65N)
3	AVRUPA (45-65N, 25W-60E)
4	ORTA ASYA (30-60N, 60-110E)
5	KUZEY AMERİKA (30-50N, 50-130W)
6	AKDENİZ BÖLGESİ (40-30N, 20W-60E)
7	ORTA AMERİKA (10-30N, 50-115W)
8	AFRİKA (0-30N, 20W-60E)
9	GÜNEY ASYA (40-130E, South of 25N)
10	GÜNEY AMERİKA (60S-10N, 80W-35W)
11	AFRİKA EKVATOR BÖLGESİ (10-50E, 0-40S)
12	GÜNEY ASYA ADALARI (100E-180E, 0-50S)
13	ANTARTİK (65-90S)
14	**KUZEY YARIKÜRE ORTALAMA**
15	**GÜNEY YARIKÜRE ORTALAMA**
16	KUZEY TROPİK
17	GÜNEY TROPİK
18	TROPİK BÖLGELER (20N-20S)
19	**TÜM YERKÜRE KÜRESEL ORTALAMA**
20	**GÜNEY ve KUZEY YARIKÜRE FARKI**
21	KUZEY YARIKÜRE (30N)
22	50-55N,0-5W
23	50-60N,0-5W
24	ÇİN (TÜM BÖLGE) (40-55N 120-130E; 30-45N 80-120E; 20-30N 100-120E)
25	ÇİN (40-55N 120-130E; 20-45N 100-120E)
26	ÇİN (40-55N 120-130E; 20-45N 110-120E)
27	ÇİN (40-45N 120-130E; 20-45N 110-120E)
28	50-70N,30-70W
29	ANTARTİK YARIMADASI (65-55W 60-70S)
30	ANTARTİK YARIMADASI
31	GÜNEY YARIKÜRE (30S)
32	TROPİK (30N-30S)
33	KUZEY YARIKÜRE (20N)
34	GÜNEY YARIKÜRE (20S)
35	KUZEY AYRIKÜRE (50-70N)
36	KUZEY AMERİKA (25-70N)
37	GREENLAND ORTA BÖLGELERİ (65-80N 60-25W)
38	ALASKA (25-50N 70-125W)

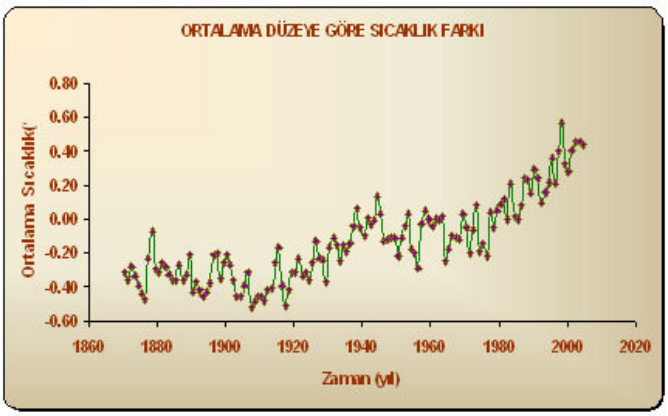
3. Karşılaştırma ve Tartışma

1870–2004 yılları arasında her ay alınan sıcaklık ölçümlerinden yola çıkarak hesaplanan ortalama sıcaklık ile yeryüzü ortalama sıcaklığı arasındaki fark Şekil 3.1'de gibi değişim göstermektedir.

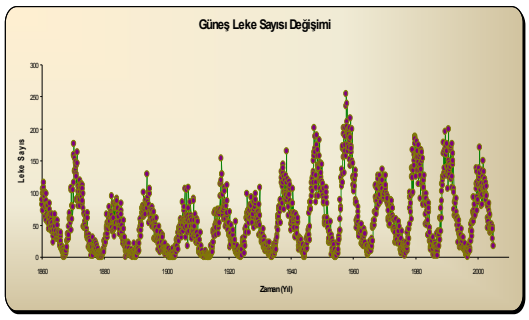
Şekil 3.1 dikkatli incelenirse, ortalama sıcaklık değişiminin belli bir eğilim izlemediği, birçok etkenden dolayı sıcaklığın belirli yıllar arasında doğrusal olarak artıp azaldığı görülmektedir.

Şekil 3.2'den de görüldüğü gibi Güneş leke sayıları ortalama 11 yıllık bir çevrim izlemektedir. Güneş'in her bir leke çevrimine bakıldığında, hemen hemen her bir çevrimde

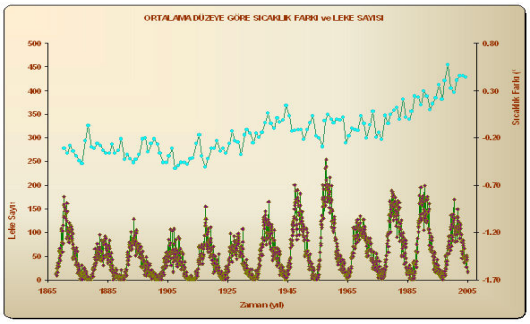
leke sayısı hızla artmakta ve yavaşça azalmaktadır. Leke sayısı, her bir çevrimde çevrim ortasına gelmeden maksimum sayıya ulaşmaktadır. 1870-2004 yılları arasındaki sıcaklık farkı verileri ile Güneş leke sayısı çevrimleri karşılaştırılması Şekil 3.3'de verilmiştir. Görüldüğü gibi yaklaşık 1900-1950 ile 1965-2004 yılları arasında leke aktivitesinde artış görülürken, buna paralel olarak yeryüzündeki küresel ortalama sıcaklık farkı da artmaktadır.



Şekil 3.1: *Yeryüzünde 34 farklı bölgede elde edilen sıcaklık ölçümlerinin, ortalama küresel sıcaklıktan farklarının değişimi.*



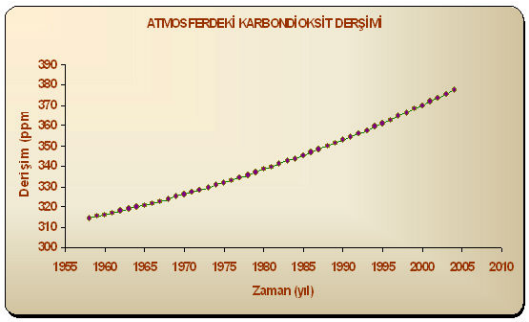
Şekil 3.2: *Güneş leke çevrimleri boyunca fotosferik leke sayısının değişimi [7].*



Şekil 3.3: *Şekil 3.1'deki sıcaklık farklarındaki değişiminin Şekil 3.2'deki leke sayısı değişimi ile karşılaştırılması.*

Ancak 1950'lerden itibaren, küresel ısınmada doğrusala yakın bir artış vardır ve leke aktivitesinde görülen artış bu yükselişi açıklamaya yetmemektedir. Bunun nedeni ise sanayi etkisi sonucu artan küresel ısınmadır. Bu etki şekil 3.4'deki 1958 tarihinden itibaren olan karbondioksit derişimi verilerinden de görülmektedir.

Sıcaklık artışı verisinin tamamı incelendiğinde, artışın sürekli olmadığı, belirli dönemlerde artış, belirli dönemlerde de azalma görülmektedir. Bu durum, küresel ısınmayı birçok dinamiğin etkilediğini gösterir. Ancak bu etkilerin homojen olmaması nedeniyle Şekil 3.1'de görülen küresel ortalama sıcaklık farkı verisi; 1870–1913, 1914–1945, 1946–1968, 1969–2004 yılları aralıklarında 4 bölüme ayrılmıştır. Diğer tüm bölgesel ölçümler de, küresel ortalamalardaki bu aralıklara göre bölünüp incelendi.



Şekil 3.4: *Kaliforniya Üniversitesi - Karbondioksit Araştırma Grubu'nun verilerine göre 1958–2005 yılları aralığında atmosferdeki karbondioksit derişimi değişimi [16].*

11 yıllık Güneş manyetik aktivite çevriminin, küresel ısınmaya etkisinin belirlenebilmesi ve uzun zaman ölçekli etkilerin ortadan kaldırılması amacıyla, her veri setindeki bölümler doğrularla temsil edildi ve bu doğrular yardımıyla uzun zaman aralıklarındaki değişimler arındırıldı. Her veri setindeki bölümlerin temsillerine örnek olarak, küresel ortalama veri setindeki bölümler Şekil 3.5 (a, c, e, g)'de gösterilmiştir.

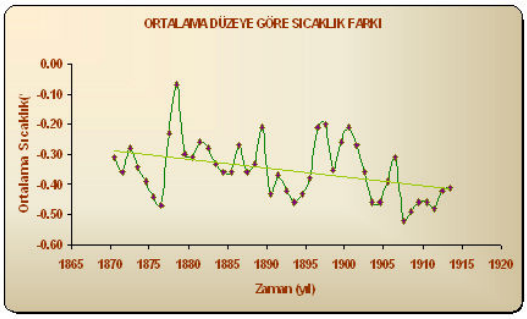
Doğrusal temsillerden elde edilen kuramsal eğrilerin denklemleri, şekil altyazısında bulunmaktadır. Bu denklemlerde; "**y**" sıcaklık farkı; "**x**" ise zamandır.

4. Sonuç

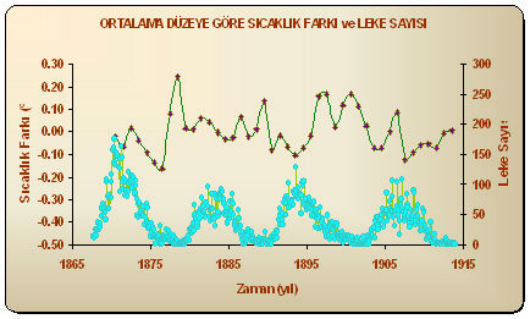
Şekil 3.3'deki arındırılmamış küresel sıcaklık farkları ile Güneş aktivite çevrimindeki leke sayısı değişimleri karşılaştırıldığında, uzun zaman ölçeklerinde bir uyum görülmektedir. Her bir çevrimdeki maksimum leke sayısı yükseldiğinde sıcaklıkta da bir artış görülmektedir. Ancak, Şekil 3.4'de görülen, 1958–2004 yılları arasında Yer atmosferindeki karbondioksit değişiminde de bir yükselme görülmektedir. Bunun nedeni sanayi ve tarım kaynaklı Klora-Flora-Karbon gazlarındaki artıştır. Bilindiği gibi bu artış, ortalama küresel sıcaklığı yükseltmekte ve yapay bir küresel ısınmaya neden olmaktadır. Bu nedenle; 1950'lerden günümüze kadar olan doğrusal sıcaklık artışının nedeni olarak, Güneş aktivite çevrimlerindeki leke sayılarında kabaca görülen artışın gösterilmesi çok doğru olmayacaktır. Artan Güneş aktivite şiddetinin sonucu oluşan leke sayının, artacağı ve dolayısıyla da toplam Güneş ışınımının artacağı doğrudur ancak, yeryüzündeki karbon gazlarında da önemli artış söz konusudur.

11 yıllık leke çevrimiyle sıcaklık dalgalanmaları arasında ilişki arayan birçok çalışma vardır ve tüm bu çalışmalarda aşılması gereken en önemli engel, sanayi kaynaklı yapay ısınmanın katkısının arındırılmasıdır. Literatürdeki çalışmalarda bu etkinin arındırılmasında başta karbondioksit olmak üzere klora-flora-karbon gazları temel alınmaktadır [17]. Ancak bu gazlara ilişkin ölçüm ve kuramsal modeller sonucunda elde edilen veri, sıcaklıkta sürekli bir artış göstermektedir. Bu modeller yardımıyla bir arındırılma yapıldığında sıcaklılarda uzun zaman ölçekli bir dalgalanma kendini göstermektedir. Bu dalgalanma Güneş aktivitesinden kaynaklanabilir. Eğer böyle olsaydı, 1950'li yıllarda çevrim başına düşen leke sayısı çok yüksek olduğu için karbon ve diğer gazlar temel alınarak arındırılmış sıcaklıkta da bir artış olması beklenirdi. Ancak böyle bir artış söz konu değildir. Bir diğer nokta ise arındırılmamış sıcaklık verisine bakılırsa (Şekil 3.1), sıcaklık artışında iki büyük kırılma noktasının olduğu görülür. Bu kırılma noktaları, I. ve II. Dünya Savaşları'na karşılık gelmektedir. Bu savaşların önemi, tüm yeryüzünde sanayisel kalkınmanın kısa süreliğine durma aşamasına gelip sonra tekrar hızla artmasıdır.

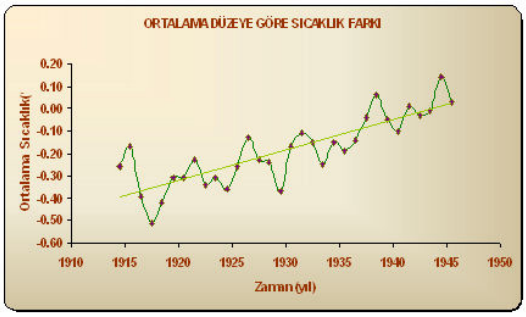
Dolayısıyla, sıcaklık ölçümlerinden yapay küresel ısınmanın arındırılması için sanayi etkisinin bir bütün olarak ele alınmaması çeşitli bölümlere ayrılarak ele alınması daha doğru olacaktır.



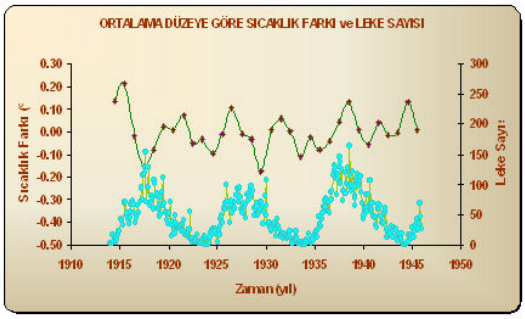
Şekil 3.5 (a) : *y = -0.0029x - 0.2884*



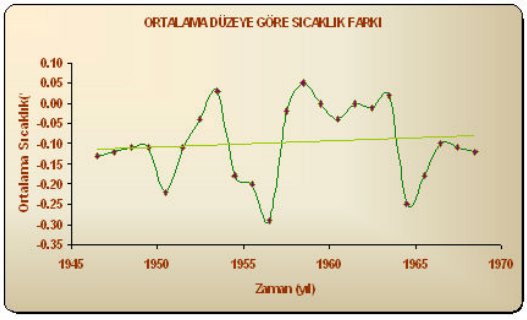
Şekil 3.5 (b) : *Arındırılmış sıcaklık farklarının leke sayısı ile karşılaştırılması.*



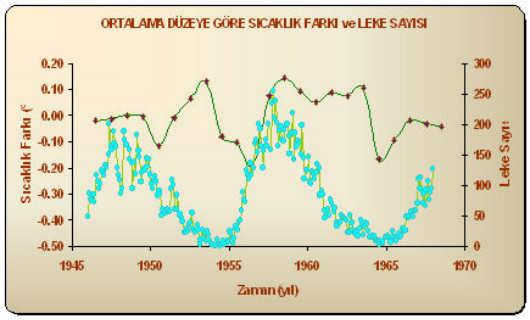
Şekil 3.5 (c) : *y = 0.0136x - 1.0024*



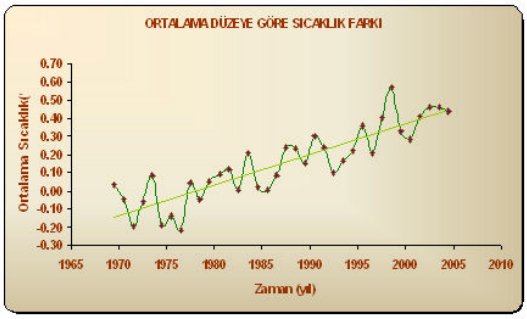
Şekil 3.5 (d) : *Arındırılmış sıcaklık farklarının leke sayısı ile karşılaştırılması.*



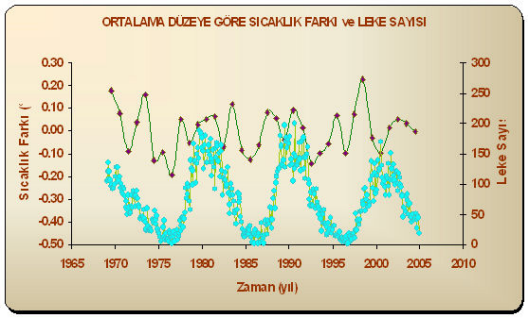
Şekil 3.5 (e) : *y = 0.0015x - 0.2271*



Şekil 3.5 (f) : *Arındırılmış sıcaklık farklarının leke sayısı ile karşılaştırılması.*



Şekil 3.5 (g) : *y = 0.0168x - 33.287*



Şekil 3.5 (h) : *Arındırılmış sıcaklık farklarının leke sayısı ile karşılaştırılması.*

Sıcaklık verisi bölümlere ayrılıp yapay ısınma arındırıldığında 11 yıllık leke çevriminin etkisinin, ortalama 11 yıllık süreçlerde sıcaklık artışı olarak yeryüzünü etkileyip etkilemediği incelendi. Şekil 3.5 (b, d, f, h)'den de görüleceği gibi 1870–2004 yılları arasında leke çevrimi ile sıcaklık arasında düzenli bir artış söz konusu değildir. 1878–1890 yılları arasına karşılık gelen leke çevrimi ile sıcaklık artışı eş yönlü olurken, bir sonraki çevrimlerde,

bu uyum bozulmakta ya da tamamen tersine dönmektedir. Benzer davranış küresel ortalamalarda görüldüğü gibi, 34 farklı gölgeye ait olan yerel ölçümlerde de kendini ortaya koymaktadır.

Sonuç olarak, Güneş aktivitesi nedeniyle değişen toplam Güneş ışınımı ve kozmik ışınlar yeryüzünde sıcaklıkları etkileyeceği doğrudur. Ancak bu etkinin boyutlarının ortaya konulabilmesi için öncelikle sanayi kaynaklı ısınmanın çok iyi belirlenip arındırılması şarttır.

Kaynaklar

[1] Haigh, J. D., Lockwood, M., Giampapa, M. S., 2004, "*The Sun, Solar Analogs and The Climate*", New York, Springer Berlin Heidelberg, P.110.
[2] Solanki, S. K., 2003, A&ARv. 11,153.)
[3] Berdyugina, S. V. and Usoskin, I. G., 2003, A&A, 11, 153.
[4] Schrijver, C. J., Zwaan, C., 2000, "*Solar and Stellar Magnetic Activity*", Cambridge University Press, P.137.
[5] www.solarphysics.kva.se
[6] Schrijver, C. J., Zwaan, C., 2000, "*Solar and Stellar Magnetic Activity*", Cambridge University Press, P.138.
[7] http://solarscience.msfc.nasa.gov/greenwch.shtml
[8] Haigh, J. D., Lockwood, M., Giampapa, M. S., 2004, "*The Sun, Solar Analogs and The Climate*", New York, Springer Berlin Heidelberg, P.310.
[9] Haigh, J. D., Lockwood, M., Giampapa, M. S., 2004, "*The Sun, Solar Analogs and The Climate*", New York, Springer Berlin Heidelberg, P.183.
[10] Lean, J. and Fröhlich, C., 1998, ASPC, 140, 281L.
[11] Beer, J., 2005, Mem.SAI, 76, 751.
[12] Kristjansson, J. E., Kristiansen, J., Kaas, E., 2004, AdSpR, 34, 407K.
[13] Krivova, N. A., and Solanki, S. K., 2003, Iscs.Symp., 275K.
[14] Haigh, J. D., Lockwood, M., Giampapa, M. S., 2004, "*The Sun, Solar Analogs and The Climate*", New York, Springer Berlin Heidelberg, P.311.
[15] http://www.met-office.gov.uk/research/hadleycentre/ CR_data/Monthly/HadCRUG.txt
[16] http://cdiac.ornl.gov/trends/co2/sio-mlo.htm
[17] Houghton, J., 2005, Rep. Prog. Phys., 68, 1343.

RADYO ASTRONOMİ VE ERCİYES ÜNİVERSİTESİ RADYO ASTRONOMİ GÖZLEMEVİ

Nazlı Derya DAĞTEKİN[1] , Sibel ÇALIK[1,] Nazlı EMANET[1] , İbrahim KÜÇÜK[1]

Özet

Gözlem araçlarının ve tekniklerinin gelişmesiyle, astronomik gözlemler elektromagnetik spektrumun her bölgesinde yapılmaktadır. Radyo astronomi, gök cisimlerinin radyo bölgesindeki ışımalarının radyo teleskoplar ile alınması, kaydedilmesi ve değerlendirilmesi ile yapılır.

Bu çalışmada, radyo astronomi hakkında bilgiler verilecek, radyo astronomik araçlar ve gözlem teknikleri anlatılacaktır. Ayrıca yapımına 1999 yılında başlanan Erciyes Üniversitesi Radyo Astronomi Gözlemevi, gözlemlerine 2006 yılı Temmuz ayında başlamış olup kalibrasyon amacıyla yapılan çalışmalardan elde edilen ilk veriler, kullanılan donanım ve yazılımlar ile birlikte gelişim öyküsü anlatılmıştır.

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039 Kayseri*

TARİH ÖNCESİ ÇAĞDA ATEŞTEN BİR KÜRE

Gaye DANIŞAN[1]

Özet

İçinde yaşadığımız tuhaf dünyayı anlamak için verilen mücadele çok eski zamanlara dayanmaktadır. İnsanoğlu varlığını sürdürebilmek için doğa ile uyum içinde yaşamak zorunda olduğunu anlayınca, doğanın işleyişini araştırmaya başladı. Bu araştırmalar bazı zamanlar dini inançların etkisinde kalsalar da bilimsel gözlemlerin gerçekleşmesine engel olamadılar. En verimli incelemeler ise gökyüzündeki olgulardı. Bu olgular, takvimlerin hazırlanması, zaman kavramının oluşturulması gibi önemli çalışmaların kaynağı olmuştu.
Tarih öncesi çağda, gökyüzü incelemelerinde en önemli yere sahip olan kaynaklardan biri Güneş'ti. Çünkü Güneş en dikkat çeken görüntüsüyle hep oradaydı. Ayrıca hareketleri kolayca takip edilebilen bir gökcismiydi. Bu sebeple hemen hemen tüm eski uygarlıklar Güneş'in hareketini inceleyip, düzenli kayıtlar tuttular. Bunun yanı sıra gündüzü geceye çeviren "Güneş Tutulması" nın eski uygarlıklar üzerinde etkisi büyüktü. Bu sebeple rahip astronomlar bu olayı önceden tahmin edebilmenin yollarını araştırdılar. Bunların hepsini bugün elde edilen belgelerden öğreniyoruz.
Bu araştırmada Güneş'in tarih öncesi toplumlardaki yeri ve Güneş tutulmaları ile ilgili kayıtlar yer almaktadır.

Anahtar Kelimeler: *Tarih öncesi çağ, eski uygarlıklar, Güneş, Güneş Tutulmaları*

Abstract

A given effort to understand the world living in depends on very early time. When human understood that adapting with nature was the unique essential condition to contribute their existence, they started to research nature procession. Although religious opinions affected these researches, they couldn't prevent to do scientific observations. The most efficient observation was the facts associated the sky which provided to form calendar and time concepts.
At prehistorical age, the Sun was one of the most important sources which had placed in sky observations. Because the Sun was there with its significant visial everytime. Also it was a sky matter that was following easily. Therefore all of the ancient cultures searched motion of the Sun and record them regulary. Especially "The Solar Eclipse" converting day into night influced on ancient cultures so much. Monk-astronomers searched fort he ways to find guessing it previously. Today, we learn all of them from historical records.
In this observation, there are informations about the place of Sun at ancient cultures and the records of the Sun Eclipse.

Keywords: *Prehistorical age, ancient cultures, Sun, Solar Eclipse*

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34452, Üniversite, İstanbul, Tel: (0212)440 00 00, Faks: (0212)440 03 70, gayedanisan@gmail.com*

1. Giriş

Tarih öncesi uygarlıklar yazının icadı ile bilgilerin nesilden nesile geçmesini sağladılar. Sümerlerde kil tabletler, Mısırlılar da papirüsler, Çinliler de kemikler ve daha niceleri… Bugün, bu büyük icat sayesinde tarih öncesi uygarlıklar dair bilgi edinebiliyoruz. Hakkında kayıt bulunan tüm eski uygarlıklarda, ortak nokta astronomi ile ilgilenmeleridir. Her ne kadar, o dönemler de astronomi ve daha pek çok bilimsel nitelikli çalışmaların, dinsel düşüncelerin gölgesinde kalmış gibi gözükse de bu Sümerler veya Mısırlılar gibi halkların doğal dünyaya ilişkin bilgi birikimi olmadığı sonucunu ortaya koymamaktadır.

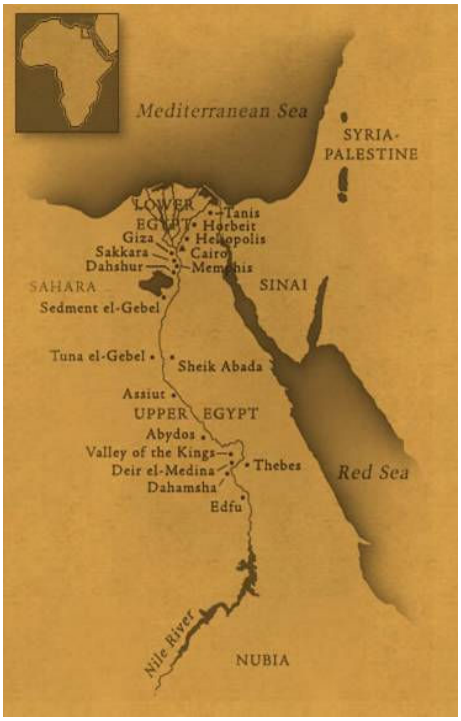
Astronomiye fazlasıyla önem veren tarih öncesi uygarlıklar için en önemli olgulardan birisi de Güneş'ti. Birçok uygarlıkta Güneş, tanrının gözü, hayatın var olması için en önemli kaynak kabul edilirdi. Durum böyle olunca, merak ettikleri tanrılarını daha yakın takibe aldılar, gözlemlediler, kayıtlar tuttular ve ilk bilimsel kaynakları (bilerek ya da bilmeyerek) oluşturdular. Güneş tutulmaları ise genel de korkuyla karşılandı. Kimi zaman bir canavarın Güneş'i yemesi ya da savaşması gibi yorumlanırken, kimi zamanda ülkenin hükümdarına tanrıdan gelen kötü bir işaret olarak yorumlanırdı. Durum böyle olunca, başlangıçta korkuyla karşılanan bu Güneş tutulmaları, daha sonraları yerini, eski uygarlıklar tarafından, Güneş tutulmaları kaydedilmeye ve gelecek de ki tutulmaları tahmin etme yöntemleri geliştirmeye bıraktı.

İşte tüm bunların ışığı altında araştırmam da tarih öncesi uygarlıklar ve onların Güneş ve Güneş tutulmaları ile ilgi çalışmaları yer almaktadır.

2. Gelişme

2.1. MISIR

Antik çağ Mısırlıları yerleşim alanlarını iki bölgeye ayırmışlardı: Yukarı Mısır ve Aşağı Mısır. Bu bölgeler firavunun taktığı iki taca göre yapılmıştı: Kırmızı Taç (Aşağı Mısır) ve Beyaz Taç (Yukarı Mısır). [1]



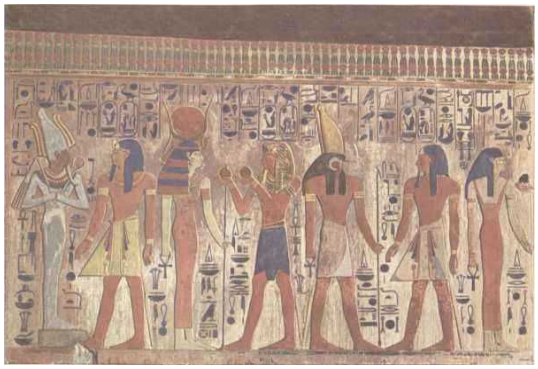
Şekil 1: Eski Mısır'ın yerleşim yerini gösteren harita

Tarih, Antik Mısır'da düzenli olarak kaydedilmemiştir. Özel olayların anlatımlarında sık sık tanrıların müdahalesinden bahsedilirken, diğer olayları keyfi tarihlendirme ve anlatımla ortaya koyma yolu seçilmiştir. Bunun sebeplerinin başında, dini anlatımlara çok önem vermeleri ve firavunların üstünlük merakı gelmektedir. Bunun yanı sıra tarih içerisinde bazı talihsizliklerde Mısır uygarlığına ait kayıtların yok olmasına neden olmuştur. Bunlardan biri Amon rahiplerinin eski tanrıları ortadan kaldıran heretik firavun Ahenaton'un hatırasını lekeleme bahanesiyle, ona ait bütün devlet kayıtlarını, her taş anıtı ve yontma kabartmalarını yok etmeleridir.[2] Diğer bir olay da İskenderun'daki "Büyük Kütüphane" Cleopatra ve Julius Sezar zamanında yanması ile M.S. 390 ve M.S. 640 'da Mısır dini literatür, matematik, makine ve astronomi hakkında 400.000 kitabın yok edilmesidir.[1] Bunlar maalesef insanlık tarihi açısından en büyük entelektüel felaket olmuştur. Tüm bu kayıplardan sonra bugün bizler, Antik Mısır Uygarlığı'nın astronomi bilgilerine, mezardaki resimlerden, çeşitli tapınak yazılarından ve elimize ulaşan sınırlı sayıdaki papirüs kayıtlarından ulaşıyoruz.

2.1.1. Mısır ve Güneş

Mısır dini Naturizim dinidir. Mısır imanında en önemli olay Güneş kavramıdır. Mısırlılar Güneş'in ilk doğduğu günü yaratan kabul ediyorlardı. Onlara göre bu ilah bitkileri, hayvanları ve insanları yaratmıştır. İlk yaratılan insanlar Ra'nın doğrudan çocuklarıdır. Firavun belgelerinde hep Tanrı'nın yanında resmedilir. Fakat Firavun tanrı değildir, Tanrı'nın dünyadaki temsilcisidir. Firavun hem Horus'u temsil eder hem de Güneş Tanrısı Ra'nın oğludur. Firavunun güneş özelliği, özellikle IV. Sülaleden başlayarak belirtilmiştir. V. Sülaleye ait Westcar papirüsünde, dönemin firavunlarının tanrısal özelliklerinin ve güneş ile ilgili yakınlıklarının fantastik bir versiyonu yansıtılır.

Şekil 2: Kral Aheneton ve karısı Nefertiti Güneş tanrısına dua ederken**,** Mısır Müzesi**,** Cairo



Şekil 3: Kral Seti, Osiris, İsis, Horus ve Nefis ile bereber resmedilmiş.

Güneş beşinci hanedanlık döneminde (yaklaşık M.Ö. 2750-2400) kendi zirve noktasına ulaşmıştır. Bu dönemde altı kral onu onurlandırmak için büyük tapınaklar inşa etmeye başlamışlardı. Ra tapınakları, güneşin doğuşunu öngörmek için gece saatlerinin ölçümünü daha kolay kılacak özel tasarımlara sahipti. Altı tapınağın ilki olan Kral Userkaf'ın tapınağı en parlak olarak Denab'ı içerecek şekilde bir yıldız dizisi ile birleşerek Ra'nın doğmasını sağlamıştır.

Şekil 4: Güneş tapınağının denetleyicisi, beşinci hanedanlık döneminden

Güneş'in hareketi de yine dini anlatımlarla ortaya çıkar. Mısır inancında gökyüzü tanrıçası Nut vücuduyla gökyüzünü kaplamakta, elleri ve kollarıyla yere dayanmaktadır. Nut'un gövdesini, Hava tanrısı Şu tutarak desteklemektedir. Nut'un başı ile kolları batıda, kalçaları ile bacakları doğudadır. Güneş her akşam Nut'un kollarından tırmanarak ağzından içeri girmekte, geceleri vücudunda hareket etmekte ve sabahleyin Nut'un vulvasından dışarı çıkarak yani doğarak ve bir böcek şeklinde başkalaşım geçirerek Nut'un bacaklarından aşağıya iner.[3]

Şekil 4: Mısırlıların evren tasviri; gökyüzü tanrıçası Nut, yeryüzü tanrısı Keb

2.1.2. Mısır'da Güneş Tutulmaları

Mısırlıların kayıtları bize Güneş Tutulmalarıyla ilgili elle tutulur bir bilgi bize sunmamaktadır. Fakat Yunanlı yazarlar notlarında Mısır'ın astronomi bilgilerine istisnasız büyük bir önemle yaklaşım gösterirler. Dış kaynaklar Mısırlıların tutulmalarla ilgili doğru bilgilere sahip olduğunu öne süren deliller sunmasına rağmen bizim Mısırlılardan buna dair doküman elde edememizin sebebi başlangıçta değindiğimiz kayıplara dayanmakta olabilir. Diodorus Siculus (M.S. 200), Eski Mısırlı astronomların Güneş tutulmaları tahminini üzerinde kesinlikle yeteneği olduğunu savunurken, Plutarch, Eski Mısırlıların Güneş tutulmalarını gün saatleri içinde Ay'ın Güneş ve Dünya arsına geçişi olarak açıkladıklarını

ifade eder. Bazı araştırmacılar bu kanıtı, M.Ö. dokuzuncu yüzyılda ve tekrar M.Ö. 610 da Mısır' da rapor edilmiş gerçek Güneş tutulması olarak yorumlamaktadır.

2.2. MEZOPOTAMYA

İki ırmak arasında kalan diyar anlamına gelen Mezopotamya, Dicle ile Fırat arasında düz alüvyonlu bölgedir. Konumuzun büyük bir kısmını kaplayacak olan Sümer, Babil ve sonrasında Kaldeliler Bağdat'tan Basra Körfezi'ne uzanan Güney kısmında yer alır. Mezopotamya'da yaşamış ve adını şu zamana kadar duyurmayı başarmış topluluklar olan Sümerler, Babiller ve Kaldeliler hakkındaki bilgileri kazı çalışmalarında bulunmuş çivi tabletlere ve mühürlere borçluyuz. [2]

Şekil 5: Mezopotamya' nın yerleşim yerini gösteren harita

Çalışmalar o dönemin din adamları, yani rahipler tarafından yapılmaktaydı. Bir şekilde bu rahip astronomlar tanrılarla bağlantı kurabilmek için bir aracı olarak halka kendilerini kabul ettirmişlerdi ve sonuçta önemli kişiler olmuşlardı. Özellikle Kaldeliler döneminde yapılan astronomik çalışmalar rahip astronomlar tarafından yapılmaktaydı.

Mezopotamya o dönemin pek çok antik uygarlığı gibi çok tanrılı bir din inanışına hâkimdi. Gökyüzü tanrısı ayrıydı, Güneş tanrısı ayrıydı. Bu durum farkında olmadan astronominin gelişimini sağladı. Korku ve merakları, tanrılarla işbirliği içinde yaşama arzuları onları daha çok gözlem yapmaya teşvik etti. Bunun devamı olarak kâhin sayısı arttı ve toplumun en saygın kişileri haline geldiler. Herkes onlara başvururdu. Bu sebeple kâhinler kehanetlerde bulunurken birçok teknik kullandı. Bu tekniklerin arasında göksel kehanetlerde bulunurken birçok teknik kullandılar. Bu tekniklerin arasında göksel kehanetlerde bulunuyordu. Bu kâhinlik kavramı içinde astroloji ve Eski Babil döneminden ilkel bazı astronomik kehanetlerin olduğu tablet ve mühürlerden bilinir. Ama asıl bilimsel görüşe yönelik çalışmalar, 1.binyılda gerçekleşmiştir. Bununla ilgili bulunan 23 tablet sadece Ay gözlemlerine aittir. Bunun sonucu olarak da ülkenin dört bir yanına gözlemevleri yayılmıştı.

Ninova arşivlerinden elde edilen Ninova raporları sayesinde astronomi uzmanları sarayda ne kadar etkili olduğu anlaşılabilmektedir.

2.2.1. Mezopotamya ve Güneş

Mezopotamya‘ daki ilk mitoslarda Ay tanrısı, Güneş tanrısı “Utu”dan önce gelir. Hatta bazı mitoslarda Ay tanrısı Nana ve eşi Ningal, Güneş tanrısının ana ve babası olarak geçer.
Sümerlerin gece-gündüz ve doğuş-batış ile ilgili mitoslardan bazı örnekleri şöyledir:

> “Ey Utu, ülkenin çobanı, kara-kafalı (Sümerliler) halkların babası,
> Sen yattığın zaman, insanlar da yatar,
> Ey yiğit Utu, sen kalktığın zaman, insanlarda kalkar”[4]

> “Gün ağarırken, ufuk çizgisi yarılırken…
> Utu ganunu’sundan çıkarken,” [4]

> “Başını anası Ningal’in göğsüne doğru uzatmış gidiyor Utu” [4]

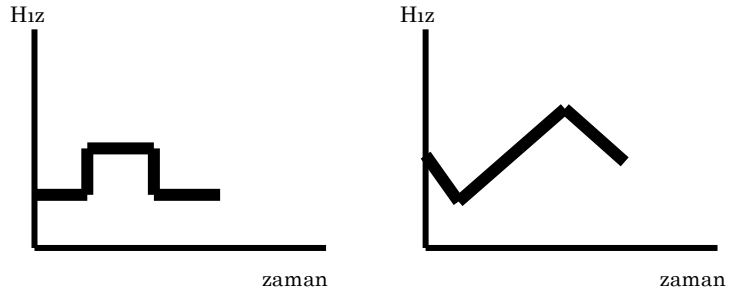
Şekil 6: Güneş tanrısı Utu

Şekil 7 : Güneş tanrısı Utu kil tablette ışınlarıyla birlikte resmedilmiş

Onlar, Güneş’ in gündüzleri gökyüzünde, geceleri ise Yer’in altında hareket ettiğini kabul etmişlerdi. Daha sonraları Ay’ın farklı şekillerle kendini gösterdiğini gözlemleyen Mezopotamyalılar, Ay’ın ve Güneş’in konumu arasında ilişkiler kurmuşlar ve böylece Ay’ın parlaklığının Güneş ışığının yansımasından kaynaklandığını keşfetmişler.[2]

Kaldeliler zamanında gezegenlerin gelecekteki hareketleri hakkında kehanette bulunabilmek ve bunları önceden haber verebilmek için bazı yollar aramışlar ve sonunda geçmişteki hareketlerinden faydalanarak gelecekte bu yolları tahmin edebileceklerini düşünmüşlerdir. Buna dayanarak cetveller hazırlamışlardır.[5] Aritmetiğe dayalı bu cetveller gezegenlerin gökyüzünde değişen hızlarının grafiğe dökülmesiyle yapılmıştı. İşte aynı metodu Güneş için de kullandılar. Ortaya çıkışı ile kayboluşu arasında geçen süreyi inceleyip bunla ilgili periyotlar belirlemişlerdir. Önce Güneş’in kışın hızlı, yazın yavaş hareket ettiğine yönelik bir düşünce ile hareket ettiler. Daha sonra bu çalışmaların gelişmesiyle Güneş’in hızının kademe kademe arttığını ve azaldığını fark ederek zig zag şeklinde grafikler oluşturdular. Bu grafik:

- Güneş'in gökte doğuş ve batış arasında geçen süreyi matematiksel ve kinematik modeller içinde incelenmesini
- Yılın belli zamanlarında gece ve gündüzün uzunluklarının hesaplanmasını
- Güneş'in yıllık hareketinde tutulma düzlemi boyunca gösterdiği hız değişmelerini
- Mevsim uzunlukları arasındaki farkı ortaya koyan bir çalışma olmuştur.



Şekil 8: Soldaki grafik, Kaldelilerin ilk kabul ettiği grafik oluyor. Zamanla Güneş'in hızının değiştiğini gördükten sonra sağdaki grafiği kullanmaya başladılar.

2.2.2. Mezopotamya'da Güneş Tutulmaları

Mezopotamyalıların, Güneş ve Ay tutulmalarını, uzunca bir süre büyük bir merakla izleyip kaydettiklerini elde ettiğimiz belgelerden söyleyebiliyoruz. Sümerliler zamanından itibaren uzun zamanlar türlü listeler ve sınıflandırmalarla karşımıza çıkmakta olan Mezopotamyalılar tutulmalara ait listelere önem vermişler ve diğer eski uygarlıklar gibi gelecekte olabilecek tutulmalar ile ilgili tahminler yürütmeye çalışmışlardı.

En erken Güneş Tutulmasına ait kayıt M.Ö. 3 Mayıs 1375'te gerçekleşmişti. Bunundan sonra, M.Ö. 1223'te ve M.Ö. 31 Temmuz 1068'e ait "gün geceye döndü " şeklinde tanımlanan kayıtlar mevcuttur. Bunun yanı sıra M.Ö.763'te Babiller Güneş tutulmasını gözlemleyip kaydetmişlerdi. Özellikle Nabonassar döneminde kayıtlar tam ve sistematik olarak tutulmaya başladığından, bu tarihten sonra astronomik gözlemlerin daha doğru tutulmaya başlandığı gözlenmektedir.[6]

Ord. Prof. Dr. Aydın Sayılı kitabında Mezopotamya kayıtları ile ilgili şu bilgileri bize sunmaktadır: "Van der Waerden'in işaret ettiği R.C. Thompson tarafından British Müzesi tabletlerinden derlenerek yayımlanmıştır. Bu tahminlerden ikisi Güneş tutulmasıyla ilgilidir. Birkaçı da Ay veya Güneş tutulmasıdır. Ancak bu tam olarak anlaşılmamaktadır". Yine aynı kitapta Sayın Aydın Sayılı bir fikir olması amacıyla şöyle bir metni bizlere sunuyor:

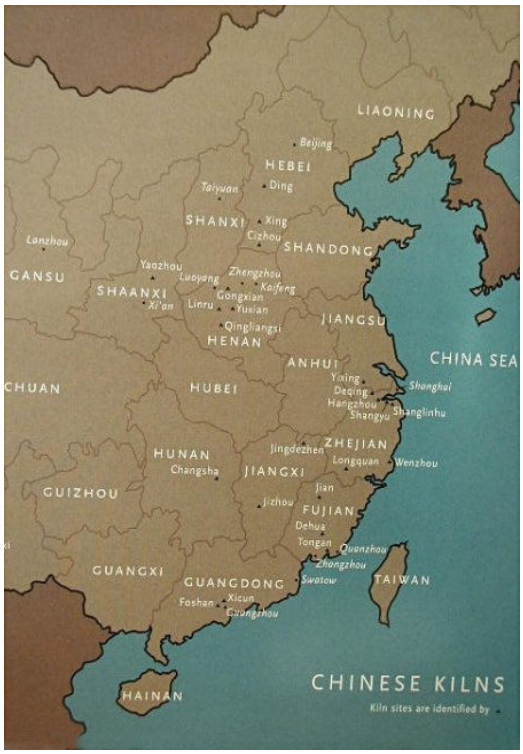
"Ülkelerin Hükümdarı Efendime. Hizmetkârım Bil-usur(?). Efendim Hükümdarıma Bel, Naho ve Şamaş lütufkâr olsunlar. Bir tutulma olmuş fakat Asur'da görülmemiştir. Bu tutulma, Hükümdarın ikamet etmekte olduğu Asur şehrini geçmiştir. Hava her yerde bulutlu olduğundan, tutulmanın vuku bulup bulmadığını bilmemekteyiz. Kralların Efendisi Asur'a, bütün şehirlere, Babil'e, Nippur'a, Erek'e ve Borsippa'ya adamlar göndersin. Oralarda müşahede edilmiş olan şeyleri böylece Hükümdarım kesinlikle öğrenecektir. İşaretler *(omen)(?)…*tutulma için işaretlcr *Adar* ve Nisan'da vuku bulmuştur. Tutulma için bir nambulli töreni yapılması bakımından bütün bu tafsilatı Efendim Hükümdarıma gönderiyorum. Hükümdarım gerekli şekilde hareket edilmesi hususunu ihmal etmesin. Hükümdarımın ikamet etmekte olduğu şehrin semalarını ulu tanrılar karartmış olup tutulmayı göstermemektedirler. Bu sebeple, Hükümdarım bu tutulmanın Hükümdara ya da onun yurduna karşı yöneltilmemiş olduğu hususunda bilgi edinsin. Hükümdarım sevinsin" [5]

Bu metinde tam olarak Ay tutulması mı yoksa Güneş tutulması mı olduğu belli değildir. Fakat Adar ve Nissan ayları ifade etmekte olduğundan zamanını belirttikleri ve

"omen" kelimesiyle bir fal veya fala dayandırılan bir olay söz konusu olduğu gözükmektedir. Sonuç itibariyle Mezopotamyalılar Güneş tutulmalarıyla ilgili başlangıçta belki yanılarak ama sonraları milattan önce sekizinci yüzyıldan itibaren Güneş ve Ay muntazam şekilde rasat etmiş oldukları ve rasat sonuçlarını kaydettikleri kesinlikle bilinmektedir.

2.3. ÇİN

Çin'in kuzeyinde Moğalistan ve Gobi Çölü, güneyinde Çin Denizi, batıda Tiyenşan Dağları ve Tibet Platosu vardır ve doğusu da Büyük Okyanus'a bakar.[2]



Şekil 9 : Çin'in yerleşim yerini gösteren harita

Çinlilerde astronominin yüzyıllar boyunca devlet işi olarak yapılması, Eski Çin astronomisinin çalışmalarında dünyadaki en uzun aralıksız gökbilimsel kayıtları oluşturmasına yaramıştır.

Bize astronomi hakkında bilgi edinmemizi sağlayan kaynakların en ilginci "Kehanet kemikleri"dir. "Kehanet kemikleri" bir rastlantı sonucu keşfedilmiştir.[2] Şanğ (Shang) sülalesi dönemine (M.Ö. 1520–1030) ışık tutar. Anyanğ bölgesindeki çiftçiler 19.yüzyıl sonlarına doğru buldukları garip kemikleri, ejderha kemiği olarak eczanelere satmışlar ve eczacılarda bu kemikleri toz haline getirip ilaç yapmışlar. Daha sonra Çinli bilim adamları bölgeyi ziyaret etmişler, kemikleri incelemişler ve üzerinde yazılar olduğunu keşfetmişler. Bu kemikler, Çin tarihinin ilk safhalarını aydınlatmada büyük önem taşırlar. Bunun yanı sıra Confucius'un Chi-King (Şiirler kitabı) adlı kitabında M.Ö. 776 yılına ait Güneş tutulmalarından bahsedilmektedir.

Şekil 10: Kahin kemiğine bir örnek

2.3.1. Çin ve Güneş

Astronomi Çin'de devlet işi olarak görüldüğünden, yapılan pek çok gözlemler gibi Güneş gözlemleri de dini etkilerden uzak daha gerçeğe dayalı gerçekleşmiştir. Onlar Güneş lekelerini gözlemlediler. Güneş lekelerine ait en eski kayıt milattan önce dördüncü yüzyıla dayanmaktadır. Bu gözlem Kan Te tarafından yapılmıştır. Kan Te Güneş lekelerinin merkezden dışa doğru yayılan kararmalar olduğunu düşünmüştür. Bu yanlış olsa da Güneş lekelerini algılayabilmesi astronomi bilimi açısından oldukça önemlidir. M.Ö.28 ile M.S. 1628 arasında Çin tarihinde 112 Güneş lekesi örneği kaydedilmiştir. Bu kayıtların çağdaş gökbilimciler açısından önemi oldukça büyüktür ve Japon gökbilimci Shigeru Kandoc uygun kayıtları analiz ederek 975 yıllık bir Güneş lekesi saptamıştır. [2]

Bunun yanı sıra Çinliler mevsimlerle uyumlu bir takvim yaparken Güneş'in pozisyonunu belirlemek için takımyıldızlarını kullanmışlardı. Bu yöntem Güneş'in tam karşısındaki takımyıldızların gözlenmesiyle gerçekleşti ve sonuç olarak Güneş yılını 365,25 gün buldular. Güneş yılını kış solstisinde başlattılar.

2.3.2. Çin'de Güneş Tutulmaları

Çinliler tutulmaları tanımlarken "shih" yani "yemek" sözcüğünü kullanırlardı. Onlar ejderhanın Güneş'i yediğine inanırlardı. Güneş tutulması sırasında ejderhayı korkutup kaçırmak ve gün ışığını geri getirmek için okçular gökyüzüne oklar fırlatırlar ve davulcular davullarına vurarak ses çıkarırlardı. Öyle ki kraliyete bağlı iki astronom Hsi ve Ho, Güneş tutulması hakkında yanılmaları onların başlarına mal olmuştu (M.Ö. 2300).[33] Çünkü Tam Güneş tutulması gözlemleri imparatorun başarıları ve sağlığı gibi konularda geleceğe dair tahminler için önemli kaynak oluşturuyordu. Astronomlar da bu olayın oluşum durumunu belirlemekle görevliydiler. Görülen o ki bu iki astronom görevlerini layığıyla yerine getirememişlerdi.

M.Ö. 1600 – 1050 yıllarına ait kâhin kemiklerinde Güneş tutulmasına ait referanslar bulunmaktadır. Her ne kadar bu tutulma kayıtları kusurlu olsa da gözlem ve tecrübe açısından bize bir dayanak sağlamaktadır. Bir kayıtta şu denir: " Güneş karardı gün geceye döndü, bu iyi mi?" [34]

M.Ö. 1050 – 221 ve ilerisi Çin tutulma gözlemleri, dönemin astronomlarının bazılarının doğanın oluşturduğu doğaüstü olaylar olarak kabul etmeye başladıkları gözlenir. Çinlilerin Shih-Ching adlı eski bir edebi eserinde bir güneş tutulmasından söz edilmektedir. Yapılan çalışmalar bu belgenin yaklaşık M.Ö. 776 yıllarına denk geldiğini göstermektedir. Ancak ilginç olan, bu tarihte gerçekleşen Güneş tutulması, Çin'in bu edebi eserinde bahsettiği gibi buradan gözükememesidir. Yani bu onların Güneş tutulmasını önceden tahmin

edebildiklerini ancak coğrafi pozisyonu hesaba katamadıklarını gösteren bir işaret olabilir. Chou hanedanından Ch'un-Ch'iu (M.Ö. 720 başı) içinde 36 Güneş tutulma gözlemleri kayıtlıdır. M.Ö.444'den bir örnek:" Güneş karardı. O gün içinde karanlık oldu ve yıldızlar gözüktü" [34]

Yaklaşık M.Ö. 20'ye ait dokumanlar Çinlilerin tutulma sebeplerini anladıklarını gösteriyor.

2.4. MAYA

Mayalar Mezoamerika'nın büyük bir kısmını kaplamaktadır. Mezoamerika'nın Güneydoğu sınırları, Karayipler ve Pasifik arasında kalan ve bugünkü Hondorus'la El Salvador'u da içeren alnı kapsıyordu.[7] Kuzeyde Meksika yerli tarımının sınırlarıyla yaklaşık olarak çakışıyordu. Bugün Mayalara ait astronomi bilgilerini kodekslerden ve onların yaratım kitabı olan "Popol Vuh" tan alıyoruz.[8]

UNITED STATES OF AMERICA
MEXICO
Gulf of Mexico
Pacific Ocean
Caribbean Sea
Aztec Empire and Neighbouring States
Northern and southern extents of Mesoamerican cultures
Yucatán Peninsula
LOWLAND MAYA
HIGHLAND MAYA
BELIZE
HONDURAS
GUATEMALA
EL SALVADOR
NICARAGUA
Guatemala City
San Salvador
Tegucigalpa
Managua
Belmopan
Basin of Mexico
TOLTECS
TEOTIHUACANOS
AZTECS
TOTONACS
TARASCANS
TLAHUICAS
HUASTECS
TLAXCALLAN/ TLAXCALTECANS
CHICHIMECS
OTOMÍ
MIXTECS
QUICHÉ STATE
MAYA STATES
Tenochtitlán
Tlatelolco
Texcoco
Teotihuacán
Tenayuca
Xochimilco
Chalcatzingo
Tres Zapotes
Cempoala
El Tajín
Palenque
Yaxchilán
Tikal
Copán
Quiriguá
Uxmal
Chichén Itzá
Tulum
Mayapán
Dzibilchaltún
Chamayel
Puuc
Kaminaljuyu
Iximché
Utatlán
Mixco Viejo
Zaculeu
Huehuetenango
Totonicapán
Quetzaltenango
Santa Ana
Izalco
Lake Izabal
Río Grande
Río Motagua
Río Usumacinta
Río Grijalva
Río Balsas
Río Lempa
Río Coatzacoalcos
Río Papaloapan
Río Pánuco
Río Ulúa
Río Chamelecón
Río Sarstún
Río Hondo
Río Belize
Río Nuevo
Río Candelaria
Río Champotón
Río Tonalá
Río Coatán
Río Suchiate
Río Paz
Río Goascorán
Río Negro
Río Choluteca
Río Coco
Río San Juan
Río Escondido
Río Grande de Matagalpa
Río Tuma
Río Prinzapolka
Río Wawa
Río Patuca
Río Aguán

görüşlerinde yer alan dünya canavarının Güneş'i tüketmesi ve yerin altına doğru hareket etmesi olarak açıklanır.[26]

The Encyclopedia of The World Mythology kitabında Mayaların ilk şafağı adındaki hikâyesi şöyle anlatılmaktadır: Quiche Maya, Güneş'in, Ay'ın ve yıldızların hareketlerini, astronomi ve efsaneler yönünden incelemek için ilk olarak şafağı hesaplamıştır. İlk insanlar dört farklı Quiche neslinin ilk kurucularıdır. Quiche'ler Venüs'ü keşfettiklerinde ve Güneş'in şafakta aldığı gül şeklini gördüklerinde çok sevinmişlerdi (Onlar için Güneş ve Venüs ikiz kardeş olarak kabul edilirdi). Onlar şafak vaktine doğru üç çeşit değerli kopal tütsüsünü Güneş'in doğuş yönü olan doğuya doğru koyar ve yakarlardı. Duman gökyüzüne doğru kıvrıla kıvrıla yükselirken onlar yakında doğacak şafak için sevinç gözyaşları dökmeye başlarlardı. Güneş ufukta belirdiği anda, dünyanın tüm hayvanları dağların tepelerinde toplanır ve doğuya gözlerini dikerlerdi. İlk olarak papağanlar çığırmaya başlar; ardından kartallar, akbabalar, pumalar… Güneş'in ilk ışıklarının görülmesi ile birlikte Quiche kuru toprağa, hayvanlar ise taşa bakmaya başlarlardı. Quiche der ki, "eğer çıngıraklı yılanlar, pumalar ve jaguarlar Güneş'in ısısından etkilenmezse, o gün insanlar yırtıcı hayvanlar tarafından zarar görmeyecektir". Ve Güneş'in yükselmesi ile onun gölgesi ilk yere düştüğü anda parlak disk gökyüzünde yükselir.[9]

Şekil 14: Maya Güneş tanrısı Knich Ahaw heykeli British Müzesinde

Mayalar tropik enlemlerde olduklarından Güneş yılda iki defa öğle vakti tam olarak tepedeki konumuna ulaşır. Zirve noktası gözlemleri olarak adlandırabileceğimiz bu durum tropik bölgelere özgü bir özellik olduğundan, tüm gelmiş geçmiş Mezoamerika uygarlıklarında Güneş önemli bir yer tutmuştu. Onlar için Güneş zamanın ve uzayın hükmedicisi olarak kabul ediliyordu.

Bu durumun etkileri mimari alanında etkilerini gösterir. Erken dönem mimari kompleksler Güneş'in yatay konumunun zirve noktası olduğu şekilde yapmaktaydı. Gökbilimciler tapınaklarda ve piramitlerde güneşin doğmasını ve batmasını ve diğer göksel yapıları izleyebilmek için sabit yerleşim noktaları kullanmışlardı. Onlar binaları üzerine teraslar ve surlar inşa ederek Güneş'e dair olayları işaretlemişlerdir. Buna örnek olarak, Mayaların yerleşim yerlerinden biri olan Chichén Itza' yı gösterebiliriz. Bugün bile bol ziyaretçisinin olan bu yerin ayrı bir özelliği vardır. Burada yer alan Kukulcan Piramidi, her ilkbahar ekinoksunda (21 Mart) çok ilginç bir görüntüye ev sahipliği yapar. Güneş, kuzey

basamaklarının üzerinde bir yılan gölgesi ile karşımıza çıkar. Basamakların alt kısmında kayaya oyulmuş bir yılan başı motifi vardır.[10] Bu gölge ile birleşince baş aşağı duran yılan görüntüsünü tamamlamaktadır. Bu yılan motifi Mayaların birçok mitolojisinde ve simgelerinde yer almaktadır.

Şekil 15: Kukulcan piramidi, Chichén Itza

Şekil 16: Kukulcan piramidi'nin basamaklarındaki yılanbaşı motifi

2.4.2. Maya ve Güneş Tutulmaları

Maya kültüründe Güneş tutulması Güneş'i ısıran bir yılanla tasvir edilir. Onlar hamile kadınlara Güneş tutulmaları esnasında çocuklarının sakat doğurmalarına neden olur diye baktırmazlardı.

Mayalar tutulmaları önceden tahmin edebilecek yöntemler geliştirmişlerdi. Onların Güneş tutulmalarıyla ilgili tahminleri ve hesapları o kadar hassastı ki araştırmacılar ister istemez bu dakik sonuçlara ulaşmak için asırlarca gözlem yapıldığını düşünmektedir. Dresden Kodeksi'nin yedi sayfasında tutulum tabloları yer almaktadır. Bu tutulumun tablolarında Ay ve Güneş tutulmalarının düğümünün (Ay yörüngesinin Güneş'in görünen yörüngesini kestiği dönem) ne zaman gerçekleştiği belirtilmektedir. Bu ilginç tablo Maya uzmanları ve astronomlarca oldukça ilgi görmektedir. Güneş tutulmalarını önceden haber verme özelliği özel Ay devreleri, 405 kavuşum ayını yani 11.960 günlük döngüyü kapsar.[7]

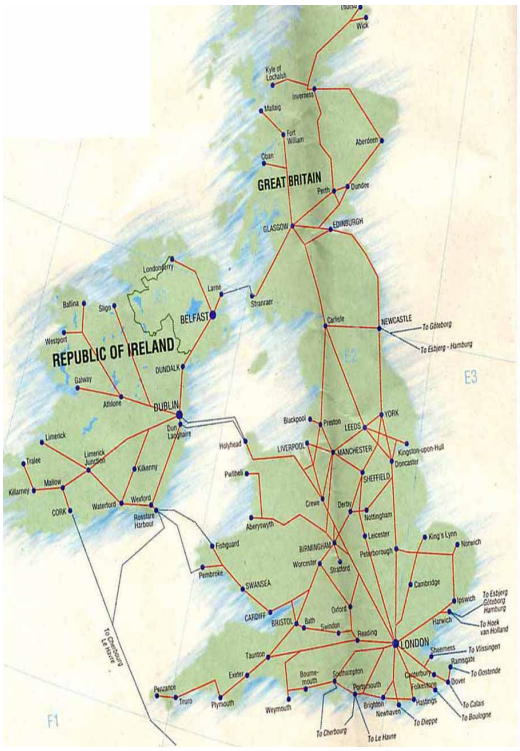
$$405 \text{ Kavuşum ayı} = 405*(29{,}53020) = 11.960$$

Bu formül aynı zamanda Mayaların dini ayinleri ile gökcisimlerinin hareketleri arasında eşgüdüm sağladığından onlar için oldukça önemliydi.
Bunun yanı sıra Mayaların klasik dönem de geliştirdikleri Venüs takvimlerinde Güneş tutulmalarına ait uyarılar bulunur. Bu uyarılar 21.yy da halen işlevini görmektedir.

2.5. Eski Avrupa Megalitleri

Eski Avrupa, Megalit yapılarıyla ön plana çıkmaktadır. Bunlardan biri, M.Ö. 3200 yıllarına ait İrlanda Dublin'de yer alan megalit yapı Newgrange, bir anıt mezardır. Dışı günışığında pırıl pırıl parlayan beyaz quartz taşıyla kaplıdır. İçteki dairesi kışdönümünde doğan Güneş ile aynı hizadadır. 23 Eylül'de yani kışdönüm noktasında Güneş ışığı Newgrange mezarının odasına düşer. Daha sonra koridorlardan dev taşlara yansıyarak ilerler

ve en son arka duvara ulaşarak mükemmel bir ışık oyunu ile bize gösteri yapar. Burada dikkat çeken en ilginç özellikler ışığın küçük bir delikten geçmesini ve ışığın yansıma yoluyla bütün odaları aydınlatmasını nasıl akıl etmişlerdi? Bunun için hassas bir açı hesabı ve fizik bilgisine ihtiyaç vardı. Belki teori belki de tecrübe sayesinde elde edilen bu görüntü gerçekten ilginçtir.



Şekil 18: İrlanda-Dublin ve İngiltere- Wiltshire

Şekil 17: Newgrange, İrlanda- Dublin

Şekil 19: Newgrange 'deki kış gündönümünde oluşan ışık görüntüsü

Başka bir örnekte M.Ö. 2800 yıllarında inşa edilmiş İngiltere, Wiltshire 'da yapılmış Stonehenge'tir. Yüksekliği 9 metreye ulaşan ve 50 ton ağırlığındaki taşlar birbiri üzerine dikkatle dikilmesiyle oluşturulan bu yapı üzerine kesin yorumlar yapmak güçtür. Çünkü belli birkaç işaret dışında bize bırakılan ipucu sadece yapının sağladığı görüntüdür. Öne sürülen fikirlerin geneli, Stonehenge yapısının; duruid tapınağı, dev bir takvim veya Güneş ve Ay tutulmalarını haber veren bir yapı olması yönündedir. Şimdi bu varsayımlara neden olan deliller üzerinde duralım.[2]

Stonehenge ve benzeri taş yapıtların gözüktüğü bu bölgelerde, Güneş ve Ay ufuktan çabuk batmaz ve doğmaz. Doğuş ve batış sırasında görünür yörüngelerinin daha eğik olmasına bir de çalkantılı hava koşulları ve diğer faktörler eklenince ufukta görünme ve kaybolma zamanlarını belirlemek zor olmuştur. Bunun çözümü taş halka olabilirdi.

Bunun yanı sıra halka yapının içinde bulunan gözlemci için "topuk taşı" Güneş'in yaz gündönümündeki doğuş noktasını işaret eder. Ayrıca diğer taşların göreli konumları Güneş ve Ay'ın senenin değişik zamanlarındaki doğuş ve batışlarını belirlemek için kullanılabilmekteydi. Bunun dışında bazı gelişmiş teorilere göre Ay hareketleri, Güneş ve Ay tutulmaları hakkında gözlemler yapabilmesine imkân verir. Profesör Gerald Hawkins'e göre Stonehenge halkasını meydana getiren taşlar topluluğu kesin bir astronomi aracı olmuş ve milattan 200 yıl önce Güneş ve Ay tutulmalarının hesaplanmasını sağlamıştı.[28]

Şekil 20: Stonhenge, İngiltere Wiltshire

Şekil 21: Stonhenge, Topuk Taşı

2.5.1. Tropik Stonehenge

Yakın bir tarihte, Brezilya'da Amazon ormanlarının derinliklerinde bir tepede kırık dökük granit bloklara rastlandı. Arkeologlar bu yapıları Stonhenge' e benzettiklerinden adına "Tropik Stonhenge" koydular. Çapı 30 metre olan daire taşların yüksekliği 3 metreyi bulmaktadır. 127 bloktan oluşan bu taşlar geometrik aralıklarla dikilmiştir. Daha tam olarak bir karara varılamayan bu Tropikal Stonehenge için arkeologlar gölgeleri yılın en kısa günü 21 Aralıkta birbirini kapatacak şekilde yerleştirildiğini ve eğer böyle ise 21 Aralık'ın yılın en kısa günü olduğunu bildiklerini düşünüyorlar. Eğer durum böyleyse Latin Amerika yerlilerinin astronomi konusunda ilerlemiş olduklarını ve 21 Aralık'ın en kısa gün olduğunu biliyor olduklarını söyleyebiliriz.

Şekil 22: Tropik Stonehenge'e ait kalıntılar

3. Sonuç

İlk uygarlıların Güneş'i yaşamasal bir kaynak olarak kabul ettikleri görülmektedir. Dolayısıyla Güneş'in yeri her zaman onlar için önemli olmuştur. Yaşamsal alışkanlıkları ve inançlarına olan bağlılıkları Güneş'e karşı yaklaşımlarını etkilemiştir. Mısır'daki üstünlük ve

ihtişam merakı ve rahip astronomların ruhlar âlemindeki alakaların fazla olması ve kayıt tutmalarındaki düzensizlikleri Güneş ile alakalı daha dinsel açıklamalarla karşımıza çıkmasına sebep olmaktadır. Diğer yandan Mezopotamya olduğu konum açısından birçok uygarlığın elde edilmek istenen yeri olmuştur. Ama buna rağmen, matematik ile bağdaştırdıkları Güneş'e ve diğer gökcisimlerine ait grafikler oldukça önemlidir. Bu grafikler bilimsel çabaların bir işaretidir. Aynı şekilde, Çin'de astronomi çalışmaları, devlet işi olarak görüldüğünden, oldukça önemli aşamalar gerçekleşmiştir. Bunlardan biri de Güneş lekelerini o dönemde fark etmeleri ve kaydetmeleridir. Bunun dışında Mayaların ilkbahar ekinoksunda gerçekleşen gölge oyununu sağlayan bir yapı inşa etmeleri, Stonehenge'de kuzeydoğudaki topuk taşının üstünden yazgündönümünde Güneş'in doğması ve Newgrange'da kışgündönümünde meydana gelen ışık oyunu gibi heyecanlandırıcı çalışmalar, muhtemelen ince hesaplara ve büyük tecrübelere dayanıyor olmalıdır.

Bir diğer durumda Güneş Tutulmalarında ortaya çıkmaktadır. O dönemlerde tutulmaların her zaman kötü karşılandığını ve insanların tanrılarını kurtarmak için türlü çabalar gösterdiklerini gördük. Ancak bu onların gerilemelerine değil ilerlemelerine neden olmuştur. Tutulmaları önceden tahmin edebilmek için yöntemler geliştirme yolunda dikkate değer bir yaratıcılık göstermişlerdir.

Unutulmamalıdır ki tecrübeye dayalı bu çalışmaların hepsi uzun aşamalar sonucu oluşmuştur.

Kaynaklar

[1] Desplacqus,S., (2006), *"Antik Mısır"* , Ankara, Dost Kitabevi Yayınları,11, 12 , 7-30

[2] Ronan, C.A., (2003), *"Bilim Tarihi: Dünya Kültürlerinde Bilimin Tarihi ve Gelişmesi"*, Ankara, Tübitak,7-63, 29,138, 141,169-183

[3] Champdor, A, (2000), *"Mısır'ın Ölüler Kitabı*", İstanbul, Ruh ve Madde Yayıncılık ve Sağlık Hizmetleri A.Ş. 6-22

[4] Kramer, S.N., (2001), *"Sümer Mitolojisi"*, İstanbul, Kabalcı Yayınevi, 87,

[5] Sayılı, A., (1982), *"Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp"*, Ankara, Türk Tarihi Kurumu Basımevi, 354,399, 342-407

[6] Oates, J.O., (1986), *"Babil"*, Ankara, Arkadaş Yayınevi,119, 198-200

[7] Coe, M.D., (1999), *"Mayalar"*, Ankara, Arkadaş Yayınevi, 11-13, 200,214, 215, 199-217

[8] Krickeberg, W., (1997), *"İnka ve Maya Efsaneleri"*, İstanbul, Okyanus Yayıncılık ve Yapımcılık LTD. ŞTİ., 21-163

[9] Loren, A., Birrell, A. M., Boord, M., Bruce- Mitford, M., Clayton, P. A., Dunning, R., Grayson, J. H., Gunson, N., Hodge, S., Leick, G., Morsles, H., Nuttall, M., Prime, R., Riordan , J., Saunders, N. J., Scheub, H., Wannel, B., Weiner, J., (2002), *"The Encyclopedia of World Mythology"*, Warminster, Parragon, 293

[10] Jenkins, J.M., (2005), *"Maya Evrenbilimi: M.S. 2012 Dünya'nın Sonu mu Yoksa Yeni Bir Başlangıç mı?"*, İstanbul, Klan Yayınları, 92-94,71-124

[11] Bottéro, J., (2003), *"Mezopotamya"*, Ankara, Dost Kitabevi Yayınları

[12] Gündüz, Altay, (2002), *"Mezopotamya ve Eski Mısır: Bilim, Teknoloji, Toplumsal Yapı ve Kültür"*, İstanbul, Büke Yayıncılık

[13] Teresi, D., (2005), *"Kayıp Keşifler: Modern Bilimin Antik Kökleri"*, İstanbul, İzdüşüm Yayınları, 111-213

[14] Ifrah, G., (2004), *"Çakıl Taşlarından Babil Kulesine: Rakamların Evrensel Tarihi II"* , Ankara, TÜBİTAK,19-26

[15] Ifrah, G., (1999), *"Uzak Doğu'dan Maya Ülkesine Bir, İki, Üç...: Rakamların Evrensel Tarihi IV"* , Ankara, TÜBİTAK, 79-89

[16] Bauval, R., Gilbert, A., (1996), *"Tanrıların Evi Orion'da"*, İstanbul, Boyut Matbaacılık A.Ş.

[17] Kramer, S.N., (2002), *"Tarih Sümer'de Başlar"*, İstanbul, Kabalcı Yayınevi

[18] Hooke, H.S., (2002), *"Ortadoğu Mitolojisi"*, Ankara , İmge Kitabevi

[19] Cheira, E, (1996), "Kilden Kitaplar",İstanbul, Çağtay Kitabevi

[20] Jones, D.M., Molyneaux, B.L., (2002),*" The Mythology of The Americas: An illustrated encyclopedia of the gods, spirits and sacred places of North America, Mesoamerica and South America",* Londra, Hermes House, 129, 138

[21] Crystal, E., (2006), *"Ancient and Lost Civilizations"*, http://www.crystalinks.com
[22] Doering, S., Raybeck, S., Wyone, T., The Ancients, http://spot.pcc.edu/~mhutson/astronomy/121/ projects/ ancients2/astronomy2_files/Index.html
[23] Darling, D., (1999), *"The encyclopedia of Astrobiology, Astronomy and Spaceflight"*, http://www.daviddarling.info/siteinfo.html
[24] Henry, W., Silva, F., Maxwell, J., (2006), "Stargate of The Gods' Solar Eclipse Egypt Tour ", http://www.ancientwisdom.net/index.html
[25] Underwood, S., (2006), *"The Ancient Mayan"*, http://www.culturefocus.com/index.html
[26] Meeker, B., (2004), *"Cosmology and Cosmogony of Ancient Civilizations"*, http://www.mukto-mona.com/new_site/mukto-mona/index.htm
[27] Murphy, A., Moore, R.,(2000), *"Ballynahattin - Ireland's Stonehenge"*, http://www.mythicalireland.com/mission.html
[28] Louisville, K., Indiana, S., (1999), *"Stonehenge"*, http://www.oldad.com/stonehenge.html
[29] Saylor, W., Millo, D., Hart, W., Anders, R., Neal, J., Baird, R. B.,(2006),*"Astronomical Alignments of Ancient Structures",* www.world-mysteries.com/alignme.htm nts/mpl_alindx
[30] Barley,D.,(2006*), "Timeline-Astronomical events"* http://www.intute.ac.uk/timeline_ Astronomical_ events. html
[31] Desmond,J.,(2004),"*Early Ireland"*, www.knowth.com/newgrange.htm
[32] Dick, W.R., (2000), *"History of astronomy: Traditional Chinese Astronomical Records"*, http://www.astro.uni-bonn.de/~pbrosche/iaucomm41/
[33] Brown, B., (2006), *"Eclipses through traditions and cultures"*, http://eclipse99.nasa.gov/pages/traditions_morechina.htm#china
[34] *"History of Astronomy (Archaeoastronomy)",* http://ephemeris.com/history/china.html

ANKARA ÜNİVERSİTESİ ASTRONOMİ ARAŞTIRMA TOPLULUĞU, ASART

Utku DEMİRHAN[1], Sami ARAS[1]

Özet

Ankara Üniversitesi Astronomi Araştırma Topluluğu (ASART), 1988 yılında kuruldu. Topluluk, çalışmalarına teleskop ve gök atlası yapımı ile başlayıp halka açık gözlem şenlikleri düzenledi. ASART, bir süre ara verdiği çalışmalarını Ekim 2002'den itibaren tekrar canlandırılmıştır. Son dört yıl içinde TÜBİTAK'ın düzenlediği Antalya'daki "Gözlem Şenliği"'ne, Eylül 2004 Erciyes Üniversitesi'nde gerçekleşen "XIV. Ulusal Astronomi Toplantısı"na, İstanbul Kültür Üniversitesi'nin düzenlediği Haziran 2005 "Amatör Astronomi Sempozyumu"na Mart 2006'da Antalya Manavgat'ta Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nin düzenlediği "Astronomi Şenliği"'ne topluluk olarak katılarak görev aldı. Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde her ayın ikinci Cumartesi akşamları düzenlenen halk günleri ve önemli gök olaylarında etkin olarak yer almaktadır. Üniversite içi eğitsel çalışmalarda bulunan ASART,bu etkinliklerini seminerler ve belgesel film gösterimleriyle desteklenmektedir. ASART, popüler ve eğitsel çalışmaları dışında gözlemevinde yürütülen bilimsel çalışmalara da katılmaktadır.

Anahtar Kelimeler: *astronomi topluluğu: ASART*

Abstract

Ankara University Astronomy Research Group (ASART) was funded in the year 1988. The group started its activities by constructing telescopes, making sky maps, and organising public observation festivals. ASART has renewed itself since October 2002 after a small delay in their work. In the last four years the group has attended and taken duties in: "Observation Festival" organised at Antalya, "XIV. National Astronomy Meeting" at Erciyes University in September 2004, "Amateur Astronomy Symposium" organised by İstanbul Kültür University in June 2005 and "Astronomy Festival" organized by Ankara University Observatory at Antalya Manavgat in March 2006 . Our group continues to taking place in "Public Days" on the second Saturdays of every month and in special sky events at the Ankara University Observatory. ASART gives education inside the University by organizing seminars and documentary movies to students. Besides of the popular activities ASART has actually joins to the work of the scientific observatory.

Keywords: *astronomy group: ASART*

[1] *Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06837, Ahlatlıbe, -Ankara (312) 212 67 20/1308* utkudemirhan@yahoo.com

1. Giriş

Ankara Üniversitesi Astronomi Araştırma Topluluğu, ASART, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümü öğrencileri tarafından kurulmuş bir amatör astronomi topluluğudur. ASART amatör çalışmalarının yanında bilimsel çalışmalar yürütmeye de gayret göstermektedir. 1988 yılında Prof. Dr. Osman Demircan danışmanlığında kurulan topluluğun akademik danışmanlığını halen Doç. Dr. Berahitdin Albayrak yürütmektedir.

2. Tarihçe

Ankara Üniversitesi Astronomi Araştırma Topluluğu, kısa adıyla ASART, 1988 yılında Prof. Dr. Osman Demircan danışmanlığında Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri öğrencileri tarafından kurulmuştur. Bu dönemde teleskop ve gök atlası çalışmalarında bulunan topluluk, öğrencilerin mezuniyetleri ya da okuldan ayrılmaları dolayısıyla çalışmalarını aktif olarak sürdürememiştir. 2002-2003 öğretim yılı başında bölüm öğrencilerinin yaptıkları çalışmalar, yeni dönemde topluluğun akademik danışmanlığını üstlenen Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu tarafından desteklenmiş ve topluluk tekrar aktif hale gelmiştir. Topluluğun çalışmalarını daha etkin hale getirmek amacıyla Prof. Dr. Ethem Derman, 2002-2003 öğretim yılı ikinci döneminden itibaren topluluğun akademik danışmanlığını üstlenmiş, bu dönemde ASART, danışmanının önerisiyle akanyıldız gözlemlerine, gözlem ve etkinliklerini duyurmak üzere popüler astronomi haberleri ve temel astronomi bilgilerinin de yer aldığı bir internet sayfası yapmaya yönelmiştir. 2003-2004 öğretim yılı ikinci dönemi başında Doç. Dr. Berahitdin Albayrak topluluğun akademik danışmanlığını üstlenmiştir. Akademik danışmanı aynı zamanda Ankara Üniversitesi Gözlemevi Müdürlüğü'nü de yürütmekte olduğu için topluluk, gözlemevinde yapılan popüler astronomi etkinliklerini düzenlemeye başlamıştır. Bununla beraber toplulukta yer alan öğrenciler gözlemevinde yürütülen bilimsel çalışmalarda daha etkin görevler üstlenmeye başlamış, gözlemevinde halka yönelik pek çok organizasyonu kendileri düzenlemişlerdir. Topluluk halen Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi kampüsünde yer alan Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'ndeki odasında planlamalarını yürütmekte ve gözlemevinde etkin olarak çalışmaktadır.

3. Topluluğun Kuruluş Amaçları

Bir öğrenci topluluğu olan ASART'ın başlıca kuruluş amacı, astronomi öğrencilerinin temel astronomi konularına ilgilerini arttırmak, bilimsel çalışmalara katılımlarını sağlamak, bilimsel çalışma yöntemine ve disiplinine alıştırmaktır. Bu amaçla topluluk, gözlem araçlarının ve astronomiye yönelik bilgisayar programlarının kullanımı hakkında da pratik bilgiler vermektedir. Bunun yanı sıra, astronomi alanında yürüttüğü faaliyetlerden dolayı aynı zamanda bir amatör astronomi topluluğu olarakta değerlendirilebilecek olan ASART, Türkiye'de amatör astronominin geliştirilmesi ve özendirilmesi konularını kendisine misyon olarak belirlemiştir. Bunların yanı sıra, halka açık pek çok etkinlik düzenleyen topluluk, astronomi meraklılarını popüler astronomi konularında bilgilendirmeyi de amaçları arasına katmıştır.

4. Topluluğun Olanakları

Topluluğun yukarıdaki amaçlarını gerçekleştirmesi için gereksinimleri Ankara Üniversitesi'nce ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nce (AÜG) karşılanmaktadır. Topluluğa, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde ve Ankara Üniversitesi Gözlemevinde bilgisayar, araç ve gereçlerle donanmış bir ofis tahsis edilmiştir. Ayrıca üniversite, topluluğun ulusal astronomi etkinliklerine katılımında destek olmaktadır.

Bununla beraber topluluk, gerek bilimsel çalışmalarında gerekse halka açık organizasyonlarda gözlemevinin olanaklarını, gözlem araç ve gereçlerini kullanmaktadır.

5. Topluluğun Gözlem, Etkinlik ve Organizasyonları

Topluluk pratik çalışmalarına Akanyıldız gözlemleri, günlük hareket, takım yıldızlar, görünen parlaklık, limit parlaklık, yıldızların uzaklıkları ve konumları gibi temel astronomi bilgilerinin pratik olarak öğrenilmesi dayalı gözlemlerle başlamıştır. Bu yolla gözlemcilere, bilimsel çalışma yöntemi ve disiplini kazandırılmaya çalışılmıştır. Akanyıldız gözlemlerinde öncelik sayım ve saçılma (radyan) noktası tespitine verilmiştir. Bununla beraber akanyıldız fotoğraflanması konusunda da çalışmalar yapılmış ve oldukça başarılı sonuçlar elde edilmiştir. Gözlem verileri *International Meteor Organization* (IMO) ve *North American Meteor Organization* (NAMN)'ın veritabanlarında ASART gözlemcileri adıyla kayıtlı bulunmaktadır.

Bilimsel çalışmalarının yanı sıra popüler etkinliklere de yer veren ASART, her yıl 12 Nisan tarihinde Rus kozmonot *Yuri Gagarin*'in uzaya çıkış yıl dönümünü, diğer bir deyişle insanlığın uzaya çıkışını kutlamak üzere organizasyonlar düzenlemektedir.

7 Mayıs 2003 günü *Merkür Geçişi*'ni gözlemlemek üzere bir etkinlik düzenlenmiştir. Geçişin tamamı video formatında kaydedilmiş ve Güneş diski üzerinde Merkür geçişi lekeleri işaretlenmiştir.

27 Ağustos 2003 tarihinde *Mars Karşı Konumu*'nu gözlemlemek üzere AÜG'de gerçekleştirilen organizasyonda topluluk etkin bir şekilde görev almış, ve gözlemevine gelen 5000'e yakın ziyaretçi bilgilendirilmiştir.

4 Mayıs 2004 *Tam Ay Tutulması*'nda ASART, AÜG'de tutulma gözlemini halka açık olarak gerçekleştirmiş, gözlem boyunca bilgilendirme sunumları yapmış, yazılı ve görsel medyaya bilgiler vermiştir.

7-15 Mayıs 2004 tarihleri arasında Neat Kuyrukluyıldızı'nın Dünya'ya yaklaşması sırasında, topluluk bir hafta boyunca AÜG'de halka açık gözlemler düzenlemiş, çeşitli sunumlarla beraber halka kuyrukluyıldızı teleskop ile gözleme imkanı sağlamıştır.

8 Haziran 2004 tarihinde ASART, *Venüs Geçişi*'nde halka açık bir etkinlik düzenlemiş, etkinlik süresince sunumlar yoluyla gözlemevine gelen 1000'e yakın ziyaretçi bilgilendirmiş, geçişin tamamını hem kendi internet sitesinden hem de Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ve Gözlemevi sitelerinden canlı olarak yayınlamıştır. 2004 Venüs geçişinde bilimsel deneyler gerçekleştirmek üzere *Güney Avrupa Gözlemevi*, *European Southern Observatory* (ESO), tarafından planlanan *VT-2004* projesine katılınmış, proje çerçevesinde uluslararası çapta yürütülen astronomi biriminin ölçümüne yönelik deneyde yer alınmıştır.

3-4-5 Ocak 2005 tarihlerinde, topluluk *Kış Yıldız Partisi* organizasyonu ile AÜG'de halka açık bir popüler astronomi etkinliği gerçekleştirmiştir. Bu etkinlik boyunca popüler astronomi konularında sunumlar yapılmış, gezegen, yıldız kümeleri ve çeşitli gökcisimlerinin teleskopla gözlemi gerçekleştirilmiştir.

20-21-22 Mayıs 2005 tarihleri arasında ise, ASART'ın organize ettiği *Gökyüzü Bahar Şenliği* AÜG'de gerçekleştirilmiştir. Şenlik boyunca gezegen gözlemleri, sunumlar, belgesel film gösterimleri yapılmış, hocalarımızın da katılımıyla, astronomiye meraklı ziyaretçilerimizin soruları cevaplanmış ve küçük çapta bir panel düzenlenmiştir.

16-17 Temmuz 2005 tarihlerinde, ASART'ın düzenlediği yaz yıldız partisi büyük bir katılımla AÜG'de gerçekleşmiştir. İki gün boyunca 160'dan fazla kişinin katıldığı etkinlikte teleskoplarla gündüz Güneş gözlemi, gece ise gezegen, yıldız kümeleri ve bulutsu gözlemleri yapıldı. Ayrıca uluslararası uzay istasyonun geçişi çıplak gözle izlendi. Bunun yanısıra bilgi yarışmaları ve basketbol turnuvası da yapıldı; kazananlara çeşitli gökbilim posterleri hediye edildi.

Kendi organizasyonları yanı sıra, Ulusal Astronomi Etkinlikleri'ni de takip eden ASART, Antalya Saklıkent'te TÜBİTAK tarafından düzenlenen *Gökyüzü Gözlem Şenliği*'ne son üç senedir katılım göstermektedir. Yine Eylül 2004'de Erciyes Üniversitesi'nde gerçekleştirilen *XIV.Ulusal Astronomi Toplantısı*'na da toplulukça katılım gösterilmiştir. 29 Mart 2006'da gerçekleşen tam Güneş tutulması sırasında Üniversitemizin Manavgat ÖRSEM tesislerinde düzenlenen gözlem şenliğinde aktif görev alan topluluğumuz,250'ye yakın katılımcının seminerler ve sohbet toplantıları ile bilgilendirilmesinde görev almıştır

Bunların yanı sıra, üniversite içi eğitsel çalışmalara da yer veren ASART, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi'nde astronomiye meraklı öğrencileri bilgilendirmek üzere belgesel film gösterimleri, sunum, seminer ve toplantılar düzenlemektedir.

Ayrıca topluluk, her ayın 2. cumartesi gecesi AÜG'de organize edilen *Halk Günleri*'nin hazırlık ve düzenleme aşamasında da aktif bir şekilde yer almaktadır.

6. Topluluğun Geleceğe Yönelik Projeleri

Topluluğun en önemli projesi bilimsel çalışmalara ağırlık vererek değişen yıldız gözlemleri ve çıplak gözle akanyıldız gözlemlerine ağırlık vermektir

ASART'ın 2007 yılında gerçekleştirmeyi planladığı başlıca projeleri AÜG'deki teleskoplardan birinin tüm düzenin üstüne almak ve düzenlenen etkinlikleri bir programa bağlamaktır.

Ulusal ve uluslararası toplantıların takip edilmesi ve uygun olanlara toplulukça katılım gösterilmesi topluluğun başlıca amaçları arasında yer almaktadır.

Bununla beraber ASART, web sitesini yeniden yapılandırma çalışmalarına hala hazırda sürdürmektedir. Web sitesinin tamamlanmasıyla astronomi meraklılarına ve bilimsel amaçlı türkçe astronomi kaynağı arayanlara hizmet vermeyi planlamaktadır. Ayrıca bu sayede ASART, düzenlemekte olduğu organizasyonlarını ve geleceğe yönelik etkinliklerini de daha geniş kitlelere duyurma imkanına sahip olmayı planlamaktadır. Diğer bir yandan, forum ve tartışma listeleri yoluyla amatör astronomlara ulaşılması ve sorunlarını tartışabilecekleri yeni platformların yaratılması hedeflenmektedir.

Kaynaklar

[1] http://astronomy.science.ankara.edu.tr
[2] http://rasathane.ankara.edu.tr

VZ PISCIUM DEĞMEYE YAKIN BİR ÇİFT YILDIZ MI?

Barış DİNÇBAŞ[1], Pınar AKBULUT[1]

Özet

VZ Psc geri tayf türünden bileşenleri olan, 0.26 gün dönemli bir yakın çift yıldızdır. Yıldızın büyük dikine hızı onun yaşlı disk öbeğine ilişkin olduğunu, moröte artıkları ve kuvvetli Ca II, H&K salma çizgilerinin varlığı dizgenin aynı zamanda manyetik etkin olduğunu gösterir. Öteki W UMa dizgelerinin tersine, bileşenlerin kütleleri oranının 0.80 dolayında olması bileşenler arasında çok az bir kütle alış verişinin gerçekleştiğini belirtir. Dizgenin daha önce elde edilen ışık ve dikine hız eğrilerinin analizi ile başyıldızın Roche lobunu doldurduğunu, küçük kütleli bileşenin ise ayrık olduğu sonucuna varılmıştır. Bu nedenle dizge, sonraki çalışmalarda "Yakın Değen Yıldızlar" sınıfı içerisine alınmıştır. Bu çalışmada dizgenin çok renk yeni ışık eğrilerinin elde edilmesi ve bunların analizi ile bileşenlerin değme durumlarının ortaya çıkartılması ve sınıflandırmanın denetlenmesi amaçlanmıştır. Dizgenin Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen BVRI ışık eğrileri analiz edilerek bileşenlerin kesirsel yarıçap ve ışıtmaları ile yörüngenin eğikliği bulunmuştur. Dikine hız eğrilerinin analizi ile bulunan sonuçlarla birleştirilerek bileşenlerin temel fiziksel öğeleri kütle, yarıçap ve ışıtmaları hesaplanmıştır. Analizler, her iki bileşenin de Roche lobunu doldurduğunu ve "Yakın Değen" sınıflandırmasının pek güvenilir olmadığını gösterir yöndedir. Işık eğrilerinde görülen asimetriler bileşenlerdeki manyetik etkinlik ile açıklanmış ve küçük kütleli bileşendeki lekelerin daha baskın olduğu sonucu çıkartılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Yakın değen dizgeler, W UMa dizgeleri, VZ Psc, Manyetik aktivite*

Abstract

VZ Psc is a close binary system with an orbital period of 0.26 days and consisting of a late type components. The system has a large radial velocity which indicates a membership of an old disk population. Moreover, the existence of an ultraviolet excess and the strong lines of Ca II H&K shows that the system is also a magnetically active one. Contrary to the other W UMa systems, a mass ratio of about 0.80 indicates that a very little amount of mass transfer should have been occurred between the components so far. The analysis of the light and the radial velocity curves obtained previously revealed that the primary component fills its Roche lobe while the secondary is a detached one. For this reason, the system is included in the list of "Close Contact Binaries" in later studies. In this study, we aimed to obtain the new light curves and with the analysis of them to discover the status of the system and accordingly to check out its current classification. With the analysis of the VRI light curves of the system obtained at Eğe University Observatory the fractional radii and the luminosities of the components are obtained along with the inclination of the binary orbit. Combining these findings

[1]*Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35100, Bornova, İzmir, bdincbas@gmail.com, pak@mail.ege.edu.tr*

with the results of the radial velocity analysis we obtained the basic physical properties of the components such as masses, radii and the luminosities. The results of these analysis show that both components should fill their respective Roche lobes contrary to the previous classification. The asymmetry of light curves is attributed to the magnetic activity of the components. Also it is realized that the spots on the surface of the less massive component are more prominent.

Key Words: Near *Contact Binaries, W UMa Binaries, VZ Psc, Magnetic Activity*

1.Giriş

Örten çift yıldızlar içerisinde anlaşılması en zor olan dizgeler W Ursae Majoris (W UMa) yıldızları olmuştur. Bu yıldızların yörünge dönemlerinin 1 günden kısa ve bileşenlerinin Roche loblarını doldurduklarını biliyoruz. Ancak, onların evrimleri, geçmişleri konusunda yeterli bilgiye ulaşmış değiliz. W UMa dizgeleri iki alt gruba ayrılır:

- Büyük kütleli, büyük yarıçaplı bileşenin daha soğuk ve her iki yıldızının da genellikle F5'ten daha geri tayf türünden olduğu W-türü W UMa dizgeleri ve
- Büyük kütleli, büyük yarıçaplı bileşenin daha sıcak, iki yıldızın da A veya F tayf türü olduğu A-türü W UMa dizgeleri.

Her iki alt grubun da yaşlı oldukları *Guinan* ve *Bradstreet*[1] ile *Hilditch ve ark*.[2] tarafından gösterilmiştir. Bu dizgeler için manyetik frenleme ile açısal momentum kaybederek (AMK) birbirine yaklaşan, dolayısı ile yörünge dönemleri kısalan yıldızların yakın bir gelecekte birleşerek hızlı dönen tek bir yıldız olacağı öngörülüyor (*Vilhu*[3], *Rucinski*[4]).

W UMa dizgeleri ayrık çift yıldızların manyetik frenleme, kütle aktarımı veya kütle kaybı ile açısal momentum kaybederek evrimleşmelerinin sonucu oluşuyorsa evrimin bu orta aşamasında çift yıldızların keşfi ile kimi ip uçları bulunmalıdır. Evrimin anlaşılabilmesi için yörünge dönemleri kısa, ancak bileşenlerinden biri veya her ikisi Roche lobunu doldurmayan çift yıldızlar önem kazanmıştır. Böyle dizgeler her iki alt türden W UMa dizgeleri ile benzerlik gösterirler. Değmeye yakın çift yıldızların büyük yarıçaplı, büyük kütleli baş yıldızları daha sıcak, küçük kütleli küçük yarıçaplı yoldaşları ise daha soğuk olduğundan A-türü W UMa dizgelerine daha çok benzerler. Bu özellikleri nedeniyle değmeye yakın çift yıldızların ayrık dizgelerle W UMa dizgeleri arasındaki kayıp halkayı temsil ettikleri sanılıyor.

2.Vz Piscium Değmeye Yakın Bir Dizge Mi?

VZ Piscium (=BD $+04^{o}5012$, HIP 115819) 10. kadirden, K2–5 tayf türünden bileşenleri olan kısa dönemli bir çift yıldızdır. Uzay hızı 120 kms^{-1} dolayında olup kinematik yaşı 8-10 milyar yıl dolayında yaşlı disk öbeğine ilişkin olabileceği öngörülmektedir (*Eggen*[5]*, Hrivnak ve Milone*[6], *Guinan ve Bradstreet*[7]). Bu dizge, aynı zamanda optik tayfta Ca II'nin çok kuvvetli H&K salma çizgileri göstermektedir (*Wolff ve ark.*[8]). Bu durum bileşenlerin manyetik aktif olduklarının bir belirtecidir.

Dizgenin ışık eğrileri *Eggen*[5], *Bradstreet*[9], *Davidge* ve *Milone*[10], *Samec*[11] ve *Hrivnak ve ark*.[12] tarafından elde edilmiştir. Dizgenin ışık eğrileri küçük genlikli tipik bir W UMa türü dizgenin ışık eğrisine benzer. Baş ve yan minimum derinlikleri farklıdır. Ancak ışık eğrileri zamanla değişmektedir. Bu değişim bir kaç haftada görüldüğü gibi bir kaç yılda da görülebilmektedir.

Örneğin, *Eggen*[5]'nin elde ettiği ışık eğrilerinde tutulma derinlikleri hemen hemen eşittir. Dizgenin dikine hız eğrisi *Hrivnak* ve *Milone*[6] tarafından elde edilmiştir. Bileşenlerin dikine hız genlikleri birbirine yakın olup kütleler oranı $q \approx 0.9$ tahmin edilmiştir ki bu değer W UMa dizgeleri için oldukça büyüktür. W UMa dizgelerinin kütle oranı genellikle $0.2 < q < 0.6$ aralığındadır. Kütle oranının bire yakın olması dizgenin değme durumuna yeni gelmiş ya da gelme aşamasında olduğunun bir kanıtı olarak alınmıştır.

Işık eğrileri farklı varsayımlar altında farklı yöntemlerle analiz edilmiştir. Her ışık eğrisinin çözümünden farklı sonuçlara varılmıştır. Bunun bir nedeni minimum derinlikleri arasındaki farkın az olmasıdır. Çözümler genellikle bileşenlerin Roche loblarının %56-%95'ini doldurduğu, bileşenlerin sıcaklıkları arasındaki farkın da 800–1200 K'ni bulduğu yönündedir. Bu çözümlerden bir bölümü yörünge eğikliğinin 33-40^o civarında olduğunu, kimi zaman tutulmanın da ortadan kalktığını göstermektedir. Öte yandan, bu yörünge eğikliği aralığı kullanılırsa bileşenlerin kütleleri 1.1 – 1.3 $M_\odot$ aralığında çıkmaktadır ki bu kütle aralığı anakol K2–5 yıldızları için beklenen kütlelerden çok büyüktür. Bu sorunlardan bir bölümü *Maceroni ve ark.*[13]'nın ışık eğrisi analizi ile çözülebilmiştir. Bu araştırmacılar küçük kütleli, küçük yarıçaplı bileşenin yüzeyine iki leke yerleştirerek ışık eğrilerinin çözümünü denemişlerdir. Lekeli çözümde derin baş minimumun biraz kaydığı ve genişlediği görülmüştür. Bu deneme ile dizgeyi oluşturan bileşenler Roche yarıçapları ile karşılaştırılabilir boyuta inmiş ve sıcaklık farkı da $\Delta T \approx 200$ K dolayına gerilemiştir. Bu çözümün getirdiği başka bir uygunluk da yörünge eğikliğinin 49^o yöresine çıkarak bileşenlerin kütlelerinin K2–5 yıldızlarına uygun duruma gelmesidir. Çözüm getirilemeyen yeni bir sorun ise lekelerin genellikle küçük kütleli bileşenin ötekine bakmayan arka yüzeyinde görünme eğiliminde olmasıdır. Daha sonra *Hrivnak ve ark.*[12] dizgenin yeni ışıkölçümü yanında moröte ve görünür bölge tayf ölçümlerini yaparak lekelere veya manyetik etkinliğe ilişkin ipuçları elde etmeye çalışmışlardır. Bu çalışma ile *Mg II h&k* ile *Ca II H&K* salma çizgilerinin çok kuvvetli oldukları ve zamanla değiştikleri bulunmuştur. Optik bölge tayflarından her iki bileşenin dikine hızları elde edilmiş, bileşenlerin kütleler oranının 0.80 olduğu sonucuna varılmıştır. Bu kütle oranı kullanılarak ışık eğrileri yeniden analiz edildiğinde küçük kütleli bileşenin ayrık olduğu görülmüştür. Küçük kütleli bileşenin başyıldıza bakan yüzeyine yerleştirilen bir sıcak lekenin hem tayfsal bulgularla iyi uyuştuğu, hem de ışık eğrilerini daha iyi temsil ettiği sonucuna varılmıştır.

Hrivnak ve ark.[12] baş ve yoldaş bileşenin kütle ve yarıçaplarını sırasıyla 0.81 $M_\odot$, 0.78 $R_\odot$ ve 0.65 $M_\odot$, 0.70 $R_\odot$ bulmuşlardır. Dizgenin uzay hızının 100 kms^{-1}'i geçmesi nedeniyle onun yaşlı disk öbeğinden olduğu bir kez daha vurgulanmıştır. Kütle oranının 1'e yakın olması bileşenlerin değme durumuna yaklaştıkları, ancak kütle alış-verişinin henüz başlamadığı sonucuna varılmıştır. Bu dizgenin başlangıcının *Guinan* ve *Bradstreet*[7] tarafından da önerildiği gibi, yörünge dönemi 4–5 gün olan iki K anakol yıldızı, yani BY Draconis türü bir dizge olduğu öne sürülmüştür. Mg II (λ2800 Å), CaII (λλ3933, 3968 Å) ve H_α salma çizgileri kromosferik etkinliğin bir belirteci olarak alınmıştır. Bu çizgilerin yeğinliklerinin evreye bağlı olmadığı, kimi zaman salma çizgilerinin saatlerce göründüğü belirtilmiştir. Küçük kütleli yıldızdan kaynaklanan CaII salmaları daha kuvvetlidir. Bu salmaların sıcak leke ya da leke grubu ile yakından ilişkili olduğu önerilmiştir. Algol dizgelerde veya Kataklismik değişenlerde sıcak lekeler bileşenler arasındaki gaz akımının diske veya kütle alan yıldızın yüzeyine çarpması ile oluşur.

Hrivnak ve ark.[12]'in çalışmasına göre VZ Psc örten çiftinde büyük kütleli bileşen Roche lobunu doldurur ya da doldurmaya yakın görünürken yoldaş bileşen ayrık görünmektedir. Yörünge eğikliğinin küçük olması nedeniyle ışık eğrisinin genliği azalmakta, bu da ışık eğrilerinden yörünge öğelerinin duyarlı bir şekilde bulunmasını güçleştirmektedir. Ancak, yörünge eğikliğinin düşük olması, tutulma sırasında arkadaki yıldızın iç kısımlarını görme olanağı sağlar. Parlak lekenin konumunu ve zamanla yer değiştirmesini VZ Psc'de bu nedenle duyarlı bir şekilde belirleyebiliyoruz. VZ Psc dizgesi *Yakut ve Eggleton*[14] tarafından da değmeye yakın yıldızlar listesi içine alınmış, üzerinde daha fazla araştırma yapılması gereken dizgelerden birisi olarak gösterilmiştir.

Yukarıda anlattığımız nedenlerle VZ Psc dizgesinin çok renk ışık eğrilerini elde etmeyi ve bu ışık eğrilerinin analizi ile dizgenin bileşenlerinin yapısını ve manyetik etkinlik nedeni ile ışık eğrilerindeki bozulmaları ortaya çıkartmak bu çalışmanın başlıca amacı

olmuştur.

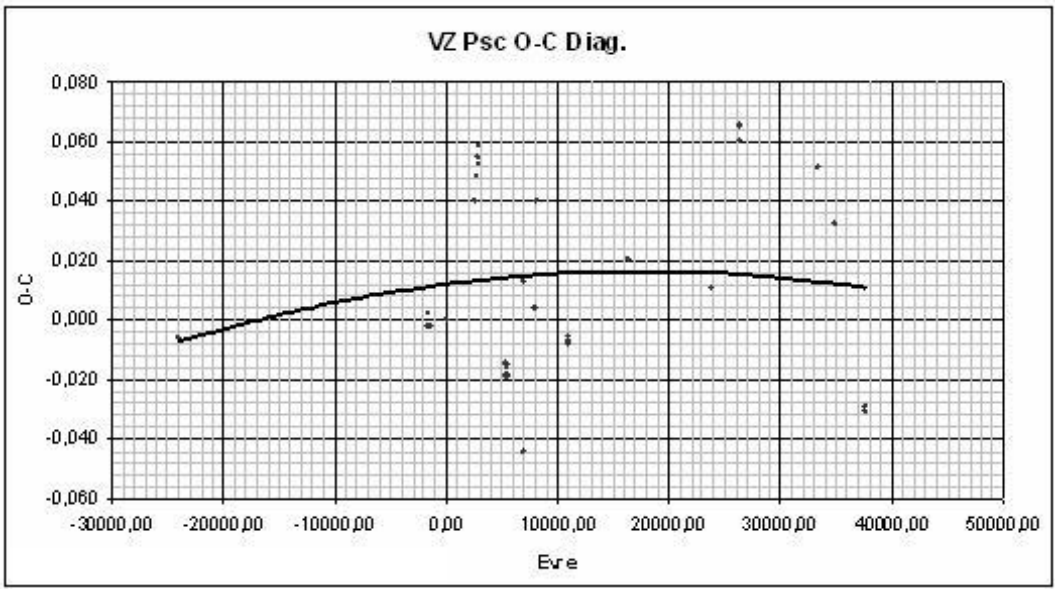
3. Yörünge Dönemi

Gözlemler Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm'lik teleskobuna bağlı üç kanallı hızlı fotometre ile BVR süzgeçlerinde ve 35 cm'lik teleskoba bağlı CCD ışıkölçeri ile VRI süzgeçlerinde yapılmıştır. W UMa türü değen dizgelerinin çoğunda yörünge döneminin değiştiği bilinmektedir. Bu değişimlerin kaynağı genellikle açısal momentum kaybına bağlanmıştır. Bu dizgelerde açısal momentumun korunmadığına ilişkin çalışmalar *Rahunen*[15] ile başlamıştır.

VZ Psc dizgesinin yayınlanmış minimum zamanları ve bizim bu çalışma sırasında elde ettiğimiz minimum zamanlarını bir araya getirerek elde edilen yeni ışık öğeleri aşağıda verilmektedir.

$$\text{Min. I} = \text{JD Hel. } 24\ 53681.0032 + 0^{d}.2611865 \cdot E$$

Hesaplanan ve gözlenen minimum zamanları arasındaki farklardan ışık öğelerinden sapmalar belirlendi ve Şekil 3.1.'de noktalandı. O-C sapmaları bir doğru ve bir parabol ile temsil edildi. Parabol ile yapılan temsilden sapmaların karelerinin toplamının daha küçük olması nedeniyle yeni ışık öğeleri,



Şekil 3.1. Minimum zamanlarının doğrusal ışık öğelerinden sapmaları ve bu sapmaların parabolik temsili.

$$Min.I = JD\ Hel.\ 24\ 53681.01646 + 0^{d}.2611870 \cdot E - 1.89x10^{-11} \cdot E^{2}$$

şeklinde elde edildi. Buna göre dizgenin yörünge dönemi $5^{d}.29x10^{-8}$ *gün/yıl*'lık bir kısalma göstermektedir.

4. Işık Eğrilerinin Analizi

Işık eğrilerinin analizi için gözlem verileri birleştirilerek çözülmüştür. Analiz için *Wilson ve Devinney* (1971) tarafından geliştirilen ve *Wilson* (1979, 1992) tarafından yeni eklemeler yapılan program kullanılmıştır.

Tablo 4.1 Işık eğrilerinin analizi ile bulunan öğeler.

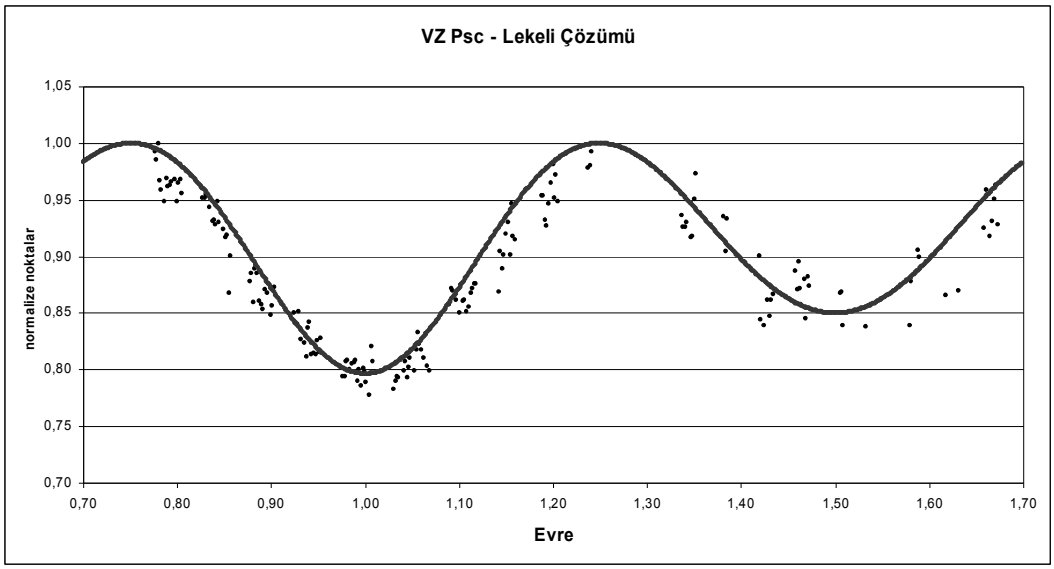
Öğe	Hrivnak ve ark.(1995)	Bu çalışma
i	48^0	$43^0.86$ (±0.29)
T_1 (K)	4500	4500
T_2 (K)	4110	3613 (±0.45)
$A_1 = A_2$	0.5	0.5
$g_1 = g_2$	0.32	0.32
Ω_1	3.417	3.444 (±0.29)
Ω_2	3.44	3.419 (±0.31)
q	0.80	0.80
$L_{1,V} / (L_{1,V} + L_{2,V})$	0.685	0.902 (±0.15)
$L_{1,B} / (L_{2,B} + L_{2,B})$	0.714	0.814 (±0.21)
$x_{1,V} = x_{2,V}$	0.83	0.83
$x_{1,B} = x_{2,B}$	0.99	0.99
$r_{1,pole}$	0.360	0.3868
$r_{1,side}$	0.378	0.4115
$r_{1,back}$	0.407	0.4561
$r_{2,pole}$	0.3492	0.3730
$r_{2,side}$	0.3664	0.3960
$r_{2,back}$	0.3976	0.4423

Çözümde bazı öğeler sabit tutulmuştur. Bunlar,

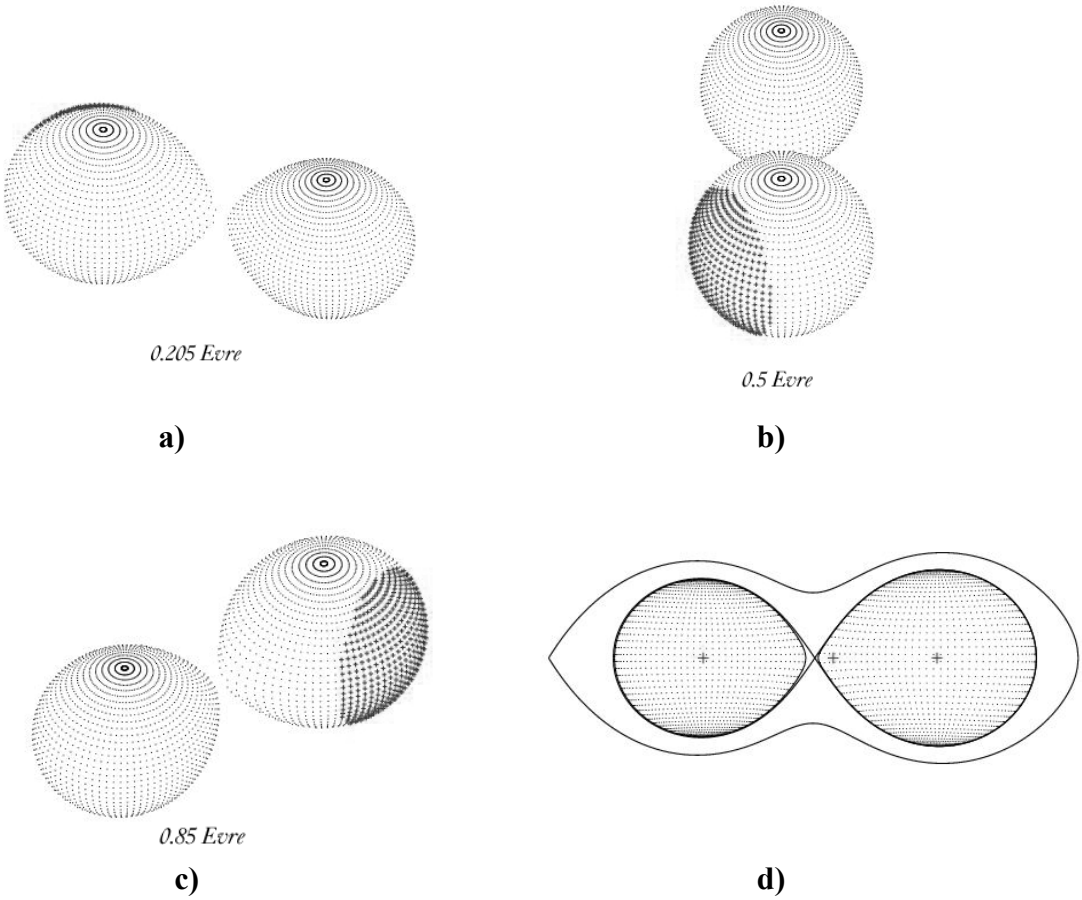
1- başyıldızın sıcaklığı (T_1),
2- çekim kararma katsayısı (g),
3- tüm ışınım yansıtmaları (A),
4- kütleler oranı (q),
5- kenar kararma katsayısı (x).

Çözüm sırasında en iyi sonucu veren ve değen dizgeler için kullanılan *Mode 3* ile çözüme ulaşıldı. Yörünge eğikliği, yoldaşın sıcaklığı, bileşenlerin yüzey potansiyelleri ve başyıldızın kesirsel ışıtması değişken alındı. En iyi çözüme, başyıldıza yerleştirilen bir soğuk leke ile ulaşıldı. Bu modda elde edilen öğeler Tablo 4.1'de verilmiştir.

Leke başyıldızın eşlek bölgesinde, boylamı $118^{o,}$ büyüklüğü 57^o ve sıcaklığı fotosfer sıcaklığının 0.97 katıdır. Tablo 4.1'de verilen öğeler ve leke öğeleri kullanılarak V renginde elde edilen teorik eğrisinin gözlemlerle karşılaştırılması Şekil 4.1'de verilmektedir.



Şekil 4.1. V-bandı ışık eğrisi (noktalar) ve bulunan öğelerle hesaplanan ışık eğrisi (sürekli çizgi).



Şekil 4.2 VZ Piscium dizgesi için oluşturulan model **a)** 0.205 evre **b)** 0.5 evre **c)** 0.85 evre **d)** Roche Loblarının doluluk oranı

Elde edilen çözüm sonuçları kullanılarak *Binary Maker* isimli program yardımıyla bulunan bu öğelerin modellemesi yapıldı. Şekil 4.2'de yapılan modelleme gösteriliyor.

Bu öğeler *Hrivnak ve ark.*[12] tarafından elde edilen dikine hız eğrilerinin verileri ile birleştirilerek dizgenin salt öğeleri hesaplanmıştır. Bulduğumuz salt öğeler *Hrivnak ve ark.*[12] tarafından bulunan salt öğelerle birlikte Tablo 4.2'de verilmiştir.

Tablo 4.2 Hrivnak ve ark.'in yaptığı çalışma ile bu çalışma bulunan salt öğelerin karşılaştırılması

Öğe	Hrivnak ve ark.(1995)		Bu çalışma	
	Başyıldız	Yoldaş	Başyıldız	Yoldaş
Kütle ($M_{\odot}$)	0.81	0.65	0.90	0.72
Yarıçap ($R_{\odot}$)	0.78	0.70	0.87	0.84
Sıcaklık (K)	4500	4110	4500	3613
Işıtma($L/L_{\odot}$)	0.224	0.126	0.275	0.107

5.Sonuçlar

Kimi araştırmacılar tarafından değen, kimi araştırmacılar tarafından da değmeye yakın bir dizge olarak sınıflandırılan kısa dönemli VZ Psc dizgesinin çok renk ışıkölçümü ile geniş band ışık eğrilerini elde ettik. 48 cm'lik teleskop ve ona bağlı üç kanallı hızlı ışıkölçer ile elde edilen ışık eğrilerini yakın çift yıldızların analizinde oldukça başarılı ve güvenilir sonuçlar veren *Wilson ve Devinney* yöntemi ile analiz ettik. Bu analiz sonucunda dizgenin değmeye yakın bir dizgeden çok bir değen dizge olduğu kanısına vardık. Başyıldızın yüzeyine yerleştirdiğimiz bir soğuk leke ile ışık eğrilerindeki asimetrilerin açıklanabileceği sonucuna vardık.

Dizgenin çift çizgili bir tayfsal çift olması salt öğelerin bulunmasında büyük kolaylık sağlar. Işık eğrilerinin analizi ile bulduğumuz öğeleri tayfsal verilerle birleştirerek bileşenlerin salt öğelerini hesapladık. Bulduğumuz salt öğeleri *Hrivnak ve ark.*[12] tarafından bulunanlarla karşılaştırdık. Bizim bulduğumuz kütleler biraz daha büyüktür. Bunun nedeni, yörünge eğikliğindeki farktır. Bizim bulduğumuz yörünge eğikliği *Hrivnak ve ark.* tarafından bulunan değerden 4^{o} daha küçüktür. *Hrivnak ve Milone*[6] ise çok küçük bir yörünge eğikliği tahmin etmişlerdir. Onların bulduğu yörünge eğikliği 36^{o} yöresinde olup *Hrivnak ve ark.*[12] tarafından bulunandan 12^{o} daha küçüktür. Işık eğrilerinde tutulma derinliklerinin çok az olması ve ışık eğrilerinin asimetrik olması, bu asimetrinin zamanla değişmesi nedeniyle böyle çok farklı sonuçlar elde edilebilmektedir. Bu dizgenin yapısının tam olarak anlaşılabilmesi, manyetik etkinlikten dolayı ışık eğrilerinin ve dikine hız eğrilerinin ne denli bozulduklarının tam olarak anlaşılabilmesi için dizgenin uzun bir zaman aralığına yayılmış hem ışıkölçüm hem de tayf gözlemlerine gereksinim vardır.

Kaynaklar

[1] Bradstreet, D.H. (1985), K-type Overcontact Binaries *ApJS* 58, 413
[2] Hilditch, R.W. King, D.J. Macfarlane, T.M. (1988), The evolutionary state of contact and near-contact binary stars *MNRAS* 231, 341
[3] Vilhu, O. (1982), Detached to contact scenario for the origin of W UMa stars *A&A* 109, 17
[4] Rucinski, S.M. (1986), in "Instrumentation and Research Programmes for Small Telecopes" *IAU*
[5] Eggen,O.J., (1967), A High-Velocity Contact Binary *ApJ* 150, L111
[6] Hrivnak, B.J., Milone, E.F., (1989), The unsual, high-mass-ratio contact binary VZ PISCIUM *AJ* 97, 532
[7] Guinan,E.F., Bradstreet,D.H. (1988), "*Formation and Evolution of Low Mass Stars*" eds. A.K.Dupree and M.T.Lago, D.Reidel, p.300
[8] Wolff,S.C., Wallerstein, G., Sandage, A.R., (1965), Low-Dispersion Spectroscopic Observations of Proper Motion Stars with Ultravviolet Excesses *PASP* 77, 370
[9] Bradstreet, D.H. (1985), K-type Overcontact Binaries *ApJS* 58, 413
[10] Davidge, T.J., Milone, E.F. (1984), B and V Photometry of VZ Psc *IBVS* 2639

[11] Samec, R.G. Ronald, G. (1989), 661B and V light curves of the very short-period binary VZ PISCIUM, PASP 101, 661
[12] Hrivnak, B.J.Guinan, E.F. Lu, W. (1995), A Study of the Chromospherically Active, Short-Period Binary VZ PISCIUM ApJ 455, 300
[13] Maceroni, C.; van Hamme, W.; van't Veer, F., (1990), A spotted component in the very close late-type binary system VZ PSC A&A234, 177
[14] Yakut,K.,Eggleton, P.P. (2005), Evolution of Close Binary Systems ApJ 629, 1055
[15] Rahunen, T. (1981), Evolution of W UMa systems and angular momentum loss, A&A 102, 82

KROMOSFERİK AKTİF TEK DEV V390 AUR VE FLARE ARAŞTIRMASI

Tahir ERGENÇOĞLU[1], Serdar EVREN[1]

Özet

Geri tayf türünden yıldızlarda, dinamo mekanizmalarıyla açıklanan kromosferik aktif yapılar ve bu yapılardan biri olan flareler sıkça gözlenmektedir. G8 III tayf türünden tek dev yıldız olan, Li bolluğu yüksek ve hızlı dönen ($v \sin i = 29$ km/s), V390 Aurigae'nın saniyeler mertebesindeki ani ve sık parlamalar göstermesi (microflare) bu yıldızı diğerlerinden farklı kılar. 2005-2006 gözlem sezonunda bir gecelik bir gözlem içinde elde ettiğimiz ışık değişimlerinde olası çok küçük genlikli ani flareler saptadık.

***Anahtar Kelimeler**: Geri tür yıldızlar, mikro flare, aktivite*

Abstract

In late type stars, it is frequently observed chromospherical activity structures and flares, those are explained with dynamo mechanism. V390 Aur is a single star which is classified as G8 III type, lithium-rich and rapidly rotating giant ($v \sin i = 29$ km/s) and it also differs from the other giant stars in terms of abrupt microflares which is in seconds scale. In 2005-2006 observation season we obtained light curve of star for one night and determined possible low amplitude abrupt flares.

***Key words**: Late type stars, microflare, activity*

Giriş

V390 Aur, [1] tarafından hızlı dönen, lityumca zengin, G8 III tayf türünden, 7 kadirden tek dev yıldız olarak belirlendi. Bunun üzerine [1] bu yıldızın, kısmen güçlü Ca II H&K salma çizgilerine, dönemsel fotometrik değişimine (P = 9.825 gün) ve hızlı dönmesine ($v \sin i = 29$ km/s) dikkat çekmişlerdir. *ROSAT* ve *XMM – Newton* gözlemleri [2, 3] V390 Aur'un X-ışınım gücünün ($\approx 10^{30}$ erg/s) kırmızı bir deve göre olağanüstü yüksek oluşuna işaret ettiler [4]. Bulgaristan'da Belogradchik Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerde $0^m.06$ ile $0^m.29$ genlik aralığında kısa süreli flareler saptanmıştır [5]. V390 Aur'un aslında 0".358 daha ayrık, V bandında $1^m.85$ daha sönük bir görsel çifti olduğu ve fotometre diyaframına beraber girdikleri için beraber gözlenildiği, bir yıldızın olduğu ve yapılan araştırmalardaki değişimlerin bu yıldızdan da kaynaklanabileceği ileri sürülmüştür. Yapılan hesaplamalarda yoldaşın 1.3 Mʘ'lik orta F sınıfı bir yıldız olduğu ve bu değişimlerin onda olması durumunda değişim genliğinin gerçek değeri $\geq 1^m.5$ olması gerektiği ve orta F yıldızları için bunun pek

[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir, ergencoglu@yahoo.com, serdar.evren@ege.edu.tr*

olası olmadığı belirtilmiştir [6]. Gözlemlerde kullanılan yıldızlar ve kimlikleri Çizelge 1 de verilmiştir.

Çizelge 1. Gözlenen yıldızların kimlikleri

Değişen	**Mukayese**
V* V390 Aur	…
** A 1031AB	…
ADS 3812 AB	…
AG+47 517	AG+46 478
BD+47 1117	BD+46 993
CCDM J05153+4710AB	…
GC 6397	…
GSC 03362-01371	GSC 03362-01767
HD 33798	HD 34248
HIC 24488	HIC 24748
HIP 24488	HIP 24748
IDS 05078+4703	…
IRAS 05115+4706	IRAS 05146+4659
PPM 47894	PPM 47959
SAO 40158	SAO 40213
SKY# 8287	SKY# 8394
TYC 3362- 1371-1	TYC 3362- 1767-1
uvby98 100033798 ABV	uvby98 100034248
com HIC 24488 incl CCDM J05153+4710AB	GEN# +1.00034248

3. Kromosferik Aktif Tek Dev Yıldız V390 Aurigae

V390 Aur, [1] tarafından G8 III tayf türünden, 7. kadirden, aktif tek dev yıldız olarak tanımlandı. Bilinen çoğu geri tür yıldızın, kromosferinin ve koronasının manyetik aktivite gösterdiği bilinir. Buna neden olarak birincil yaygın kabul dinamo mekanizmasıdır. Flareler bu aktivitenin göstergelerinden biridir. Bütün kanıtlar da eklenince bu olayın, dış atmosfer katmanlarının ısıtılmasına neden olduğu ortaya çıkmaktadır [7]. Flare, devler üstünde optik bantta nadiren rastlandığından [5] V390 Aur'un kendine özgü flare gözlemi, özel bir ilgi alanı oluşturmuştur. [1] bu yıldızın, kısmen güçlü Ca II H&K salma çizgilerine, dönemsel fotometrik değişimine (P = 9.825 gün) ve hızlı dönmesine ($v \sin i = 29$ km/s) dikkat çekmişlerdi. Bazı geri tür dev yıldızlarda flare olayları, aktiviteye kanıt olarak X-ışınlarından da elde edilmişti [8, 9]. ROSAT ve XMM – Newton gözlemleri [2, 3] V390 Aur'un X-ışınım gücünün ($\approx 10^{30}$ erg/s) kırmızı bir deve göre olağanüstü yüksek oluşuna işaret ettiler [4]. İlk olarak V390 Aur'un flare aktivitesi, Bulgaristan'da Belogradchik Gözlemevi'nde 60 cm. ayna çaplı teleskopla Aralık 1997 ile Mart 1999 arasında U bandında 1 saniyelik poz süresi verilerek gözlenmiştir. $0^m.06$ ile $0^m.29$ genlik aralığında kısa süreli flarelar saptanmıştır [5]. ROSHEN'deki Bulgaristan Ulusal Astronomi Gözlemevi'nde 2000 yılından 2003 yılına kadar, 2 m. ayna çaplı RCC teleskopuna bağlı yüksek hızlı, tek kanallı fotometre ile yapılan gözlemlerde ise, U bandında 0.1 s'lik poz süreleriyle veri elde edilmiştir. Gözlem çok iyi hava koşullarında yapılmış olmasından standart sapması (σ) $0^m.01$ - $0^m.015$ arasındadır. 1974'te Van Biesbroeck, V 390 Aur'dan $3^m.3$ daha sönük ve 0".358 kadar ayrık ikinci bir yıldızın daha olduğunu rapor etmiştir. V390 Aur, ADS 3812 görsel çiftinin bir üyesidir. Hipparcos uydusunun ölçümlerine göre yoldaş yıldız, V bandında $1^m.85$ daha sönüktür. Bileşenler arası ayrıklık çok küçük (0".358) olduğundan, fotometre diyaframına beraber girmişler ve bu yüzden beraber gözlenmek zorunda kalınmıştır. Bu da flare olaylarının yoldaş yıldız üzerinde de olabilme olasılığının göz ardı edilememesine yol açmıştır.

V390 Aur, Aralık 1997'den Mart 2003'e kadar toplam $63^s\,24^d\,48^s$ gözlenmiştir. Bu altı yıllık dönem içinde 13 flare saptanmıştır. Ortalama flare sıklığı 0.205 flare/saat tir. Ancak V390 Aur üzerindeki flareler, 6 yıllık dönem içinde çok kısa bir sürede saptanmıştır (Ocak –

Şubat 1998, Ekim 2000 – Şubat 2002). Ayrıca bu gruplarda kısa süreli flareler de görülmüş, bu olaylara tam bir açıklama getirilememiştir. V390 Aur'un flare aktivitesini diğer aktif yıldızlarla karşılaştırmak için, iyi bilinen aktif cüceler AD Leo ve EV Lac kullanılmıştır. Bu yıldızların flare sıklık tanımlamasında kullanılan gözlemlerin bazıları aynı gözlemevinde yapılmıştır. Örneğin; 1990 – 1994 döneminde AD Leo'nun flare aktivitesi 0.33 – 0.70 flare/saat aralığında değişir. EV Lac'ın flare aktivitesi ise, 1995 yılında 0.10 flare/saat, 1994'te 0.58 flare/saat ve 1998'de 0.29 flare/saattir [10]. Görüldüğü gibi V390 Aur'un flare aktivitesi, EV Lac'ın aktivite çevriminin minimumuna yakın bir değerindedir ve AD Leo'nun aktivite düzeyinden daha az aktiftir. Eğer, her bir olay ayrı bir flare olayı olarak düşünülürse, o zaman V390 Aur'un flare aktivitesi, EV Lac'ınkine benzer ve, V390 Aur iyi bilinen bir flare yıldızı olur. Ancak, unutmamak gerekir ki, gözlenen olaylara, yakın görsel bileşenin katkısı olabilir. Eğer ADS 3812 bir fiziksel çift sistem ise Hipparcos'un bulduğu ıraksınımı (0".008947) ve iki bileşen arasındaki parlaklık farkını kullanarak yoldaş yıldızın kütlesini ve evrim durumunu tahmin edebiliriz. Hesaplar yoldaşın F tayf türünden bir cüce veya anakol evrimini yeni tamamlamış bir alt dev olduğunu gösterir. F cücelerinde bilinen bir optik flare yoktur [11]. Ancak çok nadiren X-ışın flareleri saptanmıştır. Bu gibi olaylar F5 cüce yıldız 36 Dra [12] ve 47 Her (F05) [13] üstünde saptanmıştır. Bunların süreleri sırasıyla ≈ 1000 s. veya ≈ 90 dak. uzunluğundadır. Anakol yıldızlarından, evrimleşmiş, tek F tayf türü alt devlerin görsel tayf bölgesinde saptanmış herhangi bir flaresi yoktur.

Öte yandan yakındaki yoldaşın varlığı V390 Aur'un aktivite özelliklerinin çoğuyla açıklanabilir. Bileşenler arasındaki açısal ayrıklık ve ıraksınım esas alınarak, bileşenler arası uzaklığı 40 AB olarak belirleyebiliriz. Eğer yoldaşı 1.3 Mʘ'lik bir orta F sınıfı yıldızı ve dairesel yörüngede dolanıyor kabul edersek [6], yörünge dönemi 139 yıl olmaktadır. V390 Aur'un dönme dönemiyle (1.44 gün) karşılaştırıldığında, eş zamanlı dönme etkisinin olmaması, yıldızının ileri düzeydeki aktivitesinde önemli bir rol oynamaz. Eğer bu, flare sonucu genlikteki değişimlerin ikinci yıldız tarafından üretildiğini düşünürsek bu genliklerin gerçek değeri $\geq 1^m.5$ olmak zorundadır. Aktif kırmızı cüceler üzerinde U genliği yaklaşık $1^m.5$ olan ve 10^s süren flarelere rastlanmıştır. Ancak, benzer olayların meydana gelmesi çok az görülmektedir. . Bunun sonucunda V390 Aur'un aktivite özelliği ve saptanan flarelerin dev yıldızdan kaynaklandığı sonucu çıkartılmaktadır. Buna rağmen, ikinci yıldızda bunların olması olanaksız da diyemeyiz. Eğer, kromosferik dev yıldızlardaki flareyi kromosferik aktiviteyi açıklayan olay olarak düşünürsek, onların özelliklerini dev yıldız atmosferi ile aktif cüce yıldızların atmosferleri arasındaki farkları inceleyerek açıklayabiliriz. Genel farklılıkları irdeleyecek olursak; aynı kütle çekimde, dev yıldız atmosferi daha az yoğundur ve bu bize dev yıldızlardaki aktif alanların daha geniş ve düşük yoğunluklu olmaları gerektiğini söyler. [14] ile 26 Ağustos 1996 ve 18 Şubat 1998 tarihleri arasında 6 gecelik dönemde, ROZHEN Gözlemevi'nde Coude tayfçekerli CCD monte edilmiş 2 m lik RCC teleskobu tarafından alınmış yüksek çözünürlüklü (0.2 Å) $H\alpha$ gözlemlerinde bahsedilmiş olan iddialarla uyuştuğu gözlenmiştir. $H\alpha$ normal soğurma çizgisi cüce yıldızlardaki baskın çarpışma kaynaklı çizgilere benzememektedir [15, 16]. Günümüzdeki geçerli güneş modelinde sert X-ışını salmalarının dikkate alınması gerekmektedir [17, 18].

[19] güneş flaresindeki sanki kuantlanmış enerji boşalmalarını vermiştir. Milimetre radyo akısındaki tanımlanan hızlı değişimleri, patlama tabanındaki 0.05 s'deki üst üste bindirmenin sonucu olarak yorumladılar. Dermendjiev 1989'da bu gözlem sonuçlarına dayanarak güneş flare patlaması başlangıcı için bir manyetohidrodinamik model önermiştir. Modeldeki ana varsayım; girdap halkaları gibi şekillenen akım tüpünde ivmelendirilen yüksek enerjili elektronların böyle bir olayı sağlayabileceğidir.

[20], patlamanın başlangıcındaki gibi atmalı yıldız flareleri düşündüler. Buna rağmen gaz dinamiği modellerinin temel varsayımlarından biri; flare süreci esnasında, kromosferde oluşan sıcaklık yoğunlaşmasının, tayfta optik süreklilikte salma göstermesi gerektiğiydi. Bu

katmandaki karakteristik gaz dinamiği zamanına bağlı olan flare süresi ve dev yıldız V390 Aur göz önüne alındığında; 100 saniyeden daha kısa süreli optik spike'lar kuram ile kolayca açıklanamayacak türdendir. Gözlenen olayların olası bir açıklaması da üst fotosferik ve daha yoğun kromosferik katmanlardaki ivmelenmiş parçacıkların akılarının sisteme etkisi olarak gösterilmektedir. Bu parçacıklar manyetik ilmiklerin bir ayak ucundan diğerine çoğalabilirler ve bir yada bir çok üst ilmikten optik esnemeye neden olabilirler denilmiştir.

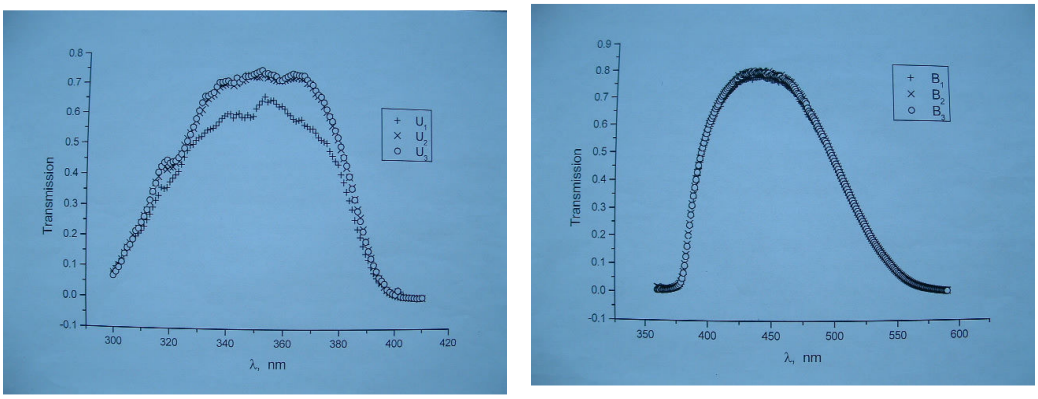
4. Gözlemler Ve İndirgemeler :

Gözlemler 08 Ekim 2005 tarihinde Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskopuna bağlı Vilnius yüksek hızlı üç kanallı ışıkölçeri (HSTCP)'in tek kanalı, Johnson'un geniş band standart U ve B süzgeçleri ve soğutulmuş Hamamatsu R1463P fotokatlandırıcı tübü (PMT) kullanılarak yapılmıştır. Gözlemde kullanılan fotokatlandırıcı tüpün özellikleri Çizelge 2'de ve kullanılan U ve B süzgeçlerinin duyarlılık eğrileri de Şekil 1'de verilmiştir. Gözlenen yıldızlara ait bazı bilgiler de Çizelge 3'te verilmiştir.

Gözlemlerde kullanmak üzere değişen yıldızına yakın, tayf türü, parlaklığı uygun bir mukayese yıldızı seçilmiştir. Bu yıldız daha önce de [14] tarafından mukayese olarak kullanılmıştır.

Çizelge 2. Gözlemlerde kullanılan fotokatlandırıcı tüpün özellikleri

Model	R1463P
Tür	PMT
Boyut	13 mm
Aktif alan çapı	10 mm
Mil dalgaboyu	185 nm
Max dalgaboyu	850 nm
Max geçirgenlik dalgaboyu	420 nm
Pencere	UV Glass
Katod Türü	multialkali
Kara akım sayımı	900 sec^{-1}



Şekil 1. UBVR süzgeçlerinin duyarlık eğrileri

Çizelge 3. Gözlenen yıldızlara ait bilgiler

SIMBAD	Yıldız	Sağaçıklık 2006(FK5)	Dikaçıklık 2006(FK5)	Tayf Türü
Değişen	V390 Aur	$05^{sa}15^{dk}42^{s}.45$	$+47^{o}10'37".2$	G5 III
Mukayese	HD 34248	$05^{sa}18^{dk}51^{s}.23$	$+47^{o}03'15".1$	G5

SIMBAD	Parlaklık (B)	Parlaklık (V)	Öz hareketi (mas)
Değişen	$7^{m}.89$	$6^{m}.92$	92.05 -105.73
Mukayese	$8^{m}.80$	$7^{m}.74$	0.74 -1.29

Gözlemlerde değişen yıldızın flarelerini gözleyebilmek hızlı ışıkölçüm gerekiyordu. Bu yüzden ancak her 15 – 20 dakikada bir mukayese yıldızından ölçüm yapabildik. Değişenin bu sayım alma süresinin uzun olmasından dolayı, yıldızın diyaframdan çıkmasını engellemek için kullanılmayan diğer bir kanala bir yıldız ortalayarak onu takip yıldızı olarak kullandık. Takip yapılan diyaframın içinde, takip yıldızını sürekli olarak ortada tutup, diğer kanalda değişenin diyafram içinde kalmasını sağladık.

Gözlemler, U filtresinde 2 s'lik B filtresinde ise 1 s'lik poz süreleri verilerek yapılmıştır. Gözlemde aşağıdaki yıldız sırası izlenmiştir: G (gök), C1 (mukayese) ve V (değişen) olmak üzere,

GGGGG - C1C1C1C1C1 - VVVVVV….VVVVV - GGGGG - C1C1C1C1C1 …

Gözlem sırasında arka arkaya 5'er sayım gökyüzü ve mukayese aldıktan sonra yaklaşık 20 dakika boyunca değişenden sayım alınmıştır.

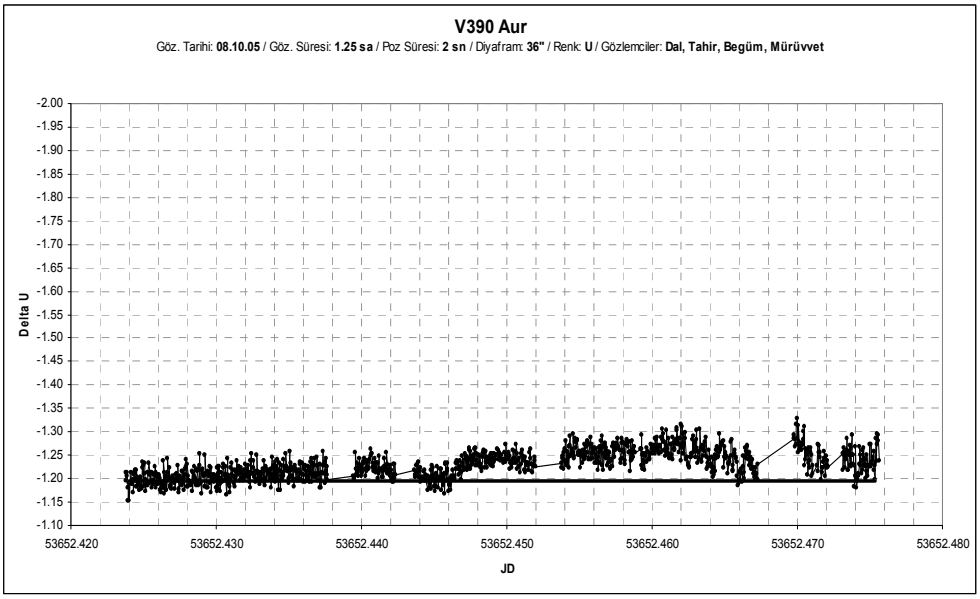
Mukayese ve gökyüzünden aldığımız sayımlar, ard arda gelen ikili gruplar halinde alındı, daha sonra bu ikili grupların ve onlara karşılık gelen zamanların aritmetik ortalamalarını hesapladık.

Elde edilen ortalamalara ara değer hesabı uygulayarak her değişen sayımına karşılık gelen mukayese ve gökyüzü sayımlarını elde ettik. İndirgeme işlemlerinden önceki tüm ara değer hesaplarında bu aritmetik ortalamaları kullandık. Değişenin, mukayeseye göre ölçülen parlaklık farklarını **Δm= m (değişen) - m (mukayese)** eşitliğine göre hesapladık. Gözlemin yapıldığı gece başı hava durumu iyi iken zaman içinde tüllenmeler başladı ve gözlemi yarıda bırakmak zorunda kaldık. Gözlem bu hava koşulları yüzünden 1^{sa} 14^{dk} 24^{s} sürmüştür. Gözlemin kısa yapılmış olmasından dolayı atmosfer sönükleştirme katsayıları için ortalama değerleri kullandık. Bu sönükleştirme katsayılarını kullanarak değişenin ve mukayesenin parlaklığını:

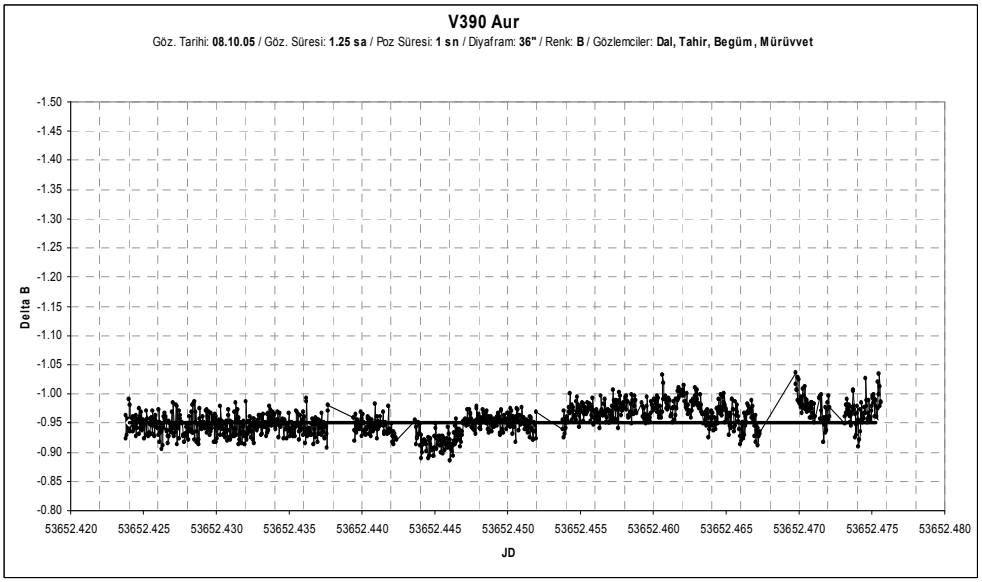
$\Delta m = \Delta m_o + k.\Delta M$ bağıntısı ile atmosferik sönükleştirme etkisinden arındırdık. Burada ΔM, değişenin ve mukayesenin bakış doğrultumuzdaki hava kütleleri farkı, k ilgili süzgeçteki sönükleştirme katsayısı, Δm_o ise yıldızların atmosfer dışı parlaklılarının farkını belirtmektedir.

5. Işık Eğrileri :

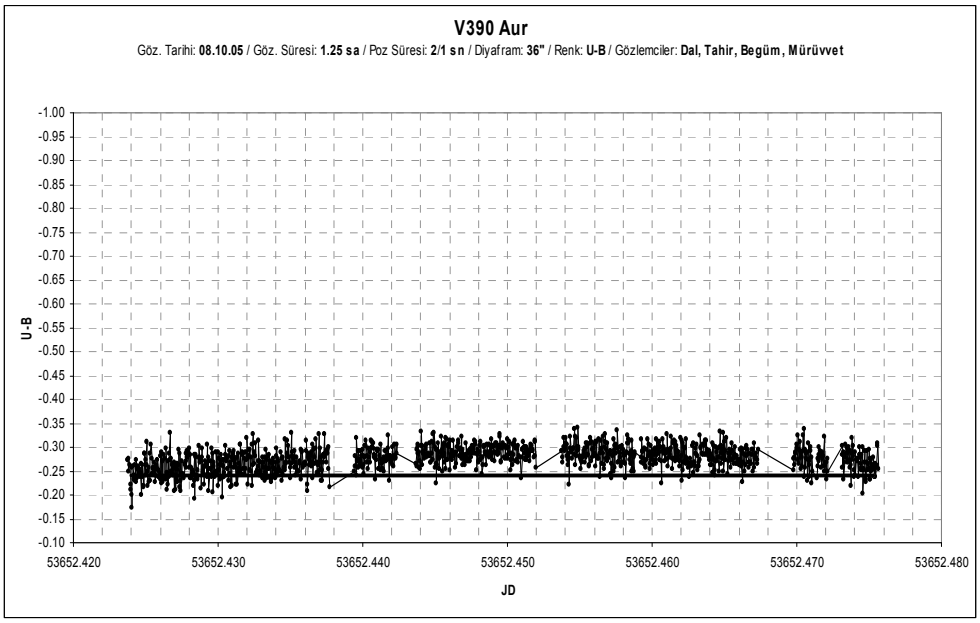
2005 yılında V390 Aur'un Ege Üniversitesi Gözlemevinde elde edilen iki renk (U,B) ışık eğrileri aşağıdaki şekillerde gösterilmiştir. 2005 yılında V390 Aur'un Ege Üniversitesi Gözlemevinde elde edilen iki renk (U,B) ışık eğrileri aşağıdaki şekillerde gösterilmiştir.



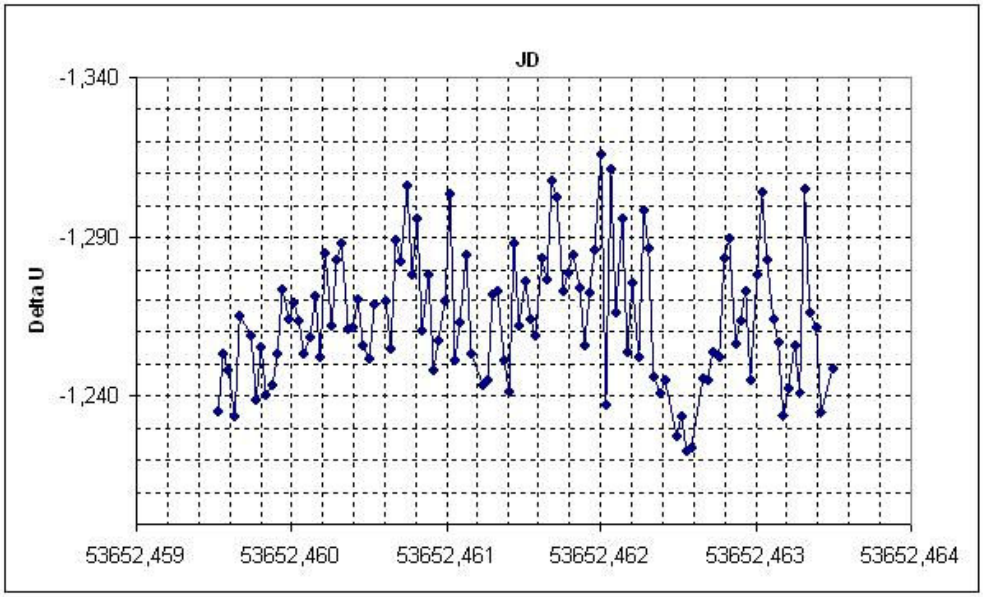
Şekil 2. 8 Ekim 2005 de elde edilen U eğrisindeki dalgalanmalar. Gece başı seviyesinden yaklaşık $0^{m}.05$ lik bir dalgalanma görülmektedir.



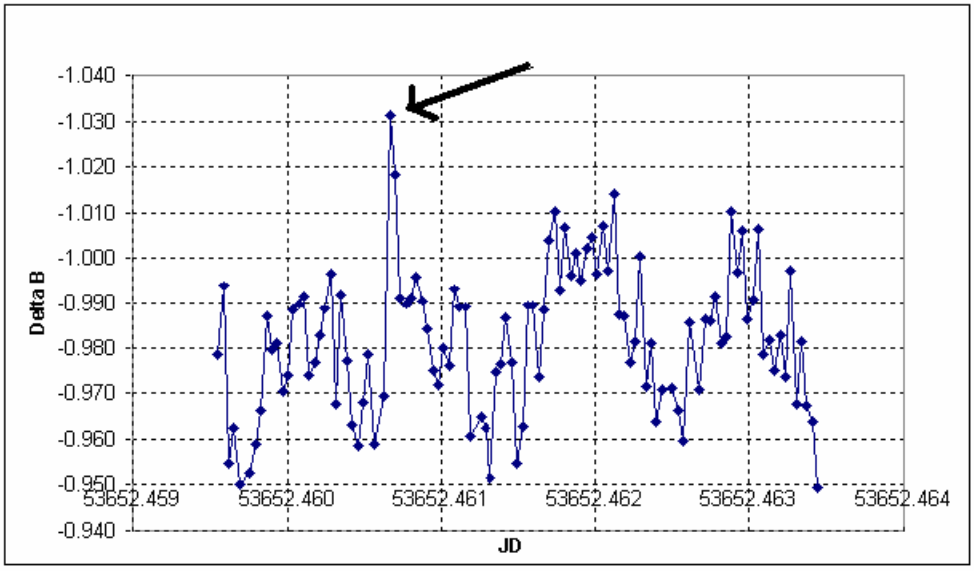
Şekil 3. 8 Ekim 2005 de elde edilen B eğrisindeki gözlem başı ve sonu arasında seviyedeki dalgalanmalar.



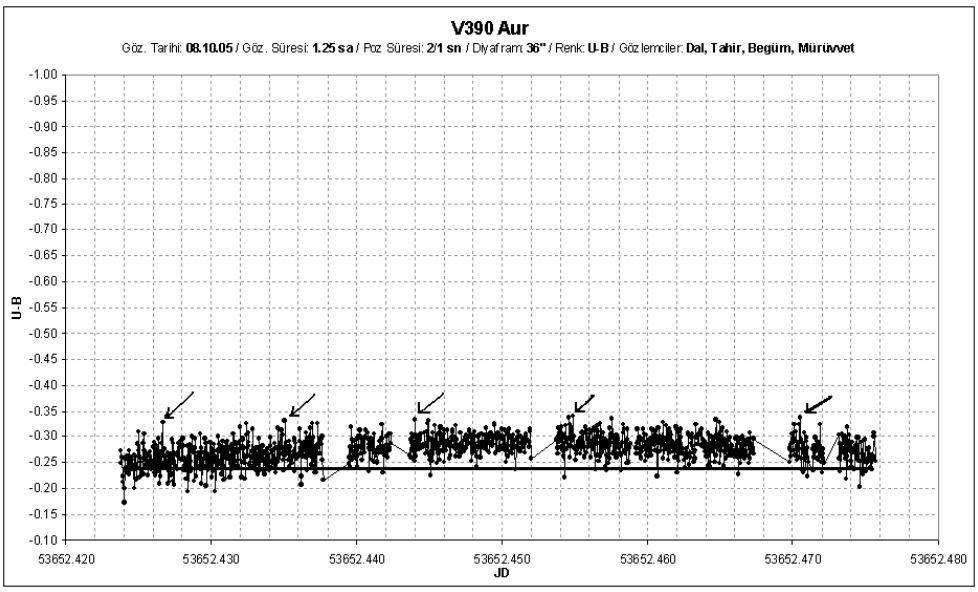
Şekil 4. 8 Ekim 2005 de elde edilen U-B eğrisindeki gözlem başı ve sonu arasındaki dalgalanmalar.



Şekil 5. 8 Ekim 2005 de elde edilen U eğrisindeki 53652.460 ile 53652.463 arasındaki ani parlama gösteren kısım.



Şekil 6. 8 Ekim 2005 de elde edilen B eğrisinden 53652.460 ile 53652.463 arasındaki ani parlama.



Şekil 7. Işık değişimlerinde saptanan olası micro flareler.

Çizelge 4. Şekil 7' deki olası micro flarelerin JD'lerine karşılık ortalama Renge (delta (U-B)) göre mavileşme miktarları.

HJD	Δ(U-B) mavileşme miktarı
53652.427	$0^m.066$
53652.435	$0^m.053$
53652.444	$0^m.050$
53652.455	$0^m.054$
53652.471	$0^m.050$

6. Tartışma

V390 Aur'un bir gecelik gözlemlerine baktığımızda; Şekil 2, 3 ve 4' de düz çizgiyle temsil ettiğimiz parlaklık değişimi, gözlem başı parlaklık seviyesini göstermektedir. Görüldüğü gibi gözlem ortasına doğru eğride bir tümsek yani parlama göze çarpmaktadır. Bunun dışında Şekil 5 ve 6 da gösterilen HJD aralığındaki ışık değişimlerine bakılırsa; yalnız B filtresinde bir ani parlama saptanmıştır. U'da bunun görülmemesi iki nedene bağlı olabilir: Birincisi, bu tamamı ile bir gözlem saçılmasıdır. Onun için U'da görülmemektedir. İkincisi, flare yıldızlarında araştırılan micro flareler çok kısa zaman aralıklarında olup bittiği için, tam B filtresinde gözlem yaparken aynı zamanda U'da da gözlem yapılabilseydi belki de çok daha parlak bir değer elde edilebilecekti. Bu ikinci olasılık daha açıklayıcıdır. Çünkü, Şekil 5 incelendiğinde B'deki 0.07 kadirlik artışın oluşum biçimi zaman içinde sürekli ani artma ve yavaş azalma şeklindedir. Bu da tipik bir flare göstergesidir.

Şekil 7'de işaretlenen, Çizelge 4'deki U-B grafiğinde listelenen olası micro flare mavileşme genlikleri yaklaşık $0^m.05$ e yakın değerlerdedir. Belirlenen olası 5 mikro flare daha önceki araştırmalarda yakalanan flarelere göre daha küçük genlikli olsa da yıldızın kısa zaman aralıklarında bile enerjik faaliyetler içinde olduğu söylenebilir.

V390 Aur yıldızının daha uzun süreyle gözlenmesi, bu yıldızın kendine özgü flarelerine ait soru işaretlerinin açıklanmasına yardımcı olacaktır.

Kaynaklar

[1] Fekel, F.C., Marshall, L.A., 1991, AJ, 102, 1439
[2] Hunsch, M., Schmeet, J.H.M.M., Voges, W.: 1998, A&AS 127, 251
[3] Gondoin, P.: 2003 A&A 404, 355
[4] Gondoin, P.: 1999 A&A 352, 217
[5] Konstantinova – Antova, R.K., Antov, A.P., Bachev, R.S.: 2000, IBVS 4867
[6] Schroeder, K. - P.: 1998, A&A 334, 901
[7] Kashyap, V.L., Drake, J.J.: 2002, ApJ 580, 1118
[8] Haisch, B., Schmeet, J.H.M.M.: 1994, ApJ 426, 716
[9] Hunsch, M., Reimers, D.: 1995, A&A 296, 509
[10] Alexiev,I.Yu., Antov, A., Avgoloupis, S.J., Beskin, G.M., borisov, V.N., Calenko, V.E., Contadakis, M.E., Gersberg, R.E., et al.:2001, KFNT 17, 147
[11] Gershberg R.E., Katsova M.M., Lovkaya M.N. ve ark., 1999,A & A Suppl. Ser., 139,555
[12] Schmett, J.H.M.M.: 1994, ApJS 90, 735
[13] Guedel, M., Schmett, J.H.M.M.: 1995, A&A 293, L49
[14] Strassmeier,K.G.,Fekel,F.C.,Bopp,B.W.etal.,1990,ApJS,72,191
[15] Cram, L.E., Mullan, D.J., 1985, ApJ, 294, 626
[16] Houdebine, E.R., Stempels, H.C., 1997, A&A, 326, 1143
[17] VanBeek,H.F.,DeFeiter,L.D.,DeJager,C.,1974,SpaceRes.,14,447
[18] DeJager, C., Kuperus, M., Rosenberg, H., 1976, Phil.Trans.Roy.Soc.London, A281, 507
[19] Kaufman,P.,Strauss,F.M.,Opher,J.,Laporte,C.,1980,A&A,87,58
[20] Katsova,M.M.,Boiko,A.Ya.,Livshits,M.A.,1997,A&A,321,549
http://simbad.u-strasbg.fr/simbad
http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html

GÜNEŞ-YER-AY DİZGESİNİN YER KABUĞU HAREKETİNE ETKİSİ

Seda FISTIKÇI[1], Seda KAZAN[1], Ayşe Melike DENİZELLİ[1], Hasan Ali DAL[1]

Özet

Uzun yıllardır süren sismik ölçümler, Yer kabuğunun sürekli hareket eden plakalardan oluştuğunu ortaya koymuştur. Güneş ve Ay'ın konumlarına göre değişen çekim kuvvetinin gel-gitlere neden olduğu gibi, karasal plakaların hareketlerini de etkileyip etkilemeyeceği tartışma konusudur. Bu türden bir etkileşimin olup olmadığını belirlemek amacıyla; sismik ölçümler ve Güneş-Yer-Ay üçlüsüne ait çeşitli yörünge parametreleri karşılaştırıldı. Bu açıdan, MÖ 2150 ile MS 2006.25 yılları arasına dağılan toplam 419596 sismik veri USGS ve ANSS kataloglarından derlendi. Bu sismik veriyle, MS 1898-2006.25 yılları arasına ait Yer-Güneş uzaklıkları ve MS 1967-2006.25 zaman aralığı için Ay'ın konumu karşılaştırıldı. Karşılaştırma sonucunda, özellikle son 31.25 yıldaki büyük depremler ve deprem fırtınaları belirlendi. Bu deprem ve fırtınaların, Güneş–Yer–Ay sisteminin konuyla ilişkisi incelendi.

Anahtar Kelimeler: *Tektonik levhalar, Depremler, Güneş-Yer-Ay sistemi.*

Abstract

The seismic measurements taken for a long time show that Earth's crust is included tectonic plates which is always moving. Like gravitational forces cause tidal motions due to Sun and Moon's positions, it is discussing whether these gravitational forces cause plate motions. To examine this effect, seismic measurements and some parameters of Sun-Earth-Moon motions are matched. In this aim, 419596 seismic measurements for about 4000 years took from USGS and ANSS data archives. Sun and Earth distances for years from 1898 to 2006.25 are matched to seismic data. This matching is repeated for Lunar positions from 1967 to 2006.25. In the end of process, some earthquakes and earthquake storms are defined during these 31.25 years. The relation between these earthquakes, earthquake storms and Sun–Earth–Moon system positions is examined.

Key Words: *Tectonic plate, Earthquake, Sun-Earth-Moon system.*

1. Giriş

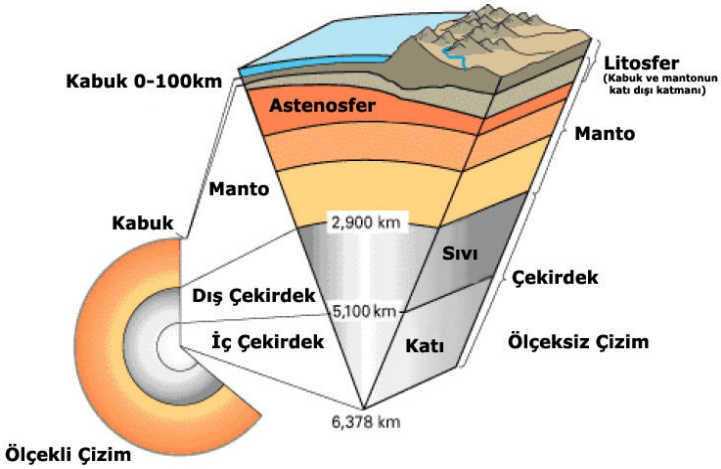
1.2 Yerin Yapısı ve Levhalar

Yerin iç kısmı, Şekil 1.1'den de görüldüğü gibi çeşitli bölümlere ayrılsa da mekanik farklılıklar bakımından temel iki bölüme ayrılır. Bunlar, litosferik katman ve astenosferik katmandır. Bunlardan birincisi, mantonun daha üst katı kısmı ve kabuğu içeren litosfer; ikincisi ise daha sıcak ve akışkan olan astenosferdir. Bu ayrışma yerin kimyasal yapılarına göre üçe ayrılmış olan *çekirdek*, *manto* ve *kabuk* alt katmanlarıyla karıştırılmaması gerekir. Temel olarak, litosfer, astenosfer üzerinde hareket eder. Hareketli kısım olan litosfer, adına

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornıova, İzmir*
Tel. 0232 388 40 00 / 2232, ali.dal@ege.edu.tr

levha denilen parçalara ayrılmış durumdadır. Litosfer daha soğuk ve daha rijitken, astenosfer daha sıcaktır ve mekanik olarak daha zayıftır [1, 2].

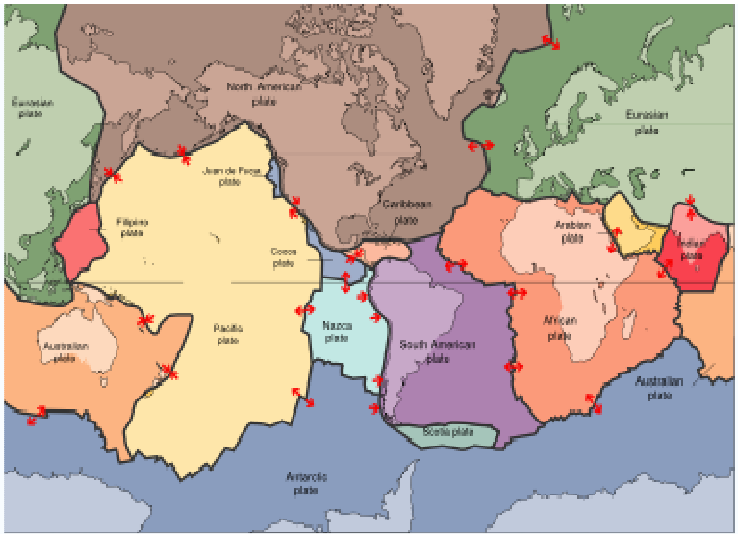
Manto, çok yüksek sıcaklıkta ve viskozitesi yüksek bir sıvı gibi davranan Yerküre katmanıdır. Yerküre'nin üst katmanları, bir bütün halinde olmayıp, sürekli hareket halinde olan levhalardan oluşur. Bu levhalar mantoyu çevreler ve manto'daki ısı akımlarının neden olduğu hareketler sırasında birbirinden uzaklaşır, birbirlerine çarpar veya birbirlerine sürtünerek hareket ederler. Levha hareketlerinin temel koşulu, litosferin birbirinden belirgin olarak ayrışmış hareketli levhalardan oluşmasına ve bu levhaların elastik bir akışkan olan astenosfer üzerinde yüzmelerine dayanmaktadır. Astenosferin göreli akışkanlığı levhaların farklı yönlerde hareketine olanak sağlar. Birçok bilimci tarafından temel kabul gören bu kuram "Levha Tektonik Kuram"ı olarak adlandırılır [2].



Şekil 1.1: Yerin iç katmanları [1].

Levha hareketleri, yerkürenin oluşumundan beri sürmektedir. Süperkıta *Pangea*'nın, bundan 225 milyon yıl önce parçalanmaya başladığı ve bu hareketliliğin sonucunda kıtaların günümüzdeki şeklini aldığı düşünülmektedir [1].

Günümüzde, litosferde birbirlerine göre 1-15 cm/yıl arasındaki hızlarla hareket halinde bulunan 7 ana ve birçok küçük levha vardır. Bunların hareketleri çok karmaşıktır ve bu hareketlerin niteliğinin tam olarak saptanması, depremlerin zamanının önceden kestirilmesi için gereklidir. Genel dağılımı Şekil 1.2'de görülen bu 7 büyük levha şu şekildedir:



Şekil 1.2: Belli başlı büyük levhalar [1].

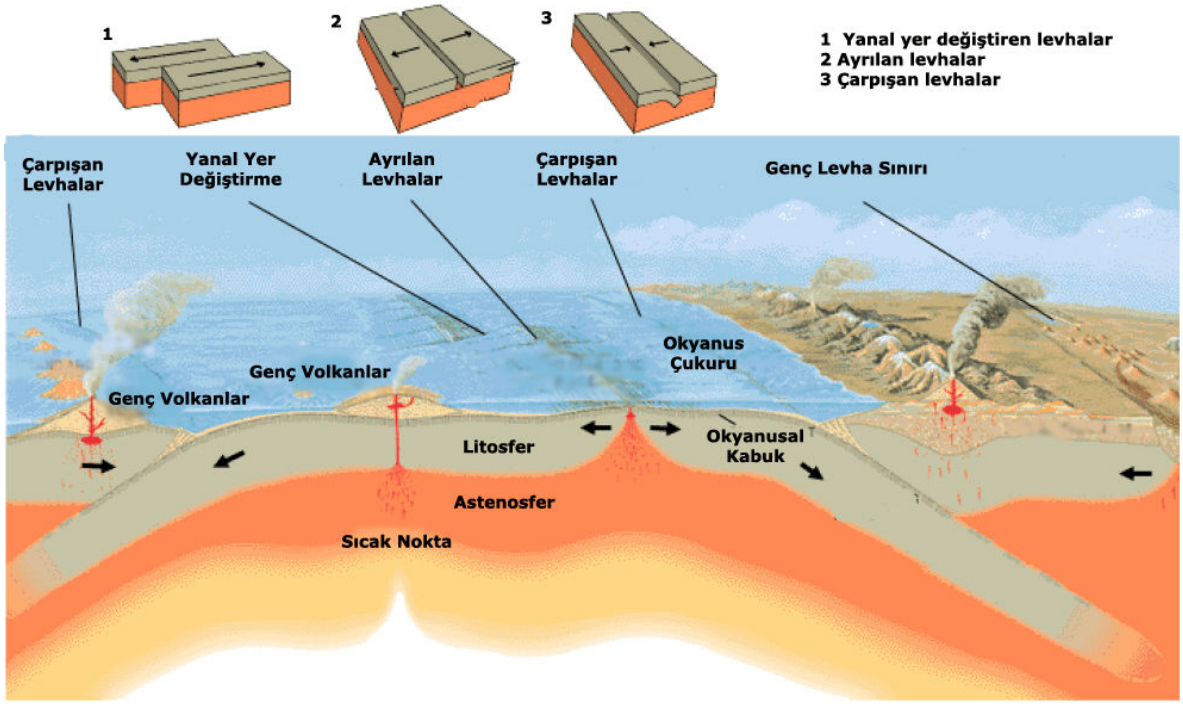
- Afrika Levhası, Afrika'yı içeren kıtasal levha
- Antarktik Levhası, Antartika'yı içeren kıtasal levha
- Avustralya Levhası, Avustralya'yı içeren kıtasal levha
- Avrasya Levhası, Avrupa ve Asya'yı içeren kıtasal levha
- Kuzey Amerika Levhası, Kuzey Amerika ve Doğu Sibirya'yı içeren kıtasal levha
- Güney Amerika Levhası, Güney Amerika'yı içeren kıtasal levha
- Pasifik Levhası, Büyük Okyanus'u içeren okyanussal levha

Levhalar yaklaşık yüz kilometre kalınlığında iki ayrı yapı sergilerler. Bunlar "silikon" ve "magnezyumdan" dolayı "sima" adı da verilen "okyanus kabuğu" ve yine

"silikon" ve "alüminyum"dan dolayı "sial" adı verilen "kıtasal kabuklar"dır. Bu iki kabuk türü kalınlık bakımından da farklılık gösteririr. Kıtasal kabuk, okyanus kabuğuna göre daha kalındır [1].

Tektonik levhalar hem kıtasal kabuk hem de okyanus kabuğu içerebilirler. Örneğin Afrika Levhası hem kıtasal kabuk hem de Atlas ve Hint Okyanusları'nın tabanlarını oluşturan okyanus kabuğunu içermektedir. Kıtasal ve okyanus kabukları arasındaki fark içerdikleri maddenin yoğunluğundan gelmektedir. Okyanus kabuğu, değişik elementlerin birleşiminden ve özellikle de silikondan dolayı kıtasal kabuğa göre daha yoğundur. Okyanus kabuğu, kıtasal kabuğa göre daha az silikon içerirken, daha fazla ağır elementler içermektedir. Sonuç olarak okyanus kabuğu deniz seviyesinin altında bulunurken (örneğin Pasifik Levhası), kıtasal kabuk deniz seviyesinin üstünde bulunur [1, 2].

Bir levhayı diğer bir levhaya birleştiren levha sınırları ve bu sınırlardaki hareketlilik genellikle depremler gibi tektonik olaylar; volkanlar, deniz yatakları gibi topografik oluşumlarla ilişkilidir.



Şekil 1.3: Levha hareketleri ve yüzeydeki etkileri [1].

1.2.1 Yanal Yer Değiştirme Sergileyen Sınırlar

Şekil 1.3'de 1 nolu durumda görüldüğü üzere, bir levhanın sınırları boyunca, diğer levhaya göre sola veya sağa hareketi yüzeyde görünür etkilere neden olur. Sürtünmeden dolayı, levhalar birbirine yumuşakça sürtünüp gitmezler. Daha çok her iki levhada da gerilimin artmasına neden olurlar. Gerilim belirli bir düzeyi geçince depolanmış potansiyel enerji levhalarda bir kırılma veya sınır boyunca bir hareket sağlayacak şekilde serbest kalır. Büyük ölçekli enerjinin bu tür sınırlarda serbest kalması genellikle depremlerin nedenidir. Depremler bu tür sınırlarda görülen en genel olaylardır.

Bu levha sınırlarına en güzel örnek Kuzey Amerika'nın batı sınırlarında bulunan ve bölgenin en karmaşık ağı olan San Andreas Fay Hattı'dır [1]. Bu bölgede Pasifik Levhası, Kuzey Amerika'ya göre kuzeybatı yönünde hareket eder. Bir diğer örnekse Yeni Zelanda'daki Alpine Fayları ve Türkiye'deki Kuzey Anadalu Fay Hattı'dır [1].

1.2.2 Uzaklaşan – Ayrılan Sınırlar

Birbirlerinden uzaklaşan sınırlarda, iki levha birbirlerinden ayrı yönlere hareket ederler. Şekil 1.3'de 2 nolu durumda görülen bu ayrışmada, ortaya çıkan boş alan alt katmanlardan gelen magma ile dolar. Yeni oluşmakta olan sınırların, "sıcak noktalar"lar olarak adlandırılan olgularla ilişkili olduğu düşünülmektedir. Sıcak noktalar, mantoda sıcaklığı çok yüksek olan küçük bölgelerdir ve yerkabuğu dışına kadar yükselen magma etkisiyle oluşur. Bu bölgelerde oldukça büyük ölçekli konvektif hücreler büyük miktarda sıcak astenosfer maddesini yüzeye yakın bölgelere kadar getirirler. Ortaya çıkan kinetik enerjinin de litosferi parçaladığı düşünülmektedir. İzlanda altında bulunan "*The Mid-Atlantic Ridge"* sistemini ortaya çıkaran sıcak noktaların hemen hemen her yüzyılda birkaç santimetrelik genişlemeye neden olduğu bilinmektedir [1].

Şekil 1.4: Okyanuslarda levha sınırlarını işaret eden sırtlar [4].

Okyanusal litosferde, sınırlar genellikle okyanus sırtı (okyanus altındaki sıradağlar) sistemleriyle (Şekil 1.4'de görülen Mid-Atlantic Ridge ve East Pasific Ridge, buna örnektir); kıtasal litosferde ise East African Great Rift Valley gibi yeni oluşmakta olan vadilerle ilişkilidir [1].

Levha sınırları, okyanus sırtı sistemlerinde büyük ölçekli fayların oluşumuna neden olabilirler. Genişlemeler genellikle tek biçimli olmadığı için yakın okyanus sırtı bloklarının ayrışması büyük ölçekli ve farklı geçiş faylarının oluşumuna neden olur. Bu faylar genellikle kırık faylardır ve deniz altındaki depremlerin büyük kısmının kökenini oluştururlar.

1.2.3 Yakınlaşan – Çarpışan Sınırlar

Şekil 1.3'de 3 nolu durumda görülen yakınlaşan sınırların doğası, çarpışan levhalardaki litosfer tipine bağlıdır. Yoğun bir okyanus levhası daha az yoğun kıtasal bir levhayla çarpışırsa; okyanussal levha kıtasal levhanın altına girer. Yüzeyde, okyanussal levha tarafında deniz çukuru, kıtasal levha tarafında da dağ sıralarının oluştuğu görülür. Buna örnek olarak Güney Amerika'daki Okyanussal Nazca Levhası'nın Güney Amerika Levhası'yla çarpışması verilebilir [1].

Okyanussal – kıtasal levha çarpışmalarında alta gömülen levhanın ısınması, uçucu gazları ve suyu harekete geçirir. Isınan suyun, üste çıkan levha içerisinde yükselmesi, onun erime sıcaklığını aşağıya çekerek magma oluşumuna ve diğer bazı gazların serbest kalmasına neden olur. Bu magma ve gazlar yüzeyden çıkarak volkan dizilerini oluştururlar. Bu tür volkanlara örnek olarak, Güney Amerika'da değişen dönemlerde aktivite gösteren volkanlar gösterilebilir. Bu aktivite; gaz ve kül püskürtmekle başlayıp, sıcak magmanın çıktığı yeniden oluşum evresiyle devam eder [1].

İki kıtasal levha çarpıştığında, iki oluşum ortaya çıkar. Birincisi, iki kıta da ezilir ve parçalanır. İkincisi, biri diğerinin üzerine çıkar. Bu tür çarpışmalar sonucu, büyük ölçekli oluşumlar ortaya çıkar. Hindistan ve Avrasya Levhaları'nın çarpışması sonucu, Himalayalar ve Tibet Platosu oluşmuştur [1].

1.2 Levha Hareketlerinin Nedenleri

Levhalara hangi kuvvetlerin hareket kazandırdığı, literatürde büyük tartışma konusudur. Astenosferin daha zayıf yapıda ve bir bakıma da akışkan olmasından dolayı litosferdeki levhalar hareketlidirler. Mantodan yayılan ısı levhaları güdücü enerjiyi karşılar. Yer'in iç yapısına ilişkin üç boyutlu görüntüleme teknikleriyle elde edilen veriler konveksiyonun tüm manto boyunca sürdüğünü göstermektedir. Bu konvektif hareketin levha hareketleriyle nasıl bir ilişki içinde olduğu tartışılan bir çalışma konusudur. Bu enerji bir şekilde litosfere aktarılmakta ve levhalara hareket kazandırmaktadır. Bunu başarabilen iki kuvvet vardır. Bunlar, "sürtünme kuvveti" ve "çekim kuvveti"dir [1].

Levha hereketlerinin birinci nedeni sayılan sürtünme kuvveti, iki şekilde ortaya çıkar. Birincisi; mantodaki konveksiyon akışları, astenosfer katmanının tamamını geçer. Bu hareketler, astenosfer ile litosfer arasında sürtünmeye neden olur ve litosfere hareket sağlar. İkincisi; okyanus tabanlarındaki yerel konveksiyon akışları, levhaları sürtünme ile aşağı yöne iter ve litosferde çökmelere neden olur [1].

Levhalara hareket kazandıran ikinci kuvvet olan kütle çekim ise çeşitli şekillerde etkisini ortaya koyar. Okyanus ortasındaki sırtlarda maddenin yukarı itilmesi, konveksiyonun bir sonucudur. Okyanus sırtları, levhaların daha yukarı yükseltilmesiyle ortaya çıkar ve yükselen levha diğerlerini iter. Hareketi sağlayan gerçek kuvvet bu yükselmelerden doğar ve enerji kaynakları buna işlevsellik kazandırır. Tüm sırt boyunca, ortaya çıkan gerilme kuvvetleri baskın kuvvetlerdir. Ancak bu noktada, kıtasal kırılmaları açıklamak zorlaşmaktadır [1].

Levha hareketlerinin bir başka nedeni, deniz tabanında mantonun içerisine batmakta olan soğuk ve yoğun levhanın ağırlığıdır. Okyanus ortalarındaki sırtlarda yükselen madde, büyük olasılıkla konveksiyonun bir parçasıdır. Levha tektoniğine ilişkin bazı modeller, levhaların taşıyıcı kemerler şeklinde konvektif hücrelerin üzerine bindiklerini ortaya koymaktadır. Bununla birlikte bu konuda çalışan birçok bilimci, astenosferin sürtünme yoluyla harekete neden olabilecek kadar güçlü olmadığı kanısındalar. Bununla birlikte; sürtünme, levhaları hareket ettiren en güçlü kuvvet olarak geniş bir kesim tarafından kabul görmektedir. Son zamanlarda ortaya çıkan modeller okyanus tabanlarındaki levha gömülmelerinin de önemli rol oynadığını ortaya koyuyor. Buna karşın, örneğin Kuzey Amerika Levhası'nın hiçbir yere çekilmeyip, henüz hareketsiz olduğu da bilinmektedir. Aynı şekilde Afrika, Avrasya ve Antartika Levhaları da hareketsizdirler. Tüm bunlarla ek olarak, levhaları hareket ettiren kuvvet ve enerji kaynakları üzerinde tartışma ve araştırmalar devam etmektedir [2, 4].

2006'da yayımlanan bir çalışmada İtalyan bilimciler, Yer'in kendi ekseninde dönmesiyle, Ay'ın neden olduğu gelgitleri ve levhaların batı yönlü bileşenlerini tartışıyorlar. Ay'ın çekim kuvveti altında Yer'in doğuya doğru döndüğünü söylüyorlar ve Yer'in yüzey katmanının yavaşça batıya doğru çekildiği kanısındalar. Bu Venüs ve Marsta neden levha tektoniği görülmediğini de açıklıyor: Venüsün hiçbir uydusu yoktur, Marsın iki uydusu vardır fakat, ikisi de küçüktür. Bu yeni olmayan düşüncenin ilk ortaya çıkışı, levha tektonik kuramının kurucusu olan Alfred Wegener'e dayanır. Ancak, çeşitli hesaplamalara göre levhalara batı yönünde sürükleyebilecek gelgit sürtünme kuvvetlerinin büyüklüğünün, uzun zaman öncesinde Yer'in durdurulmasına yetecek oranda oldğu ortadadır. Ayrıca not edilmesi gerekir ki levhaların bir çoğu kuzeye ve doğuya doğru hareket etmektedir. Bununla birlikte tartışılan bir başka nokta da mantonun daha alt katmanlarına göre tüm levhaların batıya yönelen bir bileşenenin olmasıdır [3].

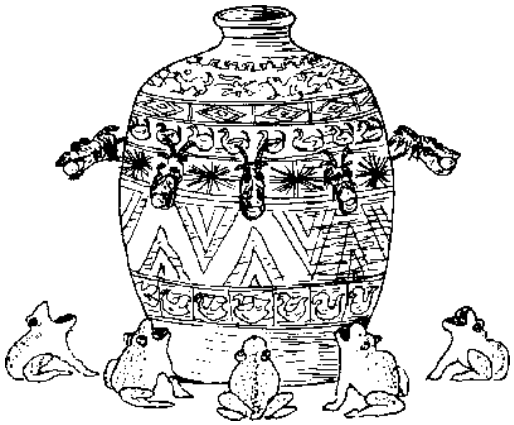
2002 yıllında Tanaka ve ark. tarafından yapılan bir çalışmada, 1982 yılında Güney Tonga'da meydana gelen ve aletsel büyüklüğü 7.5 olan depremin gel-git hareketlerinden doğduğuna ilişkin açık kanıtlar sunmuşlardır [5]. Gel-gitler bu tür depremlere neden

olabiliyorlarsa, Ay'ın Yer ve Yer'in Güneş etrafındaki yörüngelerindeki hareketleriyle depremlerin ortaya çıkışı arasında bir ilişki beklenebilir. Böyle bir ilişki, levha hareketlerinin etkilendiği kuvvetlerin ortaya çıkarılması açısından büyük öneme sahiptir. Bu ise, gelecekte yeryüzünün nasıl şekilleneceğine ilişkin ip uçları sunacaktır.

Bu çalışmanın amacı, Yer-Ay-Güneş üçlüsünün yörünge hareketleri süresince birbirlerine yaklaşıp uzaklaşmaları sonucu, Yer'in litosfer katmanındaki levharın hareketlerine etkileyip etkilemediğidir. Bu amaç doğrultusunda, uzun yılları kapsayan sismik ölçümlerden yararlanılmıştır. Levha hareketlerinin bir sonucu olan depremler, levhaların hareketini ele vermektedir.

2. Veri ve Yöntem

Bu çalışmanın amacı doğrultusunda, USGS (U.S. Geological Survey) katologlarından MÖ 2500 ile MS 1900 yılları arasında kayıtlara giren depremler [6] ve ANSS Katoloğu'ndan MS 1900 ve 2006 yılları arasında meydana gelmiş ve aletsel büyüklüğü 4 ve üzerinde olan tüm depremler [7] alınmıştır. NASA'nın veri tabanlarından MS 1900 ile MS 2006 yılları arasında Yer-Güneş uzaklığı [8] ve U.S. Naval Gözlemevi Veri Tabanı'ndan Yeniay evresi tarih ve saatleri ile Ay'ın enberi noktasında bulunduğu tarih ve saatler [9] alınmıştır. Yine, elektronik almanaklardan MÖ 2150 ve MS 2006 yılları arasında gerçekleşen tüm tutulma türleri [10] alınmıştır.



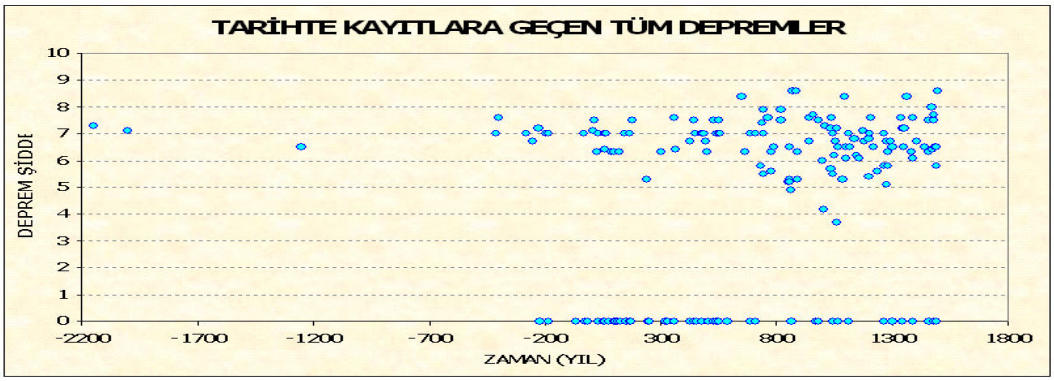
Şekil 2.1: Çinli filozof Chang Heng'in yaptığı ilk sismograf [6].

300000'i son yüz yıla ait olmakla birlikte toplam 419596 deprem verisi; 1900-2006 yılları arasında Yer-Güneş Uzaklığı, 1967 ve 2006 yılları arası için Ay'ın enberi noktasında olup olmaması ve yeniay ve dolunay evreleri ile karşılaştırılmıştır.

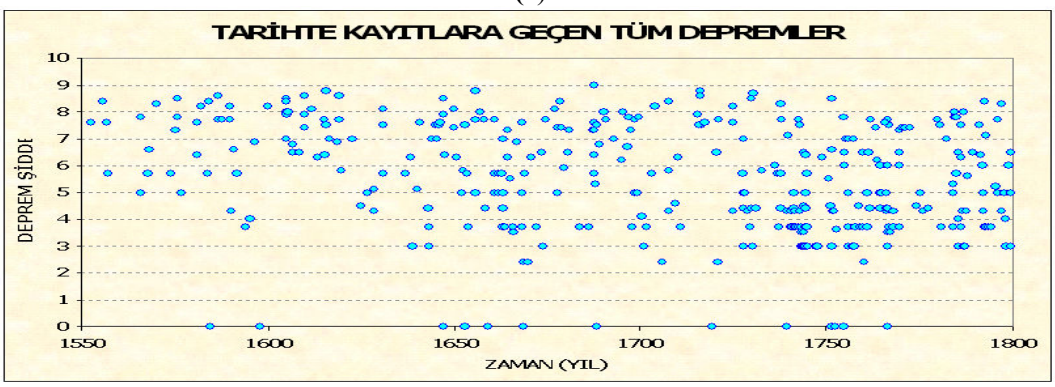
Karşılaştırmalar yapılırken izlenen yol, öncelikle tüm veriye ilişkin zamanların hesaplanmasıdır. Bu hesaplamalarda, herbir veri için saat, gün ve ay değerleri yıl kesrine dönüştürülüp verinin yıl değerine eklenmiştir. İkinci adınsa, verilerin elde edilen zamanlara göre grafiğinin çizilmesidir. Üçüncü adımda ise karşılaştırmalar yapılmıştır. Karşılaştırmalarda, MS 1900 yılından önceki depremlerin yalnızca genel dağılımı incelenmiştir. Yalnızca genel dağılımın incelenmesinin nedeni, bu tarihten önceki deprem verilerinin oldukça düzensiz ve eksik olmasıdır. Şekil 2.1'de görülen, sismik ölçüm yapan ilk araç, MS 132 yılında Çinli bir filozof olan Chang Heng tarafından yapılsa da [6] taih boyunca sismik ölçümler çok yavaş düzene girmiştir. MS 132 yılından önce birkaç kayıt vardır. Sonrasında kayıtlar artmıştır.

Sırasıyla MS 800, 1650, 1830, 1870, 1930, 1945 ve 1965 sonrasında teknik ilerlemeler doğrultusunda ivmelenmiş ve daha da düzene oturtulmuştur. Bu, kayıtlara geçen depremlerin dağılımına bakıldığında ortaya çıkmaktadır. Deprem dağılımındaki bu düzensizlikler nedeniyle deprem dağılımı ve Ay'ın enberi noktasında bulunma zamanları, yeniay evresinin zamanları 1967 ve sonrası için karşılaştırılmıştır.

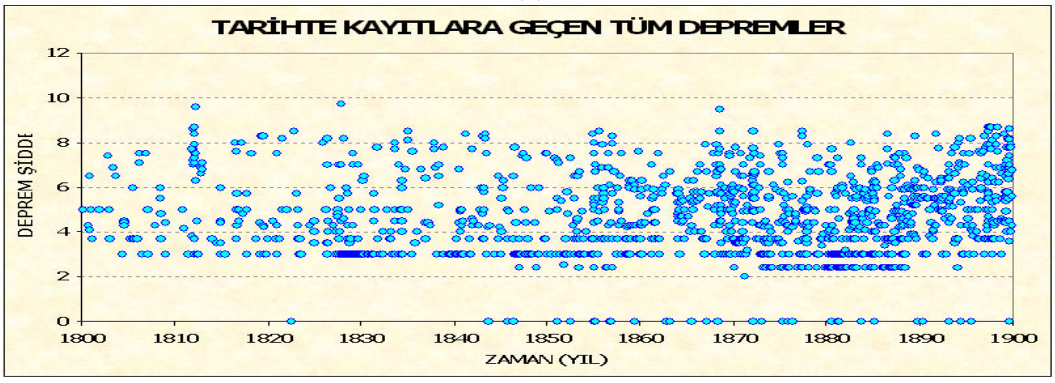
En son olarak, Ay ve Yer'in yörüngelerindeki hareketleri sırasında ortaya çıkan özel durumlar olan Güneş ve Ay tutulmaları ile deprem dağılımı incelenmiştir.



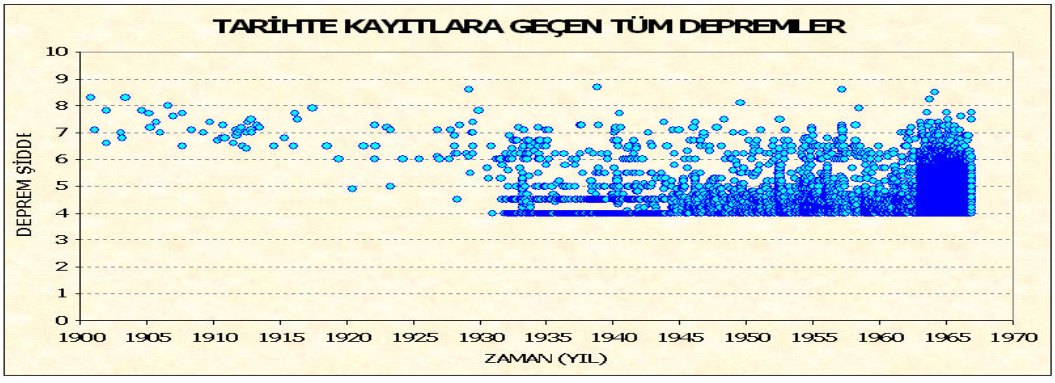
(a)



(b)



(c)

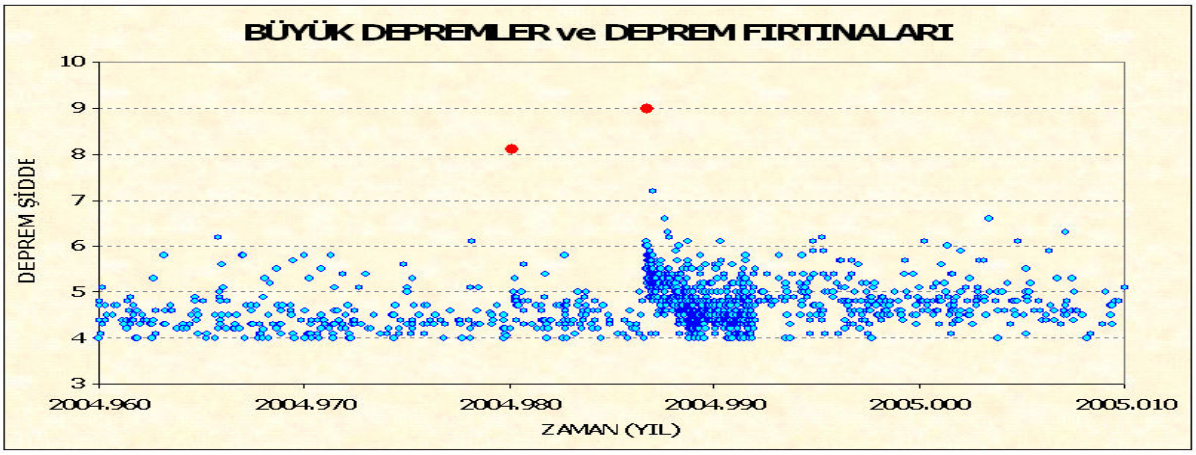


(d)

Şekil 2.2 (a, b, c, d): MÖ 2150 ile MS 1900 yılları arasında kayıtlara geçen tüm depremler ve MS 1900 ile MS 1967 yılları arasında kayıtlara geçen ve aletsel şiddeti 4 ve üzerindeki depremler [6, 7]. Yatay eksen depremlerin gerçekleştiği zamanı, düşey eksen kayıtlara geçen veya tahmini aletsel şiddetini vermekte.

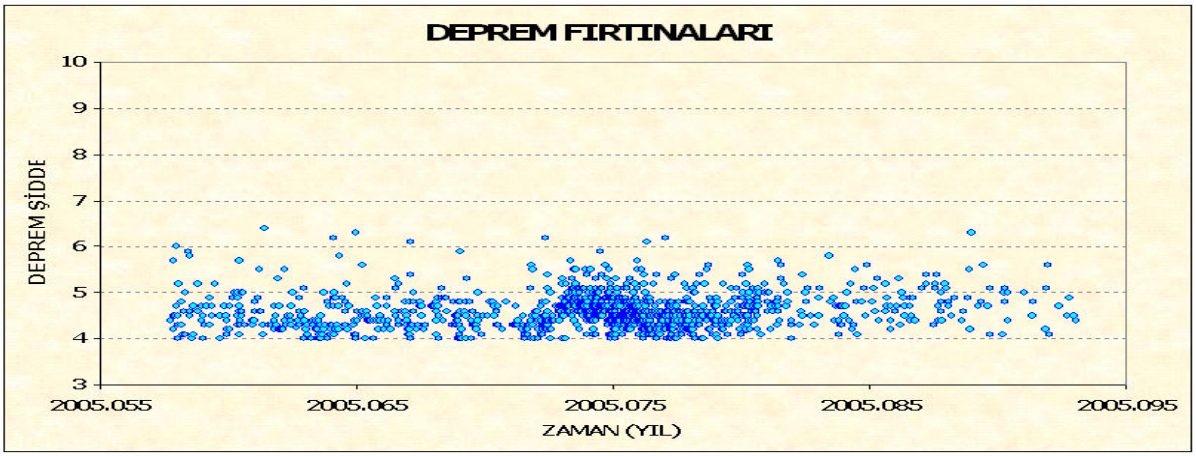
3. Karşılaştırma ve Tartışma

MS 1960'lı yıllara kadar kayıtlara geçen depremlerin dağılımına bakıldığında, depremlerin düzensiz dağılım sergiledikleri görülmektedir. 1960'lardan sonra meydana gelen



Şekil 3.1: MS 2004.960 ile 2005.010 yılları arasındaki, aletsel büyüklüğü 4 ve üzerinde olan depremlerin dağılımı [7].

depremlerin dağılımı incelendiğinde, aletsel büyüklüğü 6 ve üzerinde olan depremlerin belirli bir kural sergilemeden her zaman olaşabildikleri görülmektedir. Bu tarihten sonraki, aletsel büyüklüğü 4 ve üzerindeki depremlerin tamamına bakıldığında da benzer davranış görülmektedir. Ancak, belirli zamanlarda birim zamanda gerçekleşen deprem sayılarında kayda değer artışların olduğu görülmektedir. Bu tür deprem davranışlarına bir örnek, Şekil 3.1'de verilmektedir. Şekilde 2004.990 tarihinde oluşan depremlerin (küçük, mavi daireler) sayısında belirgin bir artış görülmektedir. Bu sayı artışı, 2004.98668 yılında meydana gelen ve aletsel büyüklüğü 9.0 olan bir depremin (büyük, kırmızı daire) ardından ortaya çıkmıştır. Bu, deprem sayısındaki artışı açıklamaktadır. Sayı artışı, hemen hemen her büyük deprem sonrasında meydana gelen artçı depremlerden kaynaklanıyor olabilir. Ancak, şekle dikkatli bakılırsa, bu büyük depremin öncesinde 2004.98017 tarihinde aletsel büyüklüğü 8.1 olan bir



Şekil 3.2: MS 2005.055 ile 2005.095 yılları arasındaki, aletsel büyüklüğü 4 ve üzerinde olan depremlerin dağılımı [7].

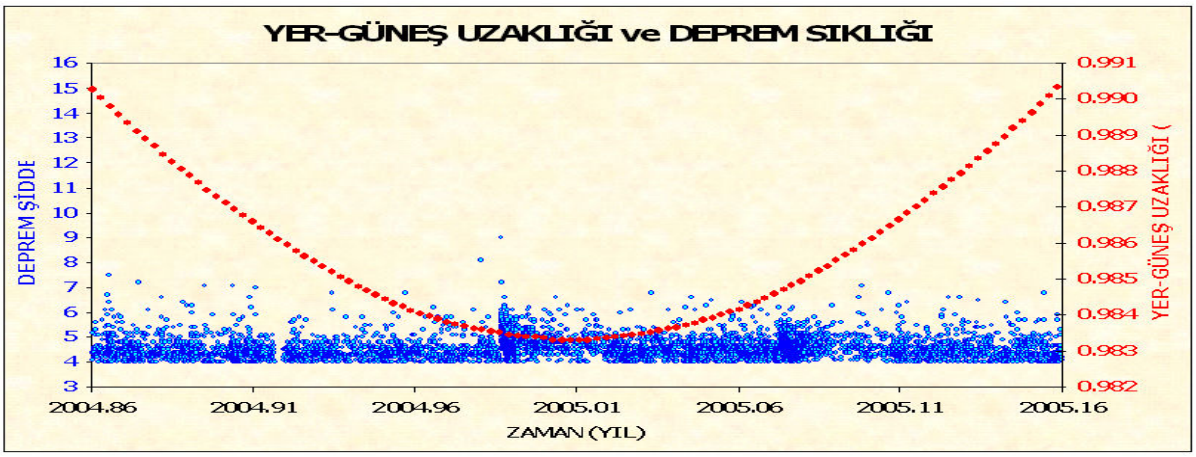
başka deprem meydana gelmiştir. Bu depremin ardından, birim zamanda meydana gelen deprem sayısının artmadığı görülmektedir.

Şekil 3.2'de 2005.075 tarihinde bir başka sayı artışı görülmektedir. Bu tarihteki deprem sayı artışının öncesi veya sonrasında "büyük" sayılabilecek bir deprem yoktur. Bu çalışma kapsamında, birim zamanda meydana gelen depremlerin sayısının artışına "Deprem

Fırtınası" adı verildi. 1967 ve sonrası için deprem fırtınaları ile büyük şiddetli depremlerin her zaman bir birlerini takip etmedikleri görülmektedir. Deprem fırtınalarının bazıları, gerçekten de büyük depremler sonrasında ortaya çıkan artçı deprem davranışıyken, bazıları kendiliğinden ortaya çıkan bağımsız depremlerdir.

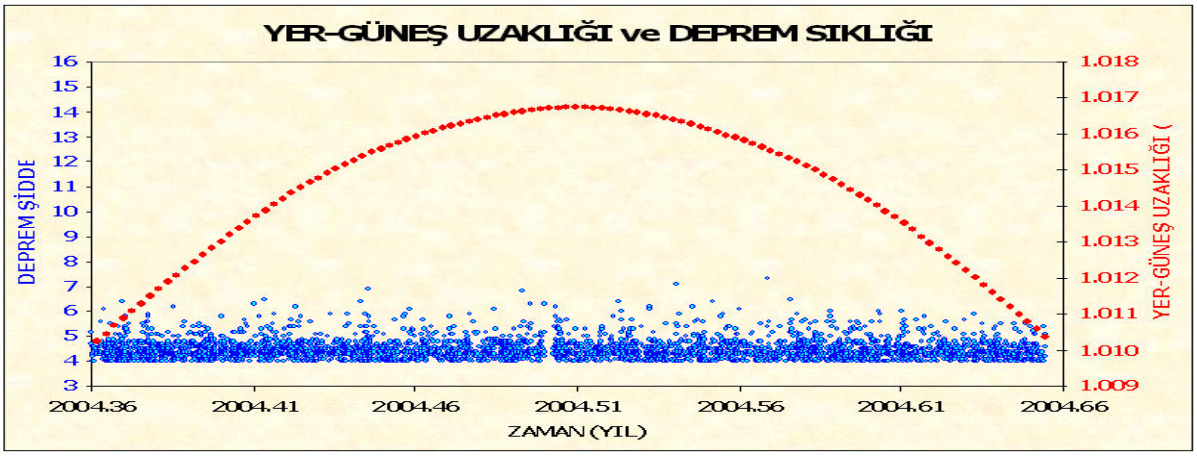
1967 yılı ve sonrasındaki tüm deprem fırtınaları ve aletsel büyüklüğü 7'nin üzerindeki depremler belirlenmiştir. Bu belirleme işleminde, eğer aynı tarihlerde hem büyük deprem hem de deprem fırtınası gerçekleşmiş ise bu, tek bir olay olarak değerlendirilmiştir. Sonuçta, 1967.00 ve 2006.25 yılları arasında 204 olay belirlenmiştir.

Belirlenen bu deprem fırtınaları ve büyük şiddetli depremler, Güneş ve Ay'ın Yer'e olan uzaklıkları ile ve her iki gökcisminin uzaydaki konumları ile karşılaştırılmıştır.



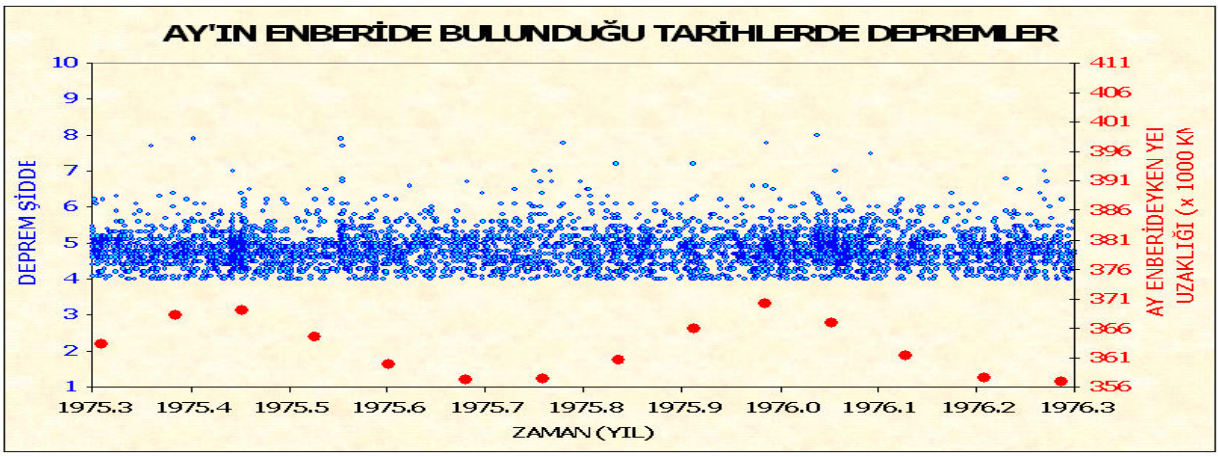
Şekil 3.3: Yer'in Güneş'e en yakın olduğu zamanlarda deprem sıklığı [7, 8].

Şekil 3.3'de Yer-Güneş uzaklığı 0.99033 AB'den daha küçük olduğu zamanlara, 2005.01 tarihi örnek olarak verilmiştir. Şekilden de görüldüğü üzere çeşitli tarihlerde, Yer-



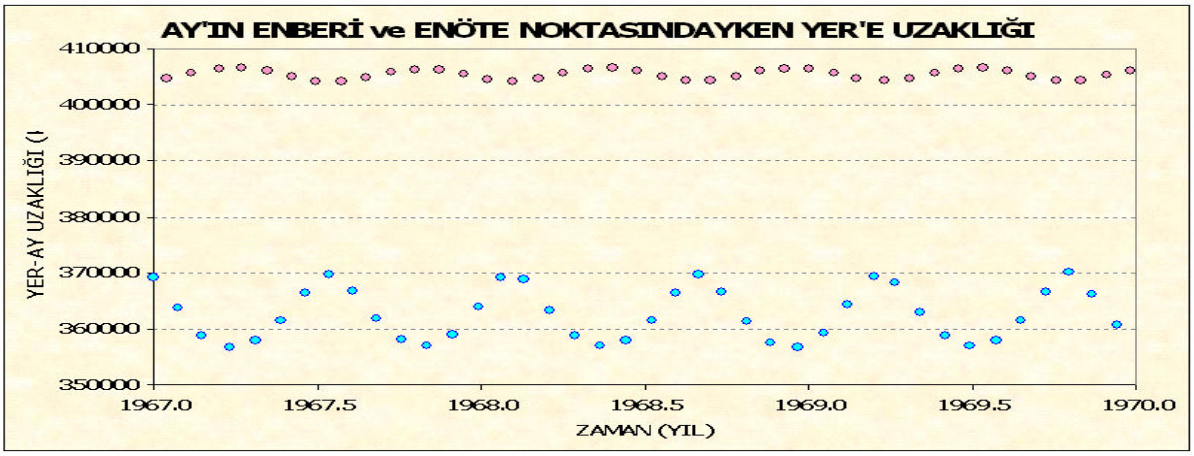
Şekil 3.4: Yer'in Güneş'e en uzak olduğu zamanlarda deprem sıklığı [7, 8].

Güneş uzaklık azaldığında, büyük depremler ve fırtınalar ortaya çıkmaktadır. Şekil 3.4'de ise Yer-Güneş uzaklığı büyük olduğunda deprem davranışı görülmektedir. Uzaklık büyük olduğunda da deprem fırtınası ve özellikle de büyük depremlerin oluştuğu görülmektedir.

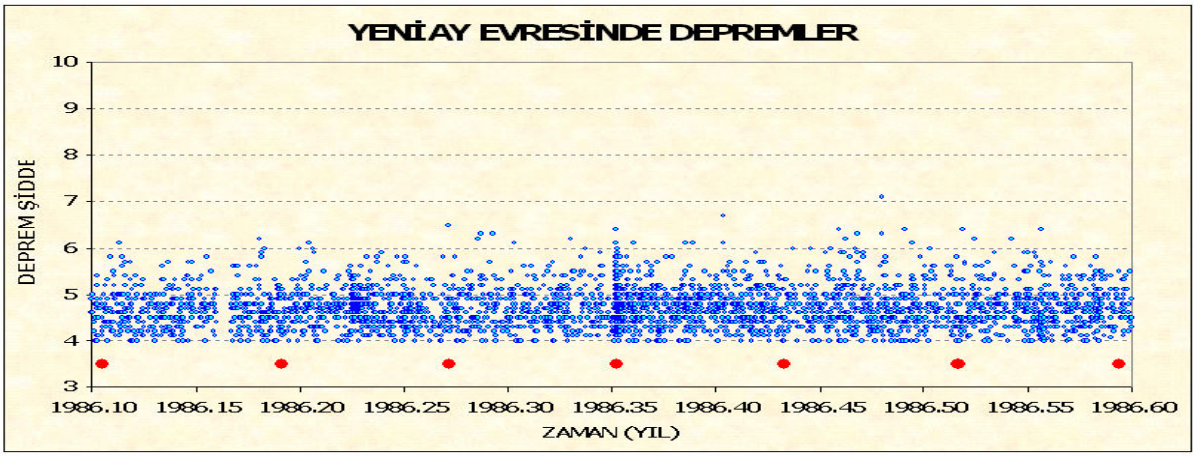


Şekil 3.5: Ay, yörüngesi üzerinde enberi noktasında olduğu tarihler ve bu tarihlerdeki Yer-Ay uzaklığı ile deprem sıklığı. Bilindiği gibi Ay, enberi noktasındayken de Yer-Ay uzaklığı değişkendir [7, 9].

Şekil 3.5'de Ay'ın enberi noktasında olduğu tarihlerdeki deprem davranışına 1975.3 ile 1976.3 yılları arası örnek verilmiştir. 1967 ve sonrasında Ay, enberi noktasında olduğunda veya enöte noktasında olduğunda ya da iki nokta arasında olduğunda büyük depremlerin ve deprem fırtınalarının gerçekleştiği görülmektedir.



Şekil 3.6: MS 1967 ve 1970 yılları arasında, Ay yörüngesi üzerinde enöte (kırmızı daireler) ve enberi (mavi daireler) noktasında olduğunda Yere olan uzaklığının değişimi.



Şekil 3.7: Yer'in Güneş'e en uzak olduğu zamanlarda deprem sıklığı [7, 8].

Şekil 3.6'daki 1967 ve 1970 yılları arasında olduğu gibi Ay'ın enberi ve enöte noktalarında olduğunda Yer'e olan uzaklığı değişmektedir. Ortaya çıkan deprem davranışı bu değişime göre incelendiğinde, enberi ve enötedeki küçük uzaklık farklarının deprem davranışında fark yaratmadığı görülmektedir.

Yer-Güneş ve Yer-Ay uzaklığı için yapılan inceleme gibi, her iki gökcisminin konumları da birlikte incelenmiştir. Bu inceleme için, Ay'ın evrelerinden yararlanılmıştır. Yeniay ve dolunay evreleri, Güneş ve Ay'ın Yer'e uyguladıkları çekim kuvvetinin maksimum olduğu evrelerdir. Yapılan incelemeye örnek olarak, Şekil 3.7'dea 1986.100 ve 1986.600 yılları arasındaki yeniay evreleri ve deprem davranışı verilmiştir. Şekil 3.7'de küçük mavi daireler depremleri, büyük mavi daireler ise yeniay evrelerinin tarihlerini göstermektedir. Bu şekilden de görüldüğü üzere yeniay ve dolunay evrelerine rastlayan bazı tarihlerde büyük depremler ve deprem fırtınaları ortaya çıkmaktadır. Bazı evrelerde ise depremler homojene yakın bir dağılım sergilemektedir.

4. Sonuç

Karşılaştırmalar sonucunda, 1967.00 ile 2006.25 yılları arasında toplam 204 tarihte, aletsel büyüklüğü 7'nin üzerinde büyük deprem ve deprem fırtınası ortaya çıktığı görülmüştür. Bu deprem olaylarının 144 tanesi, Yer-Güneş uzaklığı 1 AB'den daha küçük olduğunda ortaya çıktığı, 60 tanesininse uzaklığın 1 AB'den büyük olduğunda ortaya çıktığı görülmüştür. Ay yörüngesinde enberide bulunduğunda 87 adet, enötede bulunduğunda ise 117 adet olayın gerçekleşmiş olduğu görülmektedir. 204 olaydan 190 tanesi yeniay ve dolunay evrelerine denk gelmektedir. Bunların 110 tanesi dolunaya, 80 tanesi ise yeniay evresine rastlamaktadır.

Sonuç olarak; depremler litosferik levhaların hareketiyle ortaya çıkmaktadır. 1967 ve sonrası için yapılan ayrıntılı incelemede toplam 204 büyük deprem ve deprem fırtınasının, 144'ü Yer, Güneş'e 1 AB'den daha yakın olduğunda; 190'ı yeniay ve dolunay evrelerinde meydana gelmiştir. Bu noktada, 31.25 yıla yayılan veri üzerinden değerlendirme yapıldığında, Güneş ve Ay'ın levha hareketlerini etkilediğini söylemek yanlış olmayacaktır.

Kaynaklar:

[1] Kious, W. J., and Tilling, R. I., 1996, "This Dinamic Earth: The Story Of Plate Tectonics", U. S. Goverment Printing Office, Washington.
[2] Mian, Z., 1993, QJRAS, 34, 441M.
[3] Scoppola, B., Boccaletti, D., Bevis, M., Carminati, E., Doglioni, C., 2006, *GSA Bulletin,* 118, 199.
[4] Macdonald, K. C., 1982, AREPS, 10, 155M.
[5] Tanaka, S., Ohtake, M., Sato, H., 2002, Geophysical Reserch Letters, 29, 10.1029.
[6] http://earthquake.usgs.gov/
[7] http://earthquake.usgs.gov/research/monitoring/anss/
[8] www.nasa.gov/
[9] http://aa.usno.navy.mil/data/
[10] http://www.hermit.org/eclipse/when_search.shtml

ASTROFİZİKSEL DİNAMO PROBLEMİ

Özgür GÜLTEKİN[1]

Özet

Evrendeki büyük ölçekli manyetik alanların, küçük ölçekli etkiler yardımıyla nasıl desteklendiği ve kaynağını nereden aldığı sorusu, hidromanyetik dinamo teorisinin temelini oluşturur. Bu bildiride, bazı temel bilgiler verildikten sonra, 1980 öncesi kinematik dinamo modelleri (Krause, Radler ve Steenbeck) ve 1980 sonrası geliştirilen doğrusal olmayan dinamo modelleriyle birlikte manyetik enerjinin evrimini inceleyen bazı sayısal çözümlemelerden bahsedilecektir.

Anahtar kelimeler: MHD, yıldız dinamoları.

1. Giriş

Evrendeki maddenin büyük bir bölümü manyetize plazma durumunda bulunmaktadır. Çok düşük frekanslarda plazma, hidrodinamik eşitliklerin tanımlandığı klasik bir akışkan olarak ele alınır. Plazma içindeki düşük frekans olayları aşağıdaki MHD denklemleri ile incelenebilir:

Madde yoğunluğuna ait süreklilik denklemi

$$\frac{\partial}{\partial t}\rho + \nabla.(p.\mathbf{v}) = 0 \qquad (1.1)$$

Kuvvet denklemi

$$\rho\frac{d\mathbf{V}}{dt} = -\nabla\rho + \frac{1}{c}(\mathbf{J}\times\mathbf{B}) + \eta\nabla^2\mathbf{V} + \rho.\mathbf{g} \qquad (1.2)$$

Faraday Yasası

$$\nabla\times\mathbf{E} + \frac{1}{c}\frac{\partial\mathbf{B}}{\partial t} = 0 \qquad (1.3)$$

Ampere Yasası

$$\nabla\times\mathbf{B} = \frac{4\pi}{c}\mathbf{J} + \frac{1}{c}\frac{\partial\mathbf{E}}{\partial t} \qquad (1.4)$$

Ohm yasası

$$\mathbf{J} = \sigma\left[\mathbf{E} + \frac{1}{c}(\mathbf{v}\times\mathbf{B})\right] \qquad (1.5)$$

Elektrik yüklerine ait süreklilik denklemi

[1] *İstanbul Üniversitesi,Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, İstanbul, e-posta: ogultekin@scientist.com*

$$\frac{\partial}{\partial t}\sigma + \nabla.\mathbf{J} = 0 \qquad (1.6)$$

Eğer (1.5) Ohm yasası (1.3) Faraday denkleminde yerine yazılırsa

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = -\frac{c}{\sigma}\nabla \times \mathbf{J} + \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \qquad (1.7)$$

denklemi elde edilir. Bu denklem (1.4) Ampere yasası ile birlikte ele alınırsa

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \frac{c^2}{4\pi\sigma}\nabla^2 \mathbf{B} \qquad (1.8)$$

şeklinde manyetik indüksiyon denklemi elde edilir.

Manyetik indüksiyon denkleminin sağ tarafındaki birinci terim *konvektif*, ikinci terim ise *sızma (diffusive)* terimi olarak adlandırılır. Konvektif terimin genliği, sızma teriminin genliğine oranlanırsa *Manyetik Reynolds Sayısı* (R_m) olarak tanımlanan boyutsuz bir parametreye ulaşılır. R_m sayısı, plazma akışkanı ile manyetik alanın ne kadar kuvvetli eşleştiğinin bir ölçüsüdür. Başka bir deyişle sızmaya uğrayan manyetik alan ile donmuş manyetik alan çizgilerinin oranıdır.

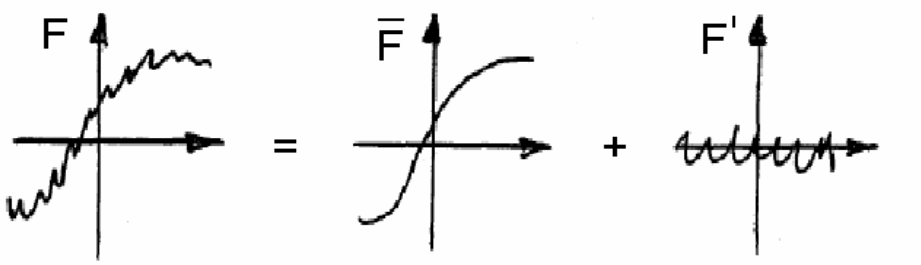
$R_m << 1$ ise manyetik alan sızmaya uğrar.

$R_m >> 1$ ise manyetik indüksiyon denkleminde sadece konvektif terim göz önüne alınır. Böylece sızma zamanı civarındaki kısa zaman dilimleri için Alfven akı donması teoremi elde edilir. Bu durumda manyetik akı çizgilerinin, plazma akışkanının içinde donduğu söylenir. Yani manyetik alan plazmayı beraberinde sürükler.

Astrofiziksel koşullarda, genellikle $R_m >> 1$ olduğu için Alfven akı donması teoremi önem kazanır.

2. Ortalama Alan Elektrodinamiği

Bir F büyük ölçekli dinamik değişkeni, bir ortalama F ile onun yakınındaki küçük ölçekli F' salınan değerinin toplamı biçiminde yazılabilir.



Şekil 1: Orijinal alan = Ortalama alan + Küçük değişimler

$$\mathbf{F} = \overline{\mathbf{F}} + \mathbf{F}' \qquad (2.1)$$

Böylece Ohm yasası

$$\bar{\mathbf{j}} + \mathbf{j}' = \sigma\left[\overline{\mathbf{E}} + \mathbf{E}' + \frac{1}{c}(\overline{\mathbf{v}} + \mathbf{v}') \times (\overline{\mathbf{B}} + \mathbf{B}')\right] \qquad (2.2)$$

şeklini alır. (2.4) Reynolds kurallarına göre bu denklemin ortalaması alınırsa

$$\bar{\mathbf{j}} = \sigma\left(\overline{\mathbf{E}} + \frac{1}{c}\overline{\mathbf{v}} \times \overline{\mathbf{B}} + \frac{1}{c}\boldsymbol{\varepsilon}\right) \qquad (2.3)$$

elde edilir. Burada **ε,** çalkantıdan kaynaklanan yeni bir kaynak terimdir. Dinamo etkisi bu $\boldsymbol{\varepsilon} = \overline{\mathbf{v}' \times \mathbf{B}'}$ elektromotor kuvvetinden kaynaklanmaktadır.

$\overline{\mathbf{F} + \mathbf{G}} = \overline{\mathbf{F}} + \overline{\mathbf{G}}$

$\overline{\overline{\mathbf{F}}} = \overline{\mathbf{F}} \leftrightarrow \overline{\mathbf{F}'} = 0$ (2.4) *Reynolds Kuralları*

$\overline{\overline{\mathbf{F}}\,\overline{\mathbf{G}}} = \overline{\mathbf{F}}\,\overline{\mathbf{G}} \leftrightarrow \overline{\overline{\mathbf{F}}\,\overline{\mathbf{G}}} = \overline{\mathbf{F}}\,\overline{\mathbf{G}}, \overline{\mathbf{F}}\,\overline{\mathbf{G}'} = 0$

$\overline{\partial \mathbf{F}/\partial x} = \partial \overline{\mathbf{F}}/\partial x, \overline{\partial \mathbf{F}/\partial t} = \partial \overline{\mathbf{F}}/\partial t \qquad \overline{\mathbf{F}\mathbf{G}} = \overline{\mathbf{F}}\,\overline{\mathbf{G}} + \overline{\mathbf{F}'\mathbf{G}'}$

$R_m >> 1$ ve Alfven akı donması teoremi göz önüne alınırsa, hız alanı ile küçük ölçekli manyetik alanın çalkantı bileşenleri arasında korelasyon olduğu anlaşılır.

ε (emk)'nın yapısı

Emk'nın i bileşeni $\varepsilon_i = a_{ij}\overline{B_j} + b_{ijk}\partial B_j / \partial x_k$ ayrıca v' yönbağımsız çalkantı, a_{ij}, b_{ijk} yönbağımsız tensörler ve $a_{ij} = \alpha\delta_{ij}, b_{ijk} = \beta\varepsilon_{ijk}$ olmak üzere $\varepsilon = \alpha\overline{\mathbf{B}} - \beta\nabla \times \overline{\mathbf{B}}$ şeklindedir. Burada α kinetik sarmallığı göstermektedir.

Böylece Ohm yasası

$\bar{\mathbf{j}} = \dfrac{\sigma}{1 + \mu\sigma\beta}(\overline{\mathbf{E}} + \alpha\overline{\mathbf{B}})$ biçimini alır. [1]

3. Doğrusal Olmayan Dinamo

$$H = \int \mathbf{A}.\mathbf{B}dV = < \mathbf{A}.\mathbf{B} > V \quad ; \qquad \mathbf{B} = \nabla \times \mathbf{A} \tag{3.1}$$

şeklinde tanımlanan manyetik sarmallığın korunması manyetik topolojinin korunduğu anlamına gelir. [2] Burada **A** vektör potansiyelidir. Manyetik topolojinin korunması, çok küçük zaman ölçeklerinde birim hacimdeki manyetik enerjinin korunduğunu ifade eder.

Toplam manyetik sarmallığın zamana göre değişimi indüksiyon denklemi ve vektör potansiyeli cinsinden aşağıdaki gibi bulunur:

$$d < \mathbf{A}.\mathbf{B} > / dt = -2\eta\mu_0 < \mathbf{J}.\mathbf{B} > \tag{3.2}$$

İndüksiyon denklemindeki sızma terimi önemsenmeseydi 3.2 denkleminin sağ tarafı sıfır olacaktı yani sızma teriminin önemsenmediği ortamda, manyetik alanın devinimi sırasında manyetik sarmallık korunacaktır.

$$\partial\overline{\mathbf{B}}/\partial t = \nabla \times (\bar{\boldsymbol{\varepsilon}} + \overline{\mathbf{v}} \times \overline{\mathbf{B}} - \eta\mu_0\overline{\mathbf{J}}) \tag{3.3}$$

$\bar{\boldsymbol{\varepsilon}} = \alpha\overline{\mathbf{B}} - \eta_t\mu_0\overline{\mathbf{J}}$ olmak üzere 3.3 denkleminde $\bar{\boldsymbol{\varepsilon}}$ ortalama elektromotor kuvveti ifade etmektedir. (3.3) ortalama indüksiyon denkleminden faydalanarak ortalama alanın sarmallığı aşağıdaki gibi bulunur :

$$d < \overline{\mathbf{A}}.\overline{\mathbf{B}} > / dt = 2 < \bar{\boldsymbol{\varepsilon}}.\overline{\mathbf{B}} > -2\eta\mu_0 < \overline{\mathbf{J}}.\overline{\mathbf{B}} > \tag{3.4}$$

$\mathbf{b} = \mathbf{B} - \overline{\mathbf{B}}$ ve $\mathbf{a} = \mathbf{A} - \overline{\mathbf{A}}$ olmak üzere,

$$< \mathbf{a.b} >=< \mathbf{A.B} > - < \overline{\mathbf{A}}.\overline{\mathbf{B}} > \qquad (3.5)$$

$$< \mathbf{j.b} >=< \mathbf{J.B} > - < \overline{\mathbf{J}}.\overline{\mathbf{B}} > \qquad (3.6)$$

ifadelerinden yola çıkarak küçük ölçekli sarmallığın dinamiğini anlatan

$$d < \mathbf{a.b} > / dt = -2 < \overline{\boldsymbol{\varepsilon}}.\overline{\mathbf{B}} > -2\eta\mu_0 < \mathbf{j.b} > \qquad (3.7)$$

ifadesi elde edilir.[3][4]

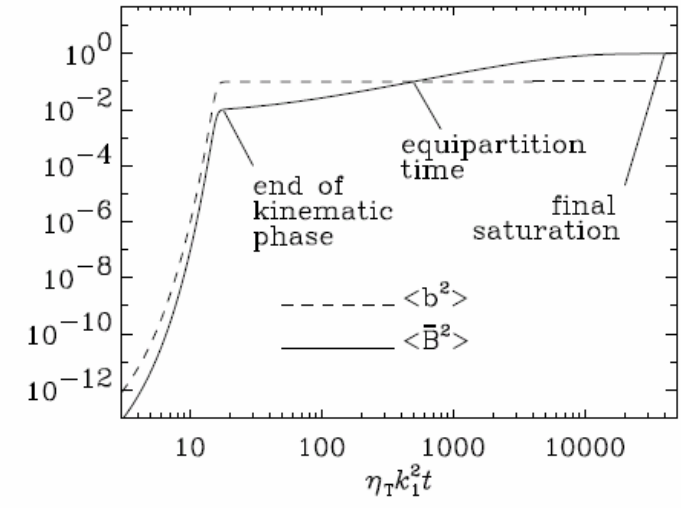
$$\alpha = -\frac{1}{3}\tau(< \mathbf{v}.\nabla \times \mathbf{v} > - < \mathbf{b}.\nabla \times \mathbf{b} >) = -\frac{1}{3}\tau(< \omega.\mathbf{u} > - p_0^{-1} < \mathbf{j.b} >) \qquad (3.8)$$

(3.8) denklemini Pouquet ve arkadaşları 1976 yılında elde etmiştir. [5] Çalkantılı alandaki dalga sayısına ilişkin $< \mathbf{a.b} > \approx < \mathbf{j.b} > / k_f^{\,2}$ ifadesi ile (3.7) denklemini ele alır ve (3.8) ile birlikte düşünürsek (3.9) denklemini elde ederiz. [6]

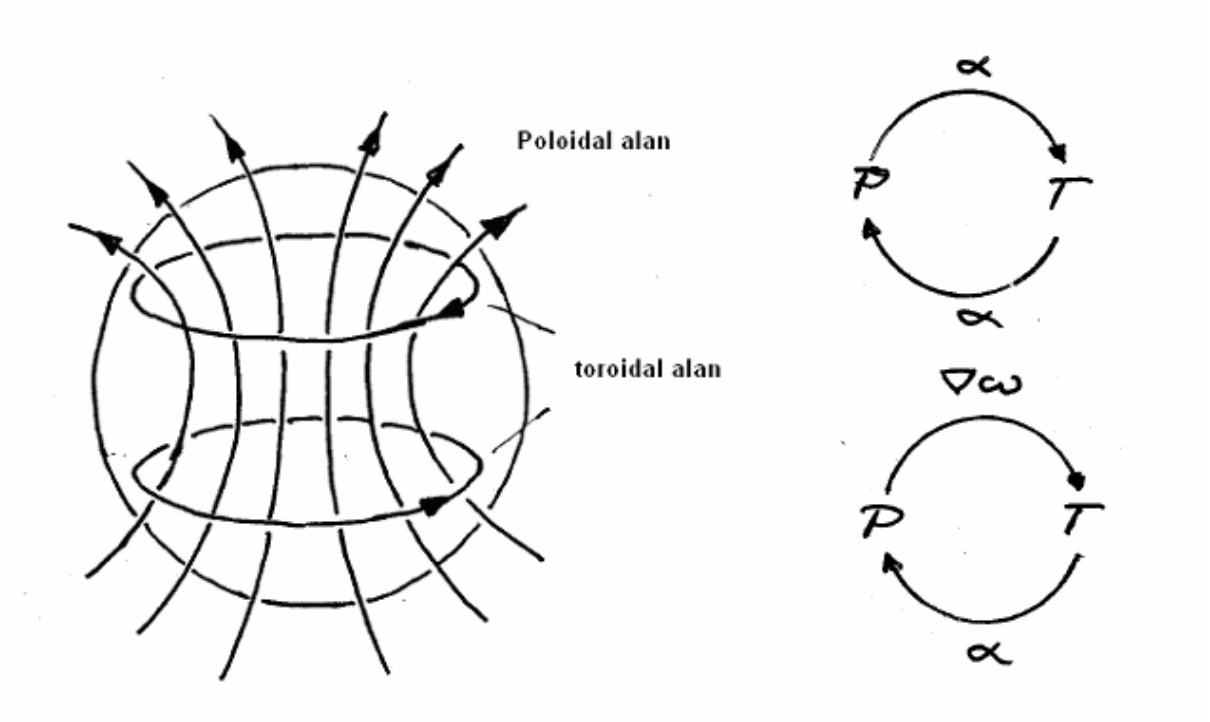
$\alpha_0 = -\frac{1}{3}\tau < \omega.\mathbf{u} >$ eşitliği α nın kinematik değerini, $\eta_t = \frac{1}{3}\tau < \mathbf{u}^2 >$ eşitliği çalkantılı yayılımı ve $B_{eq}^{\,2} = \mu_0\rho_0 < \mathbf{u}^2 >$ eşitliği ise eşbölünüm manyetik enerjisini ifade etmek üzere

$$\frac{d\alpha}{dt} = -2\eta_t k_f^{\,2}\left(\frac{\alpha < \overline{\mathbf{B}}^2 > -\eta_t\mu_0 < \overline{\mathbf{J}}.\overline{\mathbf{B}} >}{B_{eq}^{\,2}} + \frac{\alpha - \alpha_0}{R_m}\right) \qquad (3.9)$$

eşitliği elde edilir. Bu eşitlik ile birlikte (3.3) ifadesi düşünüldüğünde elde edilen doğrusal olmayan diferansiyel denklem dizgesi oldukça önemlidir. Bu denklem dizgesinin sayısal olarak yapılmış bir çözümlemesiyle, eşbölünüm enerjisine yaklaşıldığında doğrusal olmayan etkilerin sarmal çalkantıyı ve çalkantı yayılma etkilerini baskıladığı anlaşılmaktadır. Böylece dinamo doyuma doğru ilerlemektedir.



Şekil 2: α^2 dinamosu için (3.3) ve (3.9) denklemlerinden oluşan doğrusal olmayan dizgenin sayısal çözümü ile ulaşılan zaman evrimi. Kinematik modellerdeki üstel artış burada da görülmesine rağmen eşbölünüm enerjisine ulaşıldığında çözümleme doğrusal modellerden oldukça farklılaşır.



Şekil 3: Poloidal ve toroidal alanlar. α^2 ve $\alpha\omega$ dinamoları.

4. Sonuç

Kinematik dinamo modellerinde manyetik alanları besleyecek hız alanları *önsel* (a priori) varsayılır. Yani, güçlenen manyetik alanların başlangıçta varsayılan hız alanını nasıl yeniden biçimlendireceği konusunda bilgi verilmez. Oysa manyetik alan, kendisinden beslendiği hız alanlarıyla eşbölünüm şiddetine ulaştığında, Lorentz kuvveti, geri tepkime ile kaynak hız alanlarını değiştirir. Bu etkinin anlaşılmasıyla birlikte doğrusal dinamo modelleri, yerini doğrusal olmayan modellere bıraktı.

Buna ek olarak 1990'lı yıllarda yıldız dinamolarının kaotik davranışları üzerine yapılan çalışmalar yoğunlaşmıştır. (Tobias v.d.,1995) Artık Kaos'un ortaya çıktığı her alanda, ekonomi, nüfus değişimleri, meteoroloji, kimya gibi dallarda dinamik dizgeler kuramı ile pratik olarak çok faydalı modeller yapıldığına tanık oluyoruz. Kaotik davranışları gözlenen karmaşık dizgeler, dinamik dizgeler kuramıyla modellendiğinde çözümü çok zor olan sorular için işe yarar bilgiler sağlanmaktadır. Elbette böyle çalışmalar yıldız dinamolarının altında yatan fizikle ilgilenmez. Bu şekilde gerçekliği, ayrıntılarından soyutlanmış matematiksel bir model olarak incelemek olanaklıdır. Ancak kaotik davranış gösteren dizgelerin doğasını anlamak için daha farklı bir yol bugün için bilinmemektedir.

Ayrıca yapılan simülasyonların, dünyadaki laboratuarımız olduğunu düşünebiliriz. Dolayısıyla bu çalışmalarda deney, gözlem ve teori arasında, olması gerektiği gibi sıkı ilişkiler kurulmuştur.

5. Kaynaklar

[1] K.H.Radler, Introductıon to General and Mean Fıeld Dynamo Theory, March (2003)
[2] L. Woltjer, Proc. Nat. Acad, 44, 80 (1958)
[3] N.I. Kleorin ve A.A. Ruzmaikin, Magnetohydrodynamics 18 (1982)
[4] E.G. Blackman ve A.Brandenburg, ApJ 579 (2002)
[5] A. Pouquet, U. Frisch ve J.Leorat, JFM 77 (1976)
[6] E.G. Blackman, A. Brandenburg, Dynamic Nonlinearity in Large-Scale Dynamos with Shear, ApJ 579 – astro-ph 0204497 (2002)
[7] A. Brandenburg ve K. Subramanian, Astrophysical Magnetic Fields and Nonlinear Dynamo Theory

[8] M. Steenbeck, F. Krause, K.H. Radler, A Calculation of the Mean Electromotive Force in an Electrically Conducting Fluid in Turbulent Motion Under the Influence of Coriolis Forces**.** Z. Naturforsch 21 (1966)
[9] E. Işık, Doğrusal Olmayan Astrofiziksel Dinamo Problemi: Analitik ve Sayısal Yaklaşımlar, Astronomide Matematik Yöntemler, İstanbul Kültür Üniversitesi Yayınları: 35 (2003)
[10] R.G. Türeci, Plazma Fiziğinde Manyetik Ayna Problemi ve Nötr Parçacık Transportu, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Yüksek Lisans Tezi, Ankara (2001)
[11] S.R.Seshadrı, Plazma Fiziği, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Yayınları, Türkçesi: E.R.Pekünlü, İzmir (1993)

BAZI ASTEROİDLERİN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

Can GÜNGÖR[1], Serdar EVREN[1]

Özet

Asteroit çalışmaları Güneş Sistemi'nin kimyasal bolluğunun ve Güneş Sistemi oluşumunun incelenmesi açısından önemlidir. Asteroitlerin ışık eğrilerinin elde edilmesi ve dönme dönemlerinin belirlenmesi literatürde önemli bir yer tutmaktadır. Bu çalışmada; Pomona, Hesperia ve Amphitrite asteroitlerinin, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 35 cm lik Schmitd-Cassegrain türü teleskopla CCD ışık ölçümünü yaptık ve ışık eğrilerini elde ettik. Çalışma sonunda, Pomona asteroitinin dönme dönemini 9.45786 saat, Hesperia asteroitinin dönme dönemini ise 5.62891 saat olarak belirlemiş bulunuyoruz.

Abstract

Working on asteroids is promising because of researching the formation and chemical composition of Solar System. Obtaining light curves of asteroids and determining their rotation periods are important in astronomical literature. In this study, we did CCD photometry with the 35cm Schmitd-Cassegrain type telescope in Ege University Observatory and we obtained light curves. With this research, we determined Pomona's rotation period as 9.45786 hours and Hesperia's as 5.62891 hours.

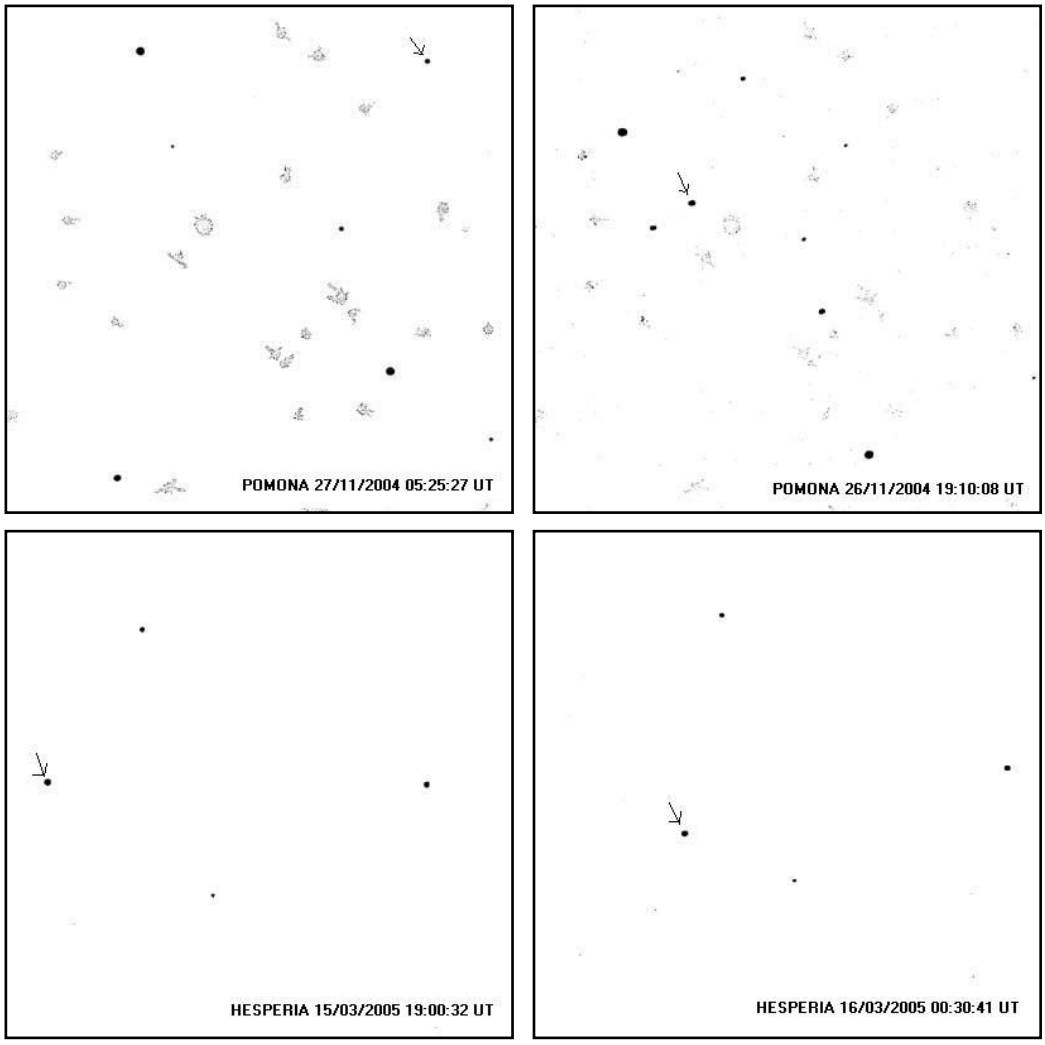
1. Giriş

Asteroidler Güneş yörüngesinde hareket eden fakat gezegen sayılmak için çok küçük metalik kaya bileşenli gökcisimleridir. Aynı zamanda küçük gezegen ya da planetoidler olarak da adlandırılan asteroidler, küçük boyutları ve dokuz büyük gezegenle karşılaştırıldıklarında oldukça fazla sayıda olmaları nedeniyle bu isimleri almışlardır.

Asteroidler yansıtma miktarlarına yani albedolarına göre *A, B, C, D, E, F, G, M, P, Q, R* ve *S* tipi olmak üzere 12 sınıfa ayrılırlar. Büyük bir bölümü, oldukça karanlık yansıtıcı olmayan C tipi asteroid sınıfındandır. Güneş sistemindeki yerleşimlerine göre ise asteroidler Ana Kuşak Asteroidleri, Dünya Yakınındaki Asteroidler, Trojan Asteroidler ve Centaur'lar olmak üzere dört sınıftadır. Bilinen asteroidlerin çoğunluğu Asteroid Kuşağı olarak da bilinen Ana kuşakta Yer alırlar[1].

Gezegenlerde olduğu gibi diğer bütün güneş sistemi nesnelerinin gökyüzünde diğer yıldızlara göre olan konumu mevsimden mevsime göre değişir. Teleskopla yapılan gözlemler söz konusu olduğunda, gökyüzünün küçük bir alanını gördüğümüz için, asteroidlerin bu hareketini bir gün içerisinde hatta bazılarınınkini saat mertebesindeki zaman zarflarında fark edebiliriz. Bu nedenle özellikle CCD ile yapılan gözlemlerde asteroidin ve kullanılacak olan mukayese yıldızının konumuna dikkat edilmesi gerekir. Şekil 1.1'de ışık eğrilerini elde ettiğimiz Pomona ve Hesperia asteroidlerinin gece başı ve gece sonu görüntüleri gösterilmektedir.

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Bornova, İzmir, cangungor@mail.ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr*



Şekil 1.1 Pomona ve Hesperia asteroitlerinin gece başı ve gece sonu görüntüleri.

2. Işık Eğrileri

Asteroidlerin ışık eğrilerindeki parlaklık değişimleri üç sınıfta toplanabilir. Bunlardan en belirgini kendi etrafında dönmesinden kaynaklanan parlaklık değişimidir. Elipsoid bir nesneyi düşünürsek geniş yüzeyi gördüğümüzde yüksek parlaklık değeri, dar olan yüzeyi gördüğümüzde ise düşük parlaklık değeri elde ederiz. İkinci parlaklık değişimi, düşük genlikli ve kısa zaman ölçekli değişimlerdir. Bunlar ışık eğrilerinde küçük parlamalar veya sönmeler olarak görülür. Bu değişimler, ya asteroid üzerindeki küçük tepeler, çukurlar, düzlükler gibi coğrafi etkilerden yada albedo farklılığı gösteren ve leke olarak adlandırılan bölgelerden kaynaklanır. Bu bölgelerdeki yansıtma farklılığı kimyasal yapı farklılığından kaynaklanır. Sadece ışık eğrisinden bu küçük değişimlerin nedeni açıklanamaz aynı zamanda tayf gözlemine de ihtiyaç duyulur. Üçüncü tür parlaklık değişimi ise farklı evre açılarındaki parlaklık farklılıklarıdır. Bunun nedeni asteroidlerin ay gibi evre olayı göstermesidir.

Gözlemlerimizi Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 35 cm lik Meade LX200GPS teleskobu ile yaptık. Gözlemler sırasında bu teleskoba bağlı APOGEE ALTA U47 CCD'si kullandık. Bu CCD, 1024x1024 piksellik bir CCD dir. Piksel boyutu 13 mikrondur ve CCD çipinin boyutu 13.3 mm x 13.3 mm dir. Kullandığımız teleskop ile CCD nin gördüğü alan 12′x12′ olmaktadır. Gözlemlerimizde Bessel B ve V filtreleri kullandık. Bu filtrelerin dalgaboyu genişliği aynı Johnson sisteminde olduğu gibi 1000 Å dür. Ancak en duyarlı olduğu dalgaboyları farklıdır. Bessel sisteminde B ve V filtreleri için maksimum duyarlılık sırasıyla 4250 Å ve 5250 Å dalgaboylarındadır. İndirgeme işlemlerini ***"IRAF"*** paket

programının fotometrik gözlemlerin indirgenmesi için hazırlanmış "***noao***" alt paketi ile yaptık. Görüntülerden sayım değerlerinin elde edilmesi kısmı her görüntü için teker teker elle yapılmıştır. Bu bizi daha duyarlı ve güvenilir sonuçlara götürür. Çizelge 2.1'de gözlemler ile ilgili toplu bir bilgi verilmektedir.

Çizelge 2.1 Gözlem zamanları ve alınan görüntü sayıları.

Asteroid	Tarih	Gözlem saat aralığı (UT)	Görüntü sayısı
Pomona	2004 11 26	19:04 – 05:28	481
	2004 11 23	19:30 – 23:20	140
Hesperia	2005 03 16	17:50 – 21:35	140
	2005 03 15	17:39 – 02:07	310
Amphitrite	2005 03 22	19:26 – 02:25	330
Eleonora	2004 12 03	00:14 – 00:55	34

2.1 POMONA (Asteroid 32)

Pomona asteroidi ile ilgili genel bilgi Guide 8.0 programından alınarak Çizelge 2.1a da listelenmiştir [2]. Çizelge 2.1b de ise gözlem yaptığımız 23/11/2004 ve 26/11/2004 tarihlerindeki; yer-asteroid uzaklığı (r), güneş-asteroid uzaklığı (Δ), evre açısı (α) ve yüzeyindeki yansıtma kesri yani evresi gösterilmektedir. Burada yansıtma kesri %99.9 olarak verilmiştir. Bu da bize asteroidi dolun olarak gözlediğimizi işaret eder.

Çizelge 2.1a Pomona'nın bazı özellikler[2].

Çap	82.6±2 km
Açısal çap	0".06
Albedo	0.25±0.01
(B-V)	$0^m.86$
V(1,0)	$7^m.56$
Tipi	S
$P_{dönme}$	9.448 saat
$P_{dolanma}$	4.16 yıl
Δ_{enberi}	2.37 AB
$\Delta_{enöte}$	2.80 AB
a	2.587 AB
e	0.08
i	5°.53

Gözlemler, 23/11/2004 ve 26/11/2004 olmak üzere iki gece boyunca yapılmıştır. İki gece arasında üç gün gibi kısa bir süre olması, evre açısı ve dolayısıyla görülen yüzey alanı farkının az olması açısından önemlidir. Asteroidin bu gözlem zamanlarındaki görünür hareketinin hızı yaklaşık olarak 37 "/saat olduğundan iki gece için farklı mukayese yıldızları seçilmiştir. Kullanılan mukayese yıldızları SIMBAD veri tabanından alınan bilgilerle birlikte Çizelge 2.1c de gösterilmektedir [3].

Çizelge 2.1b Gözlem günleri için Pomona'nın Guide 8.0'dan alınan verileri.

Gözlem günü	r	Δ	α	Evre
23/11/2004	1.76363521 AB	2.74738 AB	2°.17	%99.96
26/11/2004	1.76785105 AB	2.74573 AB	3°.43	%99.91

Çizelge 2.1c Mukayese yıldızlarının SIMBAD veri tabanından alınan bilgileri [3].

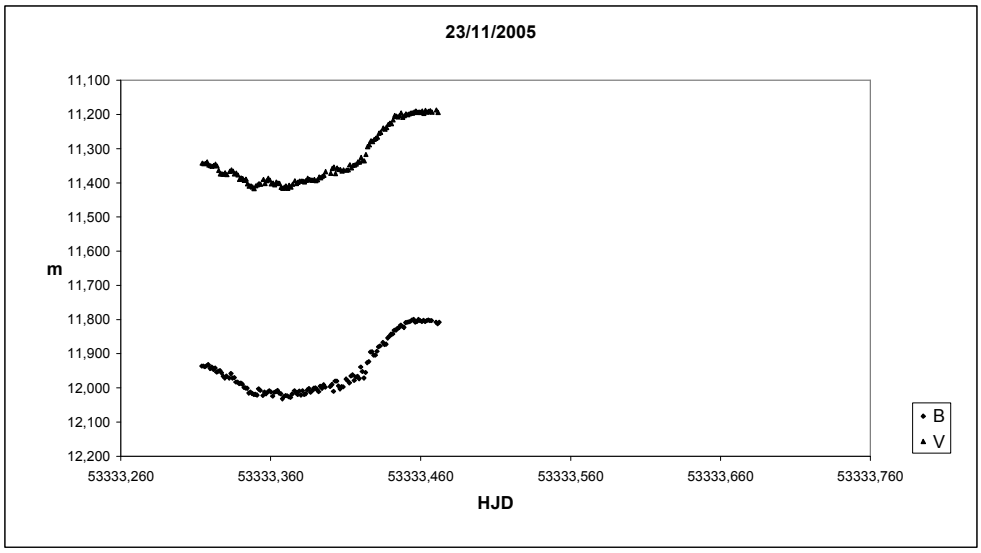
Gözlem günü	Mukayese	Sağ açıklık	Dik açıklık	m_B	m_V	Tayf türü
23/11/2004	GSC 1235 896	03^h 39' 28".19	16° 45' 02".8	$11^m.0$	$9^m.84$	
26/11/2004	GSC 1235 716	03^h 37' 18".77	16° 33' 27".6	$10^m.15$	$9^m.47$	G0

23/11/2004 gecesinde 140 gözlem noktasından ışık eğrisi oluşturulmuştur. Bu ışık eğrisinde görülen değişim miktarı B ve V filtrelerinde sırasıyla $0^m.223$ ve $0^m.228$ dir. 26/11/2004 gecesinde 481 gözlem noktasından oluşturulan ışık eğrisinde B ve V filtrelerinde sırasıyla $0^m.284$ ve $0^m.249$ lik değişim görülmektedir. Şekil 2.1a, şekil 2.1b de elde ettiğimiz ışık eğrileri gösterilmiştir. Bu grafiklerdeki standart parlaklık değerlerinin elde edilmesi için standart yıldız gözlemi yapılmamış, bunun için mukayese yıldızının SIMBAD veri tabanından alınan parlaklık değerleri kullanılmıştır [3].

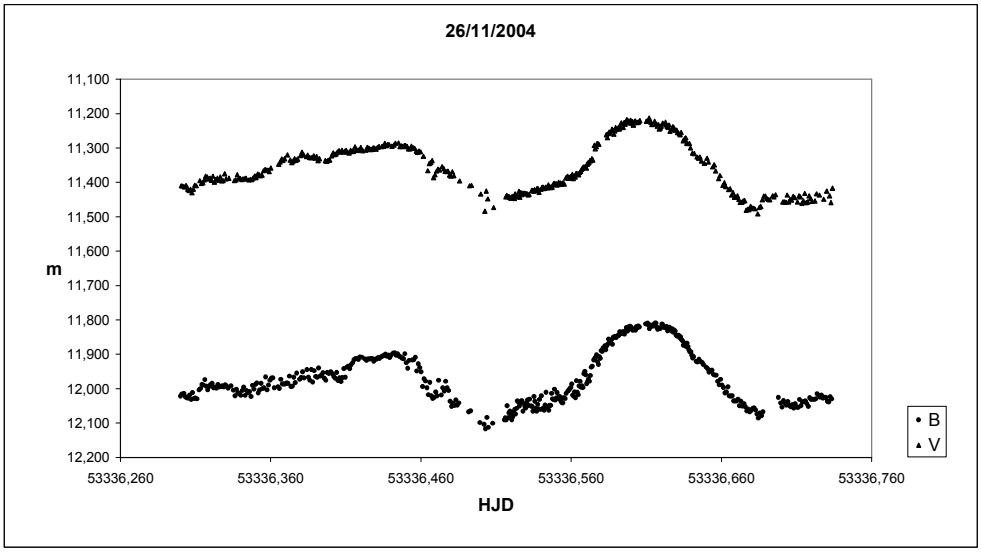
Elde ettiğimiz ışık eğrilerinden, AVE programını kullanarak minimum zamanlarını belirledik. Asteroidin dönme dönemi yaklaşık 9.5 saat olduğu bilindiğine göre asteroid iki gözlemimiz arasında 8 kez kendi ekseni etrafında dönmüştür. Bu düşünceden yola çıkarak minimum zamanları arasındaki farkı sekize bölerek dönme dönemine ulaştık. Minimum zamanları ve elde ettiğimiz dönme dönemi Çizelge 2.1d'de gösterilmektedir.

Çizelge 2.1d Pomona asteroidine ilişkin minimum zamanları ve elde edilen dönme dönemi.

23/11/2004	53333.367564 ± 0.000426
26/11/2004	53336.520184 ± 0.000318
$P_{dön}$	**9.45786 saat**



Şekil 2.1a 23/11/2004 gecesi elde edilen parlaklık değişim grafiği.



Şekil 2.1b 26/11/2004 gecesi elde edilen parlaklık değişim grafiği.

2.2. HESPERIA (Asteroid 69)

Çizelge 2.2a Hesperia'nın bazı özellikleri.

Çap	143±4 km
Açısal çap	0".12
Albedo	0.12 ± 0.01
(B-V)	$0^m.7$
V(1,0)	$7^m.05$
Tipi	M
$P_{dönme}$	5.655 saat
$P_{dolanma}$	5.15 yıl
Δ_{enberi}	2.49 AB
$\Delta_{enöte}$	3.47 AB
a	2.98 AB
e	0.165
i	8°.589

Asteroide ilişkin Guide 8.0'dan alınan genel bilgiler Çizelge 2.2a'da ayrıntılı bir şekilde listelenmiştir [2]. Gözlemler 15/032005 ve 16/03/2005 olmak üzere iki gece boyunca yapılmıştır. Bu tarihlerdeki asteroidin görünür hareket hızı 24".691 dir. Bu da iki gece için aynı mukayese yıldızının kullanılmasına olanak sağlamıştır. Çizelge 3.2b'de gözlem tarihlerine ilişkin; yer-asteroid uzaklığı (r), güneş-asteroid uzaklığı (Δ), evre açısı (α) ve yüzeyindeki yansıtma kesri gösterilmektedir. Çizelge 2.2c'de ise kullanılan mukayese yıldızının SIMBAD veri tabanından alınan bilgileri listelenmiştir[3].

Yapılan gözlemlerde elde edilen ışık değişimleri; 15/03/2005 gecesi için B ve V filtrelerinde sırasıyla $0^m.264$ ve $0^m.244$, 16/03/2005 gecesi için B ve V filtrelerinde sırasıyla $0^m.249$ ve $0^m.274$ tür. Bu gözlemlerden ilkinde 290 gözlem noktası kullanılarak tam bir ışık eğrisi, ikincisinde ise 138 gözlem noktası kullanılarak ışık eğrisinin bir bölümü elde edilmiştir. Şekil 2.2a'da ve Şekil 3.2b'de elde edilen ışık eğrileri gösterilmektedir. Grafikteki parlaklık değerleri, mukayese yıldızının parlaklığının SIMBAD veri tabanından alınan değeri kullanılarak elde edilmiş standart parlaklıklardır.

Çizelge 2.2b Gözlem günleri için Hesperia'nın Guide 8.0'dan alınan verileri [2].

Gözlem günü	r	Δ	α	Evre
15/03/2005	1.66438 AB	2.58732 AB	10°.26	%99.20
16/03/2005	1.67117 AB	2.58846 AB	10°.64	%99.14

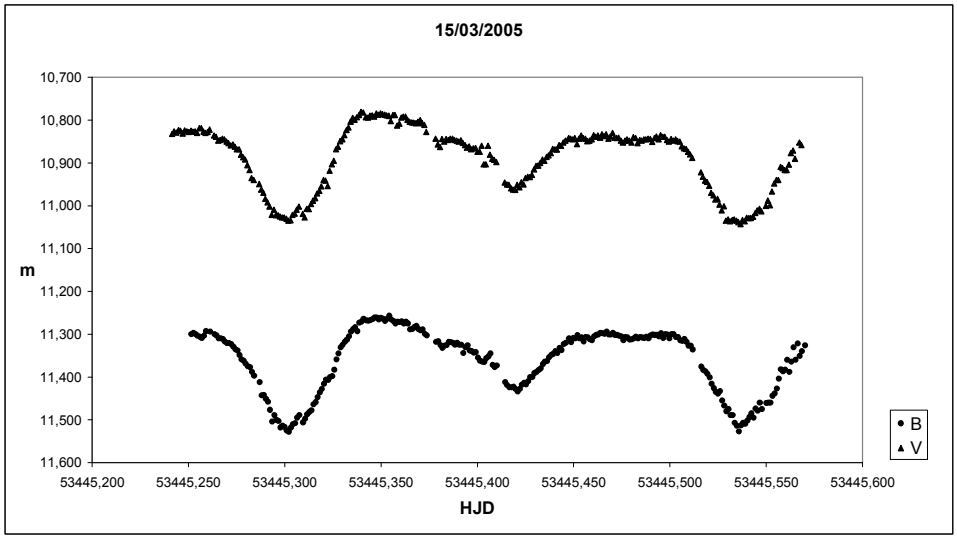
Çizelge 2.2c Mukayese yıldızının SIMBAD veri tabanından alınan bilgileri.

Gözlem günü	Mukayese	Sağ açıklık	Dik açıklık	m_B	M_V
15/03/2005 16/03/2005	GSC 243 1547	09^h 53' 41".96	06° 17' 06".5	11^m.6	11^m.1

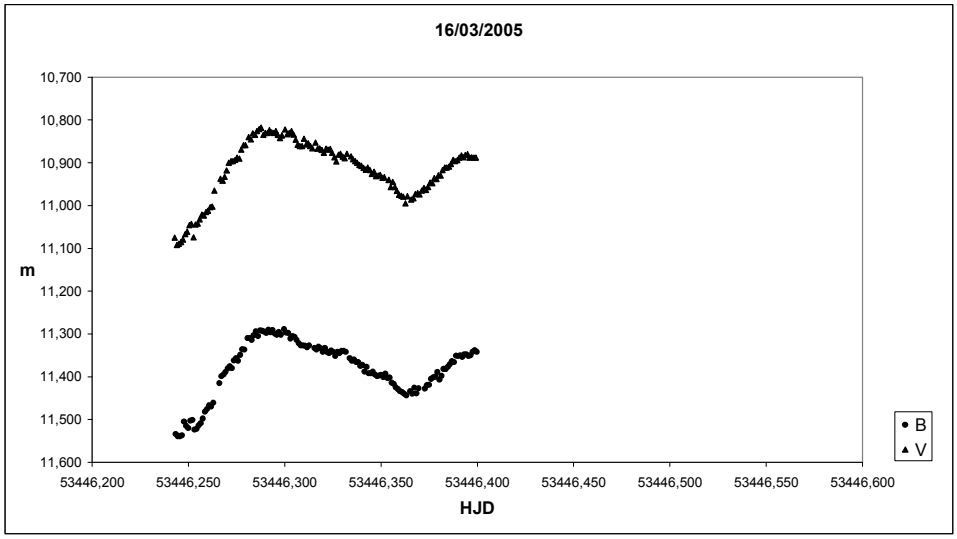
Çizelge 2.2d Hesperia asteroidine ilişkin minimum zamanları ve dönme dönemi.

15/03/2005	53445.302686 ± 0.000196
15/03/2005	53445.537224 ± 0.000223
$P_{dön}$	**5.628912 saat**

15/03/2005 gecesi asteroitin dönme dönemi tam olarak gözlenmiştir. Bu, ışık eğrisinde ard arda iki minimum şeklinde kendini gösterir. Çizelge 2.2d'de minimum zamanları ve dönme dönemi gösterilmektedir.



Şekil 2.2a 15/03/2005 gecesi elde edilen parlaklık değişim grafiği.



Şekil 2.2b 16/03/2005 gecesi elde edilen parlaklık değişim grafiği.

3.Sonuçlar

Asteroidlerin bilimsel çalışmaları üç şekilde olur. Bunlardan birincisi, onların yıldızlarla olan örtülmelerini gözlemek ve örtülme sürelerinden açısal çaplarını elde etmek üzerinedir. Bu açısal çap yardımıyla asteroidin boyutuna ulaşılabilir.

Asteroidler üzerine yapılan ikinci bir tür çalışma ise, farklı zamanlarda koordinatlarının belirlenmesi ve yörünge parametrelerinin elde edilmesidir. Ancak yörünge parametreleri iyi bilinen bir asteroidin, ne zaman gökyüzünde nerede olacağı bilinebilir. Bununla ilgili, CCD görüntüsünden koordinat belirleme çalışması yaptık ancak yörünge parametrelerini elde etmediğimiz için bu çalışmayı bildiri kapsamına almadık.

Üçüncü çalışma da daha önce bahsettiğimiz gibi, fotometrik gözlemlerle asteroidlerin ışık eğrileri elde etmek ve buradan dönme dönemlerine ulaşmaktır. Bunun için "Pomona", "Hesperia" ve "Amphitrite" asteroidlerinin gözlemini yaptık. Pomona asteroidine ilişkin, literatürde 9.448 saat olarak verilen dönme dönemini 9.45786 saat olarak bulduk. Literatürde 5.655 saat olarak verilen Hesperia asteroidine ilişkin dönme dönemini ise 5.628912 saat olarak hesapladık.

4. Kaynaklar

[1] The Encyclopedia of Astrobiology, Astronomy, and Spaceflight (2005)
[2] Guide 8.0, Project Pluto.
[3] SIMBAD, Centre de Données astronomiques de Strasbourg, France.

MAVİ AYKIRI YILDIZLAR

Evrim KIRAN[1], Funda KIVANÇ[1]

Özet

Kümelerin renk-parlaklık diyagramlarının biçimi o kümelerin yaşı hakkında bilgi verir: daha sönük ve kırmızı anakol dönme noktaları, kümenin daha yaşlı olduğuna işaret eder. Çünkü anakoldaki en büyük kütleli yıldız, daha küçük kütleli yıldızlara göre daha erken evrimleşip anakoldan ayrılacaktır. Pek çok açık ve küresel kümenin renk parlaklık diyagramlarına bakıldığında, anakol dönme noktasının uzantısında yer alan bazı yıldızlar görülür. Anakol dönme noktasından daha parlak ve daha mavi olan bu yıldızlar "*mavi aykırı yıldızlar*" olarak adlandırılır.

Anakol dönme noktasındaki yıldızlara göre büyük kütleye sahip bu yıldızların, anakoldan kırmızı dev bölgesine doğru evrimleşmek yerine hala anakol uzantısında yer alması standart evrim kuramına göre beklenmeyen bir durumdur. Bu yıldızların oluşumlarının ve evrimlerinin, bu aykırı duruma yol açtığı düşünülmektedir. Mavi aykırı yıldızların keşfinden beri, mavi aykırı yıldızlar üzerine pek çok oluşum mekanizmaları öne sürülmüştür. Bu çalışmada mavi aykırı yıldızların varlığı ve doğasına ilişkin bir tartışma sunulacaktır.

Anahtar kelimeler: *mavi aykırı yıldızlar, yıldız evrimi, değişen yıldızlar*

Abstract

The shape of the colour–magnitude diagrams of the clusters gives information about ages of the clusters: the main sequence turn off points of the clusters which is more faint and redder, points that the cluster, is older; because the massive star on the main sequence will be evolved and left the main sequence against the weak stars. In the most of the open and the globular clusters' colour magnitude diagrams, we see that there are some stars that lie among the turn of points of the clusters. These stars, which is more brightness and bluer than the cluster's turn of point, call "blue stragglers".

It is an unexpected event that why these stars, which is more massive than the stars on the turn of point of the main sequence, have been lied down through the main sequence instead of evolving to the red giant branch. It has been thought that the formation and evolution of these stars are responsible to this contrary situation. Since the discovery of the blue stragglers, many mechanisms have been suggested on the formation of these stars. In this work, it will be presented an investigation about the existence and the nature of the blue stragglers.

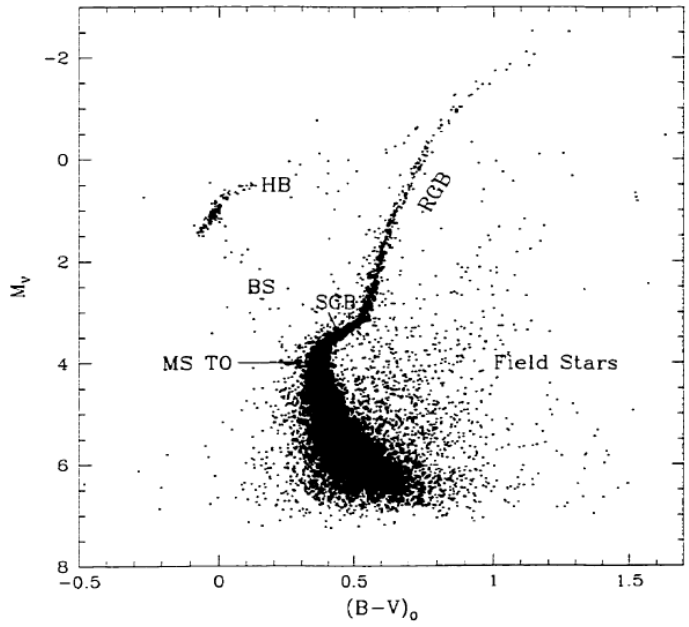
Key words: *blue stragglers, the evolution of the stars, the variable stars*

1. Giriş

Kümelerin renk-parlaklık diyagramına baktığımızda anakol dönme noktasının uzantısında yer alan bazı yıldızlar görülür. Bu yıldızlar anakol dönme noktasında yer alan

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir*
e-mail: evrimbady@yahoo.com, fkivanc@mail.ege.edu.tr

yıldızlardan daha mavi, daha parlak ve çok daha büyük kütlelidir. Bu yıldızlar "*mavi aykırı yıldızlar*" olarak adlandırılır. Mavi aykırı yıldızlar, küme evrim kuramıyla çelişki içindedir. Çünkü, HR diyagramında bulundukları konum itibariyle (bkz. Şekil 1) çoktan evrimleşip anakoldan ayrılmış olmaları gerekir. Bu gizemli görüntü pek çok kişi tarafından merak konusu olmuş ve yaklaşık elli yılı aşkın süredir çalışılmıştır. Mavi aykırı yıldızlar ilk olarak [1] tarafından M3 küresel kümesinde keşfedilmiştir. Daha sonra bir çok kümede mavi aykırı yıldıza rastlanmıştır. Günümüzde küresel kümeler gibi açık yıldız kümeleri ve genç yıldızlar içeren oymaklarda da mavi aykırı yıldızların olduğu bilinmektedir.



Şekil 1. NGC 6397 küresel kümesinin renk-parlaklık diyagramı. Burada MS TO, anakol dönme noktasını; BS, mavi aykırı yıldızları; HB, yatay kolu; RGB, kırmızı dev kolunu; SGB, alt dev kolunu ve field stars ise alan yıldızlarını göstermektedir.

Mavi aykırı yıldızlar, yıldız evrim kuramı açısından bakıldığında ilginç cisimlerdir. Genel olarak kabul edilen yıldız evrim kuramına göre yıldızlar, hidrostatik ve ısısal dengedeki gaz küreleri olarak modellenir. Yıldızın evrimi, içindeki değişen koşullara karşılık gelen yıldızın sürekli olarak yeniden dengeye ulaşma çabasının sonucudur. Dönme ya da yakın bir bileşenin varlığından dolayı, yıldız beklenen evrim yolundan sapabilir. Standart kuramlar, yıldız kümeleri içinde yer alan ve dönme noktasındaki yıldızlardan daha kütleli olan yıldızların varlığını açıklamada pek başarılı değildir [2]. [3], standart modellerin yıldız evrimini açıklamak için yeterli olduğunu ifade etmiştir. Ancak eğer mavi aykırı yıldızların evrimi, normal yıldızların evrimine benzemiyorsa, bu durumda yıldız evrimine ait bildiklerimizin değişmesi gerekeceğine dikkat çekmiştir. Günümüze kadar bu yıldızları açıklamak ve onların kökenini belirlemek için pek çok görüş bildirilmiştir ve pek çok gözlemsel çalışma yapılmıştır.

2. Mavi Aykırı Yıldızların Oluşum Mekanizmaları

Küme oluşum kuramına göre, küme yıldızları aynı anda oluşmaktadır. Eğer mavi aykırı yıldızlar, şu anki kütleleriyle, kümedeki diğer yıldızlarla aynı zamanda oluştuysa, o zaman yıldız oluşum ve evrimine ilişkin bilgilerimizde bazı eksiklikler veya çelişkiler ortaya çıkar. Mavi aykırı yıldızlar anakol dönme noktasındaki yıldızlardan daha büyük kütleli yıldızlardır. Yıldız evrim kuramına göre bu yıldızlar çok uzun bir süre önce anakoldan ayrılıp evrimleşmiş olmalıydılar. Ancak bu yıldızların neden hâlâ evrimini tamamlayıp anakoldan ayrılmadığını ve diğer evrim basamaklarına geçemediğini açıklayabilmek oldukça güçtür.

Çizelge 1'de, mavi aykırı yıldızların oluşumuna ilişkin literatürde yer alan olası mekanizmalardan en çok kabul görülenler listelenmiştir. Buradaki tüm senaryolara aşağıda kısaca yer verilecektir.

Çizelge 1: Mavi aykırı yıldızların oluşum mekanizmalarına ilişkin senaryolar

TEK YILDIZLAR	ÇİFT YILDIZLAR
(1) Evrimleşen yıldızların tekrar anakola geri dönüşü [4].	(1) Çift sistemlerde kütle aktarımı [8].
(2) Kümeler tarafından yakalanan genç alan yıldızları [5].	(2) Değen çift sistemlerin birleşmeleri [9]. Aynı zarfa sahip değen çiftlerin birleşmesi [10].
(3) İç karışım etkisiyle yıldız yaşam süresinin uzaması [6].	(3) Yıldız çarpışmalarıyla yıldız oluşumu [11].
(4) Anakol yıldızlarının kararsızlık kuşağı boyunca kütle kaybederek anakol dönme noktasının geri tayf türlerine doğru gelmesi [7].	(4) Fiziksel yıldız etkileşmeleri sonucu yıldız oluşumu [12]

2.1. Tek Yıldızların Evrimi ile Mavi Aykırı Yıldızların Oluşumu

(a) Evrimleşen yıldızların tekrar anakola geri dönüşü: İlk başlarda mavi aykırı yıldızların, alan yıldızları veya evrimleşmiş yatay kol yıldızlarının konum itibariyle anakol ile kesişen bölgesinde bulunan yıldızlar olabileceği düşünülmüştür. Ancak bu yıldızlardaki Li bollukları araştırmalarıyla bu yıldızların anakol yıldızları olduğu anlaşılmıştır.

(b) Kümeler tarafından yakalanan genç alan yıldızları: Mavi aykırı yıldızların oluşumuna ilişkin kuramlardan birisi küme üyesi olmayıp, küme tarafından yakalanmış bir alan yıldızı olduğuna ilişkin durumdur. [13], açık yıldız kümelerinde ve yüksek gökada enlemlerinde bulunan küresel yıldız kümelerindeki mavi aykırı yıldızların, yapılmış olan dikine hız ve öz hareket çalışmaları ile kesinlikle küme üyesi olduğunu belirlemiştir. Mavi aykırı yıldızlar, içinde bulunduğu söz konusu sistemlerin üyesi olarak kabul edilir.

(c) İç karışım etkisiyle yıldız yaşam süresinin uzaması: Mavi aykırı yıldızların oluşumuna ilişkin mekanizmalardan bir diğeri hidrojenin yüzeyden içe doğru karışım yoluyla taşınması ve anakol yaşam süresini uzatmasıdır. İç karışıma neden olacak üç mekanizma önerilmektedir: *dönme*, *manyetik alanlar* ve *çiftlerdeki karşılıklı çekimsel etkileşmeler*. Manyetik alanların etkisiyle karışım olmasına ilişkin yapılan hesaplamalar başarısız olmuştur. Çekimsel etkileşme, çiftler başlığı altında incelenecektir. Yüksek dönme hızının ise, mavi aykırı yıldızların karakteristik bir özelliği olmadığı gözlemsel olarak ortaya konmuştur (örn. [14], [15]).

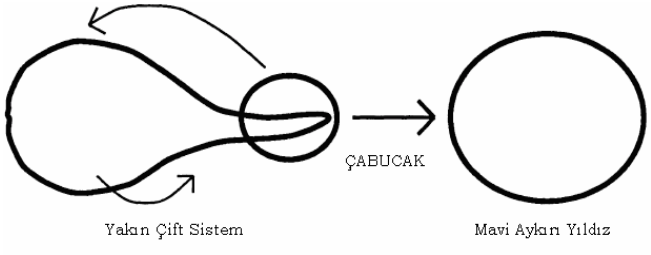
(d) Anakol yıldızlarının kararsızlık kuşağı boyunca kütle kaybederek anakol dönme noktasının geri tayf türlerine doğru gelmesi: [7], 1-3$M_{\odot}$ arasında kütlelere sahip olan anakol yıldızlarının evrimleşerek kararsızlık kuşağı bölgesine geleceğini, kararsızlık kuşağı boyunca bu yıldızların kütle kaybedip mavi aykırı yıldızlara göre daha az kütleli görüneceğini öne sürmüşlerdir. Böylece kümenin anakol dönme noktası daha geri tayf türlerine doğru kayacak ve kümeleri gerçek yaşlarından daha büyük gösterecektir. Bu durumda küresel kümelerin yaşları, evren için kabul edilen olası yaş sınırından daha fazla olacaktır.

2.2. Çift Yıldızların Evrimi ile Mavi Aykırı Yıldızların Oluşumu

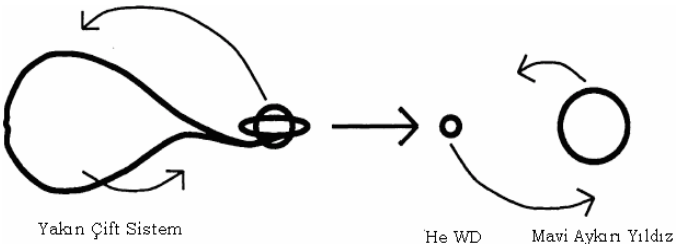
Çift yıldızların evrimi ile mavi aykırı yıldızların oluşumu *çift sistemlerde kütle aktarımı*, *çift yıldızların birleşmeleri*, *yıldızlar arasındaki fiziksel etkileşmeler* ve *yıldız çarpışmaları* kuramları ile açıklanabilir.

(a) Çift sistemlerde kütle aktarımı: Çift yıldızlarda kütle aktarımı ilk olarak [8] tarafından öne sürülmüştür. Kütle aktarımı pek çok yakın çift sistemde gözlenmiştir. Gözlemsel olarak da pek çok mavi aykırı içeren çift, değen veya yarı ayrık sistemlerdir (Bkz. Şekil 2, Şekil 3 ve Şekil 4). Kütle aktarımından sonra meydana gelen sistem, birbirinden

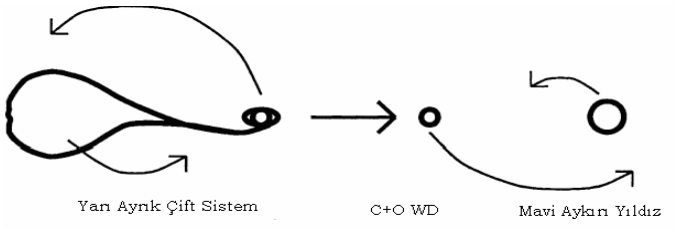
uzakta, küçük kütleli ve dikine hız değişimleri gösteren bir bileşen ile bir mavi aykırı yıldız bileşeninden oluşacaktır. Ortaya çıkan cismin türü, kütle aktaran yıldızın evrim durumuna bağlı olarak değişecektir. Oluşan mavi aykırı yıldızda da anormal yüzey bollukları olacaktır. Kütle aktaran yıldızdan aktarılan madde, nükleer işlemlere uğramış maddedir. Bu da lityum bolluğunun tüketilmesine ve evrimleşmiş bir yıldızda görmeyi beklediğimiz türden CNO bolluklarına ve belki de yüzey helyum bolluğunun artmasına neden olmalıdır. Bu mekanizma, mavi aykırıların çoğunun varlığını açıklamakta yetersiz kalır [3].



Şekil 2. Yakın bir çift sistemde baş bileşen anakol evrim aşamasındayken kütle aktarımı sonucu mavi aykırı yıldız oluşumu [16].

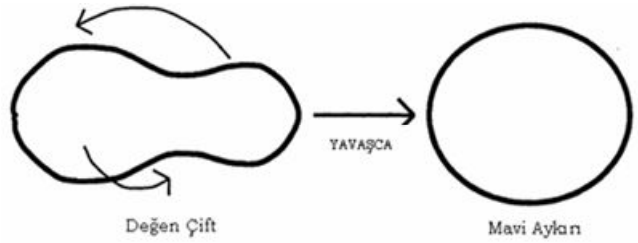


Şekil 3. Yakın bir çift sistemde baş bileşen çekirdeğinde helyum yakma aşamasındayken olan kütle aktarımı sonucu mavi aykırı yıldız oluşumu [16].



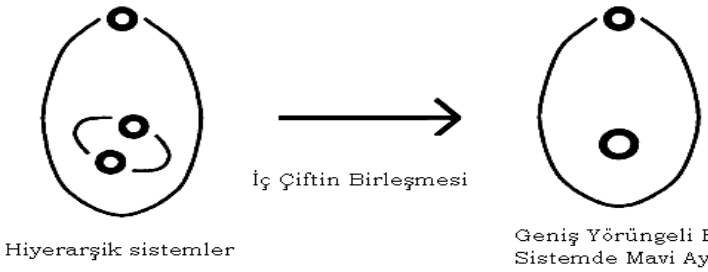
Şekil 4. Yakın bir çift sistemde baş bileşen yatay koldan ayrıldıktan sonraki evrelerdeyken kütle aktarımı sonucu mavi aykırı yıldız oluşumu [16].

(b) Değen çift sistemlerin birleşmeleri: [17], çift yıldız birleşmesinin mavi aykırı yıldızların oluşumu üzerine en önemli kuram olduğunu söyler (Bkz. Şekil 5). [9] ile [17]'nin öne sürdüğü birleşme senaryosu, mavi aykırıların çoğunun dikine hız değişimlerine sahip olmaması, bir başka deyişle çift olmaması ve yavaş dönme gibi bazı gözlemsel bulgular nedeniyle, tüm mavi aykırıları açıklayabilen bir mekanizma değildir. Buna rağmen, çift yıldız birleşmeleri en etkili ve kabul gören mekanizmalardan biridir.

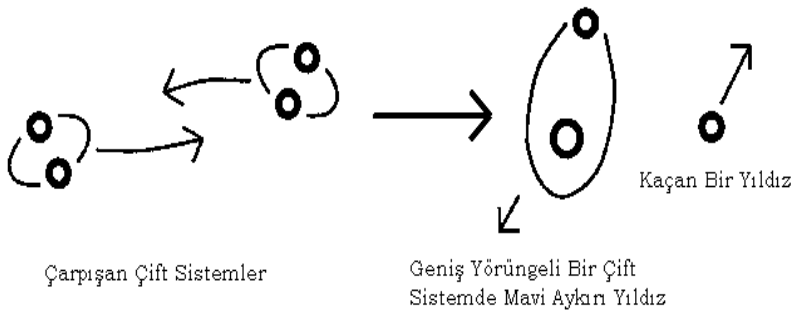


Şekil 5. Çift yıldızların birleşmesi ile mavi aykırı yıldız oluşumu [16].

(c) Yıldız çarpışmaları: Açık ve küresel kümelerin merkezlerindeki mavi aykırı yıldızların üretimini açıklayabilmek açısından çarpışma mekanizmaları oldukça elverişlidir. [11], yıldız çarpışmalarının küresel kümelerin merkezlerinde tek yıldızlar arasında meydana gelebileceğini öne sürmüştür (Bkz Şekil 6a). Çarpışmalarla üretilen mavi aykırı yıldızların dönme hızları büyük olabilir.



Şekil 6a. Yıldız çarpışmalarıyla mavi aykırı yıldız oluşumu [16].



Şekil 6b. Çift-çift yıldız çarpışmalarıyla mavi aykırı yıldız oluşumu [16].

(d) Fiziksel yıldız etkileşmeleri: Düşük yoğunluklu küresel kümeler için [18], mavi aykırı yıldızların fiziksel çarpışmalarla üretildiği kuramını ele almış ve küresel kümelerdeki yıldız çarpışmalarının tek yıldız karşılaşmalarından çok, çift yıldız karşılaşmaları sonucu olduğunu öne sürmüştür. Çift yıldız sistemleri arasındaki kuvvetli dinamik etkileşmeler düşük yoğunluklu kümelerde ortaya çıkar. Bu tür etkileşmeler sırasında yıldızlar arasındaki yakın karşılaşmalar, fiziksel yıldız çarpışmaları ve birleşmeleriyle sonuçlanabilir [18]. [19] düşük yoğunluğa sahip bir küresel küme olan NGC 5053 kümesinde çift-çift ve çift-tek sistemlerin dağılım gözlemlerini yapmıştır. Leonard ve Fahlman`ın yaptığı hesaplamalarla çift-çift çarpışmalarıyla üretilen yıldız sistemlerinin çoğu uzak bir bileşene sahiptir (Bkz. Şekil 6b). [19], yoğunluğu az olan küresel kümelerdeki mavi aykırı yıldızların oluşumlarının çift-çift çarpışmalarıyla meydana geldiğini önermiştir.

[13], [17] tarafından küresel kümelerde gözlenen W UMa türü değen çiftlerin bir kısmının çift yıldız karşılaşmalarıyla üretilebileceğini ifade etmiştir. Bu karşılaşmaların, fiziksel çarpışmaların ortaya çıkması için çok zayıf olduğu, fakat daha sonra mavi aykırı yıldız olacak olan W UMa yıldızları olacağı ileri sürülmüştür. Yine mavi aykırı yıldıza sahip olan uzun dönemli çiftlerin sayısının çok olmasının, çarpışmalarla açıklanabileceğine işaret edilmiştir.

[20] bir küresel kümede mavi aykırı yıldız bulunma sıklığının, o kümenin yıldız sayısı ile ilişkili olduğunu bulmuştur. Buna göre, bir küresel kümenin yıldız sayısı ne kadar az ise mavi aykırı yıldız bulunma olasılığı o kadar yüksektir. Bu sonuç onları çarpışma ile mavi ayıkırı yıldız oluşması yerine kütle aktarımı veya birleşme ile mavi aykırı yıldız oluşmasının daha kuvvetli bir olasılık olduğuna götürmüştür.

Günümüzde mavi aykırı yıldızların oluşumu için kabul edilen kesin bir mekanizma olmamasına rağmen, öne sürülen mekanizmaların pek çoğu mavi aykırı yıldızların daha iyi anlaşılmasına yardımcı olmaktadır.

3. Mavi Aykırı Yıldızların Değişim Türleri

Değişen yıldızlar, yıldız evrim aşamalarını anlamamızda büyük rol oynamaktadır. Bu nedenle değişen mavi aykırıların incelenmesi, mavi aykırı sorununu aydınlatmak için önemli bir yere sahiptir. Değişim gösteren mavi aykırıların fotometrik gözlemleri, bize onların doğası ve özelliklerine dair pek çok bilgi sunar.

Günümüzde mavi aykırı yıldızlar için temel olarak iki tür değişim mekanizması belirtilmektedir. Bunlardan ilki *zonklama*, diğeri ise *örten çift* olmadır [21], [22]. Bununla beraber mavi aykırı yıldızların HR diyagramındaki konumu, kimyasal garip yıldızlar bölgesine karşılık gelmektedir. Dolayısıyla, *kimyasal garip*lik gösteren mavi aykırı yıldızları da bu listeye eklemek gerekir.

3.1 Zonklayan Mavi Aykırı Yıldızlar

Açık ve küresel kümelerde pek çok zonklayan mavi aykırı yıldız vardır. Bu yıldızlar bulundukları küme veya yıldız gruplarının yaşlarına göre değişik isimler almaktadır. Bu yıldızlar genel olarak Sefeid türü değişen özelliklerine sahiptir. Cüce Sefeid yıldızları, genç küme ve yıldız gruplarında (Öbek I) δ *Scuti* ve yaşlı küme ve yıldız gruplarında (Öbek II) ise *SX Phoenicis* yıldızları olarak adlandırılır.

Küresel kümelerde pek çok zonklayan mavi aykırı yıldız bulunmuştur. Örneğin ω Centauri küresel kümesinde iki cüce sefeid [23] ve daha sonra aynı kümede [24] üçüncü bir cüce Sefeid yıldızının da mavi aykırı bölgesinde olduğunu belirlemiştir. Ayrıca, ulaşılan diğer bir gözlemsel sonuç: küresel kümelerdeki zonklayan mavi aykırı yıldızların sıklığı yaşlı açık kümelerdeki zonklayan mavi aykırı yıldızlardan daha fazladır [21].

3.2 Örten Çift Üyesi Olan Mavi Aykırı Yıldızlar

Mavi aykırı yıldızlarda gözlenen bir başka değişim mekanizması örten çift üyesi olmadır. İlk keşfedilen örten mavi aykırı yıldız, ω Cen küresel kümesindeki NJL 5'dir [25].

CCD gözlemleri sayesinde birçok örten çift mavi aykırı yıldızın yaşlı açık kümelerde olduğu bilinmektedir. Küresel kümeler içinde bazı uzun dönemli örten mavi aykırı çiftler olmasına rağmen, bu sistemlerin birçoğu W UMa türü çift sistemlerdir. Aynı durum yaşlı açık kümeler için de geçerlidir. Fakat yaşlı açık kümelerin hepsinde örten çift sistemler keşfedilememiştir. W UMa türü örten çift sistemlerin varlığının kanıtlanması için daha kapsamlı çalışmalara gereksinim vardır [21].

Zonklayan mavi aykırı yıldızlardan farklı olarak yaşlı disklerde veya halo öbeklerine ait olan alan örten mavi aykırı yıldızlarını ayırt etmek için bilinen kolay bir yol yoktur. Bunun nedeni, bu yıldızlara ait metal bolluğuna ve kinematik özelliklerine ilişkin kullanışlı verilerin olmamasıdır.

Yıldız yoğunluğu az olan açık kümelerdeki örten çift mavi aykırı yıldızların sayısı, yıldız yoğunluğu çok olan küresel kümelerdeki mavi aykırı yıldızların sayısından yaklaşık 4 kat fazladır. Az yoğun açık kümelerle çok yoğun küresel kümelerdeki çift yıldız sayılarındaki farklılık, mavi aykırı yıldız oluşum mekanizmalarının küresel ve açık kümelerde farklılığa sahip olduğunu göstermektedir [3].

3.3. Kimyasal Garip Mavi Aykırı Yıldızlar

[26] yapılan gözlemleri kullanarak mavi aykırı yıldızların iki özelliğine değinmiştir. Bunlardan ilki mavi aykırı yıldızların yaklaşık olarak B3-A2 tayf türlerindeki Ap yıldızları olup orta yaşlı kümelerde yer alan yavaş dönen yıldızlar olabileceğidir. Halen anakol bölgesinde bulunma nedenleri manyetik karışımla ilgili olabilir. İkinci özellik ise mavi aykırı yıldızların yaklaşık olarak O6-B2 tayf türlerindeki salma çizgili hızlı dönen yıldızlar olduğu ve genç kümelerde yer aldığıdır.

Açık kümelerdeki mavi aykırılar -0.20 ile +0.20 kadir aralığında B-V değerine sahip bölgelerde bulunurlar. Burası aynı zamanda Ap yıldızlarının bölgesidir. [27] kimyasal garip yıldızları belirlemek üzere fotometrik bir gariplik parametresi tanımlamıştır. Buna göre, Ap yıldızlarının tayfında λ5200 Å akısındaki orta band fotometri ile azalma keşfedilebilir. Bu gariplik parametresinin belirlenebilmesi için ek olarak iki süzgece daha gereksinim vardır: etkin dalgaboyu λ5020 Å ve band genişliği 100 Å olan $\boldsymbol{g_1}$ ve 5210 Å ve band genişliği 120 Å

olan g_2 bandları. g_2 bandı, Ap yıldızlarındaki λ5200 Å çöküntüsünün merkezine çok yakındır. Maitzen'in gariplik indeksi şöyle tanımlanır: $\Delta a = a - a_0$, $a = g_2 - (g_1 + y)/2$. a_0, Ap yıldızı olarak aynı bünyesel $(b\text{-}y)_0$'lı "*normal*" yıldızlar için karşılık gelen standart değerdir. [28], bu yöntemi kullanarak 9 kümedeki, $-0.10 \leq (b\text{-}y)_0 \leq 0.17$ kadir renk aralığında (yani B3 ile F0 tayf türü aralığında) bulunan mavi aykırılar arasında kimyasal garip yıldızları belirlemiştir. Bu çalışmanın ortaya çıkardığı dikkat çekici bir nokta vardır: mavi aykırılar içindeki Ap yıldızlarının yüzdesi, açık kümelerdeki normal sıklıklarından fazla değildir, yani toplam sayının %10'u Ap yıldızıdır.

4. Tartışma

Mavi aykırı yıldızların sıklığı kümelerin yaşlarıyla orantılı olarak artar. Neredeyse her küme en az bir tane mavi aykırı yıldıza sahiptir. Genç kümelerdeki mavi aykırı yıldızların sıklıkları daha azdır. Mavi aykırı yıldızlar, aynı tür ve gariplikteki anakol yıldızları gibi özellikler göstermektedir; elde edilen veriler hangi yıldızların mavi aykırı yıldızlar olduğu sorununa cevap veremezler.

Mavi ayıkırı yıldızların oluşumuna ilişkin öne sürülen mekanizmalar günümüzde halen daha tartışılmaktadır. Mavi aykırı yıldızlar üzerine pek çok araştırma yapılmış olmasına rağmen bu yıldızların varlığına ilişkin sorun henüz çözülememiştir. Mavi aykırı yıldızların doğasının daha iyi anlaşılabilmesi ve kökenlerine ilişkin öne sürülen kuramların açıklanabilmesi için bu yıldızlara ait daha fazla istatiksel verilere ihtiyaç vardır.

Teşekkür. *Bu çalışma 2005-2006 eğitim ve öğretim yılı içinde, sayın Doç. Dr. Günay TAŞ danışmanlığında yapmış olduğumuz DİPLOMA ÇALIŞMAMIZIN kısa bir özetidir.*

5. Kaynaklar

[1] Sandage, A.R., 1953, *AJ, 58, 61*.
[2] Andrievsky, S.M., Schönberner, D., Drilling, J.S., 2000, *A&A, 356, 517*.
[3] Ouellette, J.A., 2000, *PhDT, 50*.
[4] Sargent, W.L.W., 1968, *ApJ, 152, 885*.
[5] Leonard, P.J.T., 1985, *BAAS, 17, 882*.
[6] Wheeler, J.C., 1979, *ApJ, 234,569*.
[7] Wilson, L.A., Bowen, G.H., Struck-Marcell, C., 1987, *Comments on Ap, 12, 17*.
[8] McCrea, W.H., 1964, *MNRAS, 128, 147*.
[9] Zinn, R., Searle, L., 1976, *ApJ, 209,734*.
[10] Meyer, F., Meyer-Hoffmeister, E., 1980, *in Close Binary Stars: Observations and Interpretation, IAU Symp. 88, eds. M.J. Plavec, D.M. Popper, R.K. Ulrich, p.145*.
[11] Hills, J.G., Day, C.A., 1976, *Astrophys. Lett., 17, 18*.
[12] Leonard, P.J.T., Linnell, A.P., 1992, *AJ, 103, 1928*.
[13] Stryker, L.L., 1993, *PASP, 105, 1081*.
[14] Pritchet, C.J., and Glaspey, J.W., 1991, *ApJ*, 373,105.
[15] Maeder, A., 1987, *AA*,178, 159.
[16] Leonard, P.J.T., 1996, *ASPC, 90, 33*.
[17] Mateo, M., Harris, H.C., Nemec, J., Olszewski, E.W., 1990, *AJ, 100, 469*.
[18] Leonard, P.J.T., 1989, *AJ, 98, 217*.
[19] Leonard, P.J.T., Fahlman, G., 1991, *AJ, 102, 994*.
[20] Piotto, G., De Angeli, F., King, I.R., Djorgovski, S.G., Bono, G., Cassisi, S., Meylan, G., Recio-Blanco, A., Rich, R.M., Davies, M.B., 2004, *ApJ, 604, 109*.
[21] Mateo, M., 1993, *ASPC, 53, 74*.
[22] Bailyn, C.D., 1995, *ARA&A, 33,133*.
[23] Niss, B., Jorgensen, H.E., Laustsen, S., 1978, *A&A, 32, 387*.
[24] Da Costa, G.S., Norris, J., Villumsen, J.V., 1986, *ApJ, 308, 743*.
[25] Jensen, K. S., Jorgensen, H. E., 1985, A&AS, 60, 229.
[26] Abt, H.A., 1985, *ApJ, 294, 103*.
[27] Maitzen, H.M., 1976, AA, 51, 223.
[28] Maitzen, H.M., Seggewiss, W., Tueg, H., 1981, AA, 96, 174.

UZAY NESLİ DANIŞMA KONSEYİ

Aziz KORU[1] , Aslı Pınar TAN[2] , Halit MİRAHMETOĞLU[2]

Özet

Uzay Nesli Danışma Konseyi (SGAC) üyelerinin ve birlikte çalıştığı Birleşmiş Milletler, Uzay Ajansları ve diğer organizasyonların görüşlerini yansıtan uluslararası bir sivil toplum kuruluşudur. Üyeleri öğrenciler ve uzay alanıyla ilgili çalışmalar yapan genç profesyonellerdir. Bu yüzden uzay politikası için de gençlerle ilgili çalışmalar yapmaktadır. Daha geniş anlamıyla SGAC uzay ile ilgilenen ve aklındaki fikirleri gerçeğe dönüştürmek isteyen gençleri temsil etmektedir. SGAC en büyük, küresel ve uzay ile ilgili gençlerin temsil edildiği gruptur. Birleşmiş Milletler Dış Uzayın Barışçıl Amaçlarla Kullanımı Komitesi'nde (UN COPUOS) kalıcı gözlemci statüsüne sahiptir ve Uluslararası Uzay Bilimi Federasyonu üyesidir. SGAC özellikle politika merkezli projeler yürütmektedir. Birleşmiş Milletler ve uzay ajanslarına raporlar hazırlamak, özellikle uzay eğitimi ve daha fazla kişiye ulaşmak için uzay bilincini aşılamak amaçlı projeler yapmaktadır. SGAC uzayın keşfini savunmaktadır ve halkın uzaya karşı heveslendirilmesi amacıyla çalışmalar yapmaktadır.

Abstract

The Space Generation Advisory Council (SGAC) is a non-governmental organisation which brings the views from it's members to and works with: the United Nations, Space Agencies and other organisations. Members are students and young space professionals. Thus we engage young people in space policy. More broadly, the Space Generation identifies a large group of young (minded) volunteers who have an interest in space and an ambition to act. In fact, the Space Generation Network is "the biggest, global, space youth network". SGAC has obtained permanent observer status in the UN Committee on the Peaceful Uses of Outer Space (COPUOS) and is a member of the International Astronautical Federation. SGAC carries out policy projects -- writing papers to present to the UN and Space Agencies -- as well as conduct projects -- such as in the areas of space education and outreach. SGAC advocate for space exploration and try to motivate others in our generation to be interested in space.

[1] Space Generation Advisory Council (SGAC) in support of the United Nations Programme on Space Applications, National Points of Contact for Turkey, e-posta: aziz.koru@gmail.com
[1] Space Generation Advisory Council (SGAC) in support of the United Nations Programme on Space Applications, Middle East Regional Co-ordinator, e-postalar: pinartan@netas.com.tr, halit@uzaybilim.com

EN SOĞUK YILDIZLAR

Oğuzhan KÖSE[1], Tuğba KARALAR[1], Aysun Şule CAN[1], Ömür GÜLMEN[1]

Özet

En soğuk yıldızlara ilişkin bu derleme çalışmamızda genel olarak en soğuk dev yıldızlar ele alınarak onların evrim sürecindeki gelişimleri, parlaklık değişimleri ve kütle kaybı mekanizmalarına değineceğiz.

Anahtar kelimeler: *yıldızlar:kırmızı dev ve AGB – evrim – kütle kaybı – yıldızı çevreleyen madde.*

1. Giriş

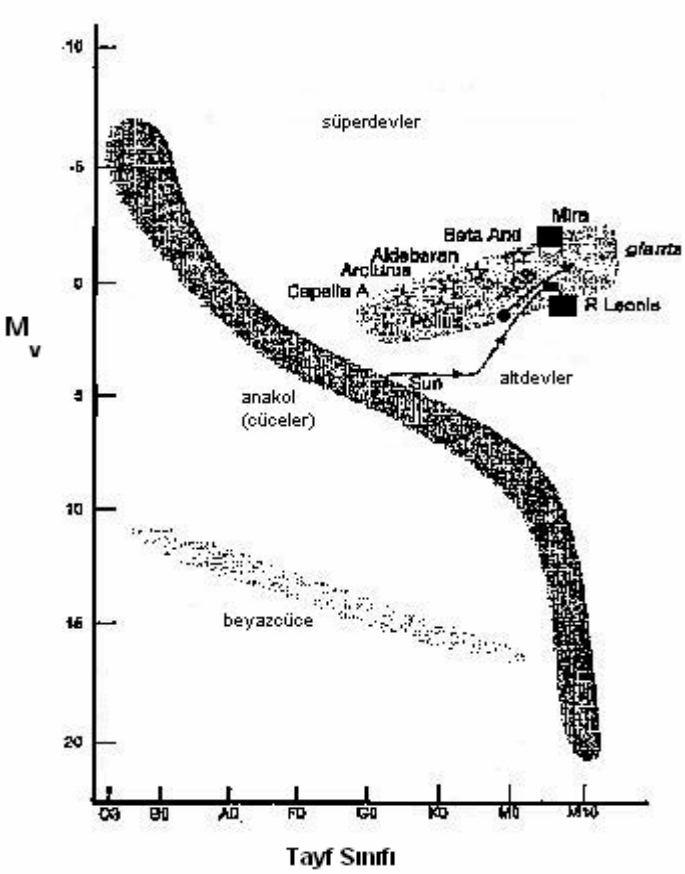
Anakolun altındaki yıldızlar, tayfın görünür bölgesinden baktığımız zaman gerçekten soğukturlar. Bununla birlikte farklı koşullar altında, son derece evrimleşmiş yıldızlar yarışabilir. Tayfın görünür bölgesinde sönük beyaz cüceler (soğuma güneş benzeri yıldızlarda durur) kırmızı cücelerden birkaç kadir daha parlaktır. Bununla birlikte, en sönük kırmızı cüceler sönük beyaz cücelerden daha soğuktur, ve enerjilerinin çoğunu görünmez kızıl ötede yayınlarlar. Bu kayıp enerjiyi hesaba kattığımızda, yıldızların bu iki türünün sönüklük limitleri her biri diğeriyle karşılaştırılabilir.

Bir de çok yoğun nötron yıldızları (patlayan yıldızın çöküntü kalıntıları) sönüklükleri bakımından kırmızı cüceler ile yarışırlar. Pulsarların bu alt kümesi ışınımını güçlü patlamalar ile güçlü bir şekilde yayabilirler. Fakat bu görünür patlamalar arasında pulsarlar ve diğer puls atmayan nötron yıldızları aslında görülemezler. Bunların görsel salt parlaklıklarının anakolun son kısmındaki grup kadar sönük olduklarını anlarız. Nötron yıldızları son derce sıcaktırlar, bununla birlikte, enerjilerinin çoğu ultraviole bölgede tayfın X-ışını bölümünde yayarlar. Bu ışınımı hesaba kattığımızda, nötron yıldızları (pulsarları ihmal edersek) güneşin salt parlaklığıyla karşılaştırılabilirler, ve en sönük yıldız olmak için savaşı kaybederler. Karadelikler ve bir de patlayan yıldızların çöküntü kalıntıları hiç ışınım yayınlamayan bozulmamış durumdaki cisimlerin en ünlüleridirler. Ama gerçekten onlara yıldız diyebilir miyiz? Üstelik, bazı durumlarda, karadeliklerin çevreleri çok parlak olabilir. Bütün kriterler hesaba katıldığında dahi, kırmızı cüceler hala en sönük yıldızlar olarak adlandırılırlar. Ayrıca, beyaz cüceler ve nötron yıldızları da sönüklerdir, çünkü onlar o kadar çok küçüklerdir ki her biri en küçük yıldızlar tanımlamasına girer. Üstünlük derecesinin basit sınıflaması bu yüzden yetersizdir; daha derinlere yıldızların kalplerinin içine bakmamız lazım.

[1]*Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir*

2. Devler ve Cüceler

Küçük kütlelerinin sonucu olarak, derin kırmızı cüceler aynı zamanda 2000 K in oldukça altında (en azından eğer onlar L sınıfının sıcak olan sonundakiler ise gerçek yıldıza dönüşebilirler!) sıcaklıkları ile en soğuk yıldızlardır ve eğer bir kahverengi cüceyi bir gerçek yıldız olarak düşünürsek daha düşük sıcaklıklara inmeliyiz (1000 K de GL229B gibi). Ama ayrıca en soğukların kapsamlı kategorisi çok büyük ve evrimleşmiş M devlerini içerir ki onlar en düşük sıcaklıkları ile hemen hemen yıldızımsı L cüceleri kadar soğuktur. Daha ilgi çekicisi, çok daha sıcak bu M devleri soğuk L cücelerinin benzerlerinden türer, daha kütleli cüceler görünüşte küçük kütleli rakipleri ile uyuşacak şekilde belirlenmiştir.



Şekil 1. Dev yıldızlar, 20 kadirden daha ışınımlı cüceler olan anakol yıldızlarının sağ üstüne doğru dizilmişlerdir. Helyum-yakan devler yıldızlar ile gösterilmiştir. İki tane Mira değişenlerinin yerleri kare ile gösterilmiştir. Sürekli çizgi, dev olmak için anakoldan güneşin nasıl evrimleşeceğini göstermektedir. Eğri üzerindeki koyu noktalar helyum-yakan yıldızlardır. Güneş daha sonra aşağıdaki koyu noktaya yerleşir. Helyum bittiğinde asimptotik dev koluna (AGB) doğru tırmanır. Burada gösterilen yıldızlar güneşten daha kütlelidirler

Anakolun cüceleri gibi, klasik dev yıldızlar da değişik özelliklere sahiptir, tayf sınıflamasında G den M tayfına geriler ve rengi de sarımtırak dan kırmızıya döner (O,B ve A yıldızları da kendi devlerine sahiptirler, fakat sayıları çok değildirler.). Benzerlik ancak burada biter. Devler cücelerden çok daha parlaktır. Bir M8 devinin ışınım çıkışı 100 milyon M8 cücesininkine eşit değerler alabilir. İsimleriyle bağdaşan başka bir özellikleri ise devler güneşin iç gezegenlerinin yörüngelerini kapsayacak kadar boyutlara sahiptirler. Sonuç olarak cücelerin soğuk tayf türlerine doğru giderken hem ışıtmaları hem de yarıçapları azalırken buna zıt olarak devlerin hem ışıtmaları hem de boyutları G den M ye doğru giderken artar. En büyükleri ve en soğuklarının yarıçapları Mars'ın yörüngesinden daha büyüktür.

Daha soğuk cüceler gece gök yüzünde en az etkiye sahip olmalarına karşın, parlak devler bir çok takım yıldızın ana hatlarını oluşturur; 40 en parlak yıldızın yarısı devlerin bir türüdür. Görünür olmalarından başka bulunmaları kolaydır, sarı-turuncudan kırmızımsı renkleri ile en soğuk devler olarak adlandırılırlar. Devlerin bu grubu şu favorileri içerir; İlkbaharda Arcturus, sonbaharda Aldebaran, Duphe, α Uma, β Umi, küçük cezvedeki benzer durumda Pollux, β And, Hyades deki bazı yıldızlar ve büyük bir sınıf olan M Mira yıldızlarıdır.

3. En Soğuk Yıldızlara Doğru

Hem en soğuk hem de en parlak yıldızlar içeren anakolun cüceleri dışındaki yıldız maddesinin hikayesi, yıldızların evrim süreçleri ve yaşlanma süreçleri yoluyla söylenebilir.

Şimdi kırmızı cüceleri tamamen geride bıraktık, onlar henüz kırmızı devlere doğru evrimleşmemişlerdir ve çok uzun yaşarlar. En soğuk yıldızlar olan sıra dışı devler güneş kütlesinden 10 kat büyük güneş tipi ve daha büyük yıldızlardan evrimleşirler.

Bazıları hayatlarının yüzde doksanında HR diyagramında tamamıyla kararlı yerler işgal ederler. Bir cücenin içindeki H yakıtı bitmeye başladığında onun için tedirginlik ve bizim için de eğlence başlar. Bu noktada nükleer reaksiyonların başladığı bölge olan yıldız merkezi, artık üst üste birikmiş tabakaların büyük ağırlığına dayanmak için daha fazla enerjiye sahip değildir ve hızla (Astronomik zaman ölçeğinde milyonlarca yıl) büzülmeye başlar. Aynı zamanda çekirdekte sıcaklığın yanı sıra hareketsiz asal hidrojen zarfının iç parçasını ısıtmaktadır, ve nükleer reaksiyonlar yanmış merkezi saran kabuk içerisinden dışarı yayılır.

Şekil 2. Solda huzurlu bir günbatımı görülmekte, güneş dev kolunda ilk tırmanışa başladığında parlaklığı artacak ve bazı şeyler sağdaki sahneye benzeyecek.

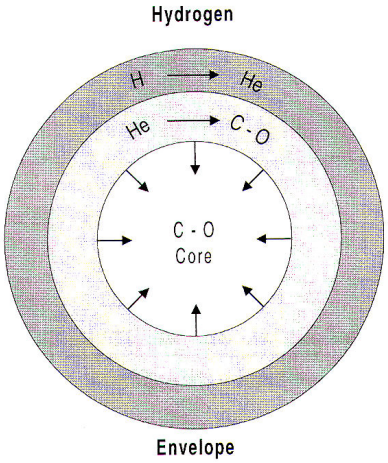
Yıldızlar o yüzden anormal davranırlar. İçteki enerji kaynağı bittiğinde, iç kısımların sıcaklığı daha da artar; böylece daha sönük olmaktan ziyade, bir arada tutan çekim kuvvetinin enerjiye dönüşmesiyle daha sıcak hale gelirler. Sadece 5 milyar yıl içinde güneş 1000 veya daha fazla kat parlamaya başlayacak, salt parlaklığı bu günkü +5 den -3 e tırmanacak, hatta yüzlerce ışık yılı uzaktan bile yıldızımız başka birileri için takımyıldızın belirgin bir parçası olması mümkün olacak.

Parlama sırasında, artan merkez sıcaklığı ve ışıtma eski merkezi saran zarfı dışarıya doğru hareket ettirir. Eğer güneş sisteminin gelecek sakinleri zamanı hızlandırabilselerdi, güneşin bir altdev ve dev olmadan önceki boyutundaki artmayı görebileceklerdi. Merkür'ün yörüngesini kaplayacak ve sonra Venüs'ünkine yaklaşacak, güneş sistemi gezegenler bakımından yüzde onundan fazla azalacaktır.

Bir yıldızın ışıtması hem yarıçapa (karesine) hem de sıcaklığa (4. kuvvetine) bağlıdır. Gelişen bir devin ışıtması, yarıçap çok hızlı arttığından yüzey sıcaklığı aniden düşer, ve gelecekteki güneş yavaş yavaş tayf sınıfında G den K' ya iner ve sonra sıcak M belki M2 veya M3 olur, sıcaklığı yaklaşık 3200 K e azalır; ve böylelikle gerçek bir kırmızı dev meydana gelir.

Şüphesiz bu ilerleme böyle devam etmez. Yıldız (bu örnekte güneş) sonsuz miktarda çekim enerjisine sahip değildir. Bugünkü güneş hidrojenin helyuma dönüştürülmesiyle kararlıdır. Merkez sıcaklığı ve yoğunluk yeterince yükseldiğinde, eski reaksiyonun çıktıları yeni bir reaksiyon için yakıt olur, helyum atomları şimdi karbonu oluşturmak üzere birleşirler. Ancak ilk önce bir devasa engeli aşmalıdırlar. İki normal helyum atomu (iki nötron ve iki protondan oluşur) birbirine eklenerek berilyumun çok kararsız bir izotopunu oluştururlar, tipik olarak 10^{-16} saniyede bu atom hemen geri helyum atomlarına ayrışır. ^{8}Be doğada bulunmaz; ancak gümüşümsü (ve tehlikeli) bir madde olan ^{9}Be ticari olarak elde edilebilir ve helyum atomları ^{9}Be 'u meydana getiremez. Bundan dolayı güneş motoru bu aşamayı

atlamalıdır üç helyum atomu aynı anda birleşerek normal karbon oluşturmak zorundadır. Gerekli sıcaklık birkaç 100 milyon K dir ve yoğunluklar ise kurşunun 100 000 katı kadar olan cm^3 başına 1 ton kadardır. Helyum çekirdeğinin diğer bir saldırısı sonradan birkaç karbon atomunu oksijene çevirebilir (^{16}O formundaki en bol bulunan izotopudur).



Şekil 3. Ölen bir yıldız ikinci kez dev koluna tırmandığında; en dışta hidrojeni yakarak helyuma dönüştüren bir kabuk onun altında helyumu yakarak karbon ve oksijene dönüştüren başka bir kabuk tarafından sarılmış durgun bir karbon-oksijen çekirdeğe sahiptir. Bu iki kabuk aynı anda aktif değildir, fakat ardı ardına kapanır ve açılır. Asıl olay çekirdekten binlerce kez daha büyük geniş bir hidrojen zarf tarafından çevresinin sarılmasıdır.

Helyum yanması sonucu açığa çıkan güç sadece merkezin çekimsel büzülmesini durdurmaya neden olmaz, gerçekte biraz genişlemesine de yol açar. Yeniden kararlı hale gelen yıldız şimdi dıştaki zarf büzülerek (merkez ve zarf ters yönde davranmakta) HR diyagramında yönü ters dönmektedir. Yüzey ısısı az ve daha kırmızı olan güneş durumundaki yıldız turuncu K devlerinin bölgesine doğru hareket eder. Fazladan milyarlarca yıl hayatta kalacak ve görünüş olarak gökyüzündeki salt parlaklığı yaklaşık +1 kadir ile Aldebaran ve Arcturusun' tan daha sönük bir biçimde görünecektir. Daha kütleli cüceler dev kolunun diğer bölgelerinde yer alacaklar belki sarı daha parlak bir bileşen olarak, kuzey kış gökyüzünün Auriga takım yıldızının alfa yıldızı Capella gibi görüleceklerdir (daha sönük G bileşen dev koluna doğru geçiş yapmaktadır). Yıldızların bu yolda davrandıklarını biliyoruz çünkü dev yıldızlar içeren kümeler ana kollarının en üst parçalarını kaybetmişlerdir (veya çok genç kümeler durumunda, süperdevler). Aslında teori tamamen ne gördüğümüze uygun bir şey bulmaktır ve doğru açıklamaları sağlamaktır.

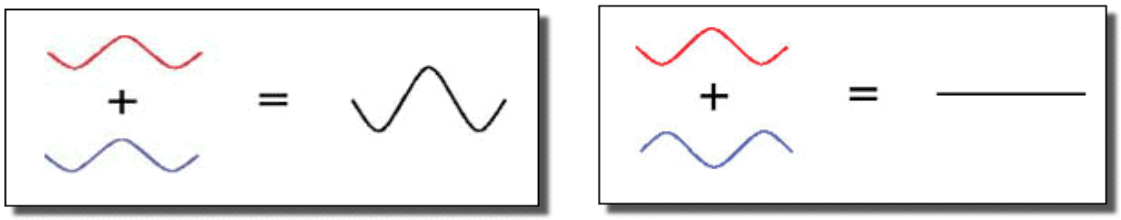
Gelecekte K devi olacak güneşimizin yeniden kararlı duruma gelmesi, helyum bittiğinde çekirdek ince, sıcak, yoğun karbon ve oksijenden oluştuğu zaman ortaya çıkacaktır. Bir gün güneş ve türü yıldızlar kendilerini en soğuk yıldızlar bölgesinde bulacaklardır. Helyum bittiği zaman ölmekte olan yıldız iç kısmındaki desteğini kaybeder ve merkezin büzülmesi çekimin karşı konulamaz gücü altında devam eder ve Dünya'nın boyutuna yaklaşır. Bunu yaparken şimdi nükleer helyum-yakma işi merkezde bastırılmıştır ve bu yanma yeni helyumun bulunduğu dış kısımlara doğru hareket eder. Bu taze helyum hidrojen yanma kabuğunca içeriye doğru gönderilmiştir. Şimdi evrimleşen devde bir değil iki tane nükleer-yanma kabuğu vardır; iç bölgedeki helyumu daha çok karbon ve oksijene çevrilir, dıştaki kabuk ise hidrojeni helyuma çevirir. Bunlar sırayla çalışırlar, dıştaki kabuk ortadan kalkar. İç kabuktaki şiddetli patlamalarla genişleyen yıldız dev koluna tırmanır. Bütün bu aktivitelerin sonucu olarak, yıldız tekrar parlamaya ve genişlemeye başlar, daha önceki abartılı karakterleriyle M devlerin bölgesine doğru bir kez daha gönderilir. Yıldız ikinci kez dev koluna tırmanır, HR diyagramında bir çizgisel ize sahip olan bu yol birinciye göre kabaca asimptotiktir. Bu yüzden bu yıldızlar "**AGB**" veya "asimptotik dev kolu" ismini almıştır. Bunlar bizim ilgi odağımızdır.

Dev kolunda ikinci tırmanış birinciye göre çok daha hızlıdır. M8 veya daha alt tayf sınıflarına ulaşarak ve çok daha parlak olarak öncekinden çok daha soğuk olurlar. 420 ışık yılı uzaklıktaki **Mira** gök yüzünün örnek AGB yıldızıdır. Güneşin boyutunun 500 katıdır, çapı Mars'ın yörüngesinin yarısı kadardır, ve parlaklığı (kızılötesi ışınım dahil) güneşin 15000 katının üzerindedir. Görsel olarak da yıldız (değişendirler) güneşten 1000 kat kadar daha parlak görülebilir. Gezegenlerimizin yaşanabilir sıcaklığı için böyle bir yıldızın yörüngesinde olsa bizim dünyamız şimdi güneşten olduğundan 100 kat daha uzakta olmalıydı, bu uzaklık Pluto'nun yörüngesinin iki katını aşmaktadır. Buradan Mira, bizim gökyüzümüzün G2 cücesi olan güneşin açısal çapının 5 katı, yani 2.5 derecenin üzerinde bir açısal çapla görülecektir. Limitlerine yakın, AGB yıldızlarının ışıtmaları güneşin 100 000 katına ulaşabilir.

Bu tür yıldızların doğasını nasıl anlayabiliriz? Kırmızı cücelerin bu türleri, soğuk AGB yıldızlarının tayfı aşırı derecede kompleks olup moleküllerin bantları ve çizgileri ile doludur. Onların belli başlıları arasında titanyum oksit molekülleri vardır; daha sıcak gazların sürekli zemin tayfında pek çok çizgi vardır ama hepsi silinmişlerdir. Vanadyum oksit (VO), magnezyum hidrat (MgH), ve hatta moleküler hidrojen (H_2) ve su gibi diğer birkaç molekül daha düşük sıcaklıklarda oluşurlar. Bu sık belirsiz geri sürekli zeminin yok etmesinden dolayı, yıldızların yüzey (fotosferik) sıcaklığını ölçmek zordur, yüzey sıcaklıkları soğurma tayfının kuramsal modelinden türetilir. Fakat böyle sıcaklıklar ve ışıtma ile birlikte çoğunlukla yıldızların yarıçaplarını ve onların hatalarını tahmin ederiz.

Hem boyut hem de sıcaklık için başka yaklaşım da vardır. Güneş bir disk olarak görülür. Herhangi bir objenin açısal çapını bulmak için, sadece fiziksel çapını uzaklığına bölmek yeterlidir; tersine fiziksel çapını bulmak için, yalnızca uzaklığı açısal çap ile çarparız (uygun açısal birimlerde). Güneşin açısal çapının ölçüsü (32 yay dakikası, Ay'ın ki ile yaklaşık aynıdır) ve 1.5 milyon kilometre olarak fiziksel çapını verir. Bu yüzden bütün yapmamız gereken uzaklığını bildiğimiz disk olarak görülen ve açısal yarıçapını tahmin ettiğimiz bir yıldızın fiziksel çapını bulmaktır Sıcaklık ve yarıçaptan ışınım veya ışıtma ve sıcaklıktan yarıçap elde edilmesinin yerine, ışıtma ve yarıçaptan sıcaklık çıkarma için işlemleri tersine çevirebiliriz; salt parlaklığı gözlenmiş olan karacismin yıldız boyutunda bir kütlesinin ışıma yapması için sıcaklığı ne olmalıdır diye sorarız.

Bu problem korkunçtur. Yıldızlar o kadar uzaktadırlar ki diskler çok küçük görünür, çapı boyunca bir taraftan diğer tarafa bir yay saniyesinin küçük bir kesridir. Sonuç olarak, yer konuşlu en büyük teleskoplar ve göze rağmen, teleskopun optiği tarafından yayılarak ve tamamen belirsiz yıldız diskleri Dünyanın atmosferindeki kırılmadan dolayı ışığında kırpıştırmalara sebep olur. Yıldızlar da mükemmel nokta ışık kaynakları olabilirler. Başka yaklaşımlar bulmak zorundayız. Bir yaklaşım, oldukça açık ama çok pahalı, dünya atmosferinin içine girmeyen yörüngede uzaydan gözlem yapmaktır. Bu teknik hem Mira hem de süperdev yıldız Betelgeuse' ta Hubble Uzay Teleskopu ile başarıyla kullanılabilmişti.



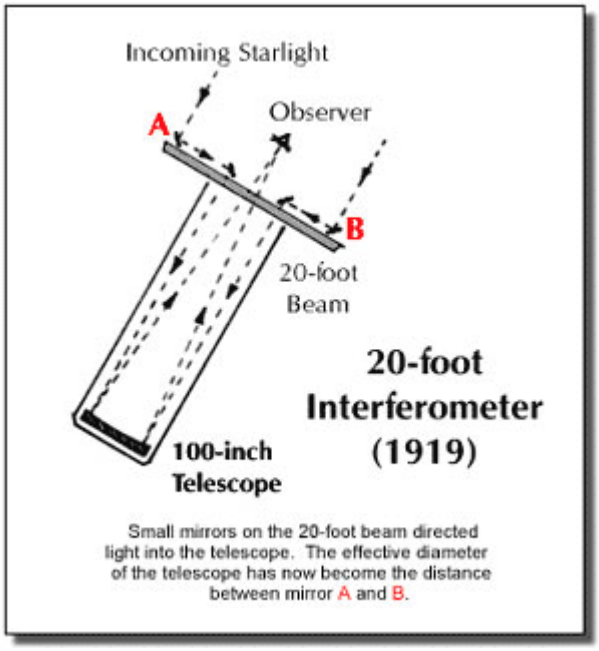
Şekil 4. Birbiriyle etkileşerek daha maksimum veya minimum genlikli dalgalar oluşturan dalgalar gösterilmektedir.

Bununla birlikte doğrudan gözlemler açısal olarak en büyük yıldızlarla sınırlıdır. Çok daha geniş yaklaşım 20. y.y. in ilk kısımlarına ve ilk yıldız "girişim ölçerini" geliştiren A.A. Michelson' a geri götürür. Işık bir dalga gibi davranır ve dalgalar bir başka dalga ile

girişebilirler. Eğer iki dalga birbirleriyle etkileşiyorlarsa birinin tepeleri diğerinin tepeleri üzerine binebilir yada dalgalar birbiri içerisine girer geride sadece küçük bir dalga bırakırlar.

Örneğin, eğer bir plakaya delinmiş iki küçük delikten ortaya çıkan ışık dalgalarını birleştirirsek, bir birlerine zıt olarak eklenirler ve birbirlerini söndürürler ve sonucunda karanlık saçaklar görülür.

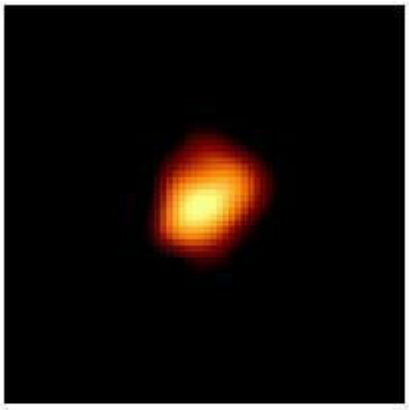
The 20-foot beam on top of the 100-inch Hooker Telescope on Mt. Wilson in Southern California.



Şekil 5. Mt. Wilson Gözlemevindeki 2.3 metrelik teleskopun üzerine yerleştirilmiş Michelson girişimölçeri gösterilmektedir.

Michelson' in aygıtı Mt. Wilson Rasathanesinin 2.3 metrelik teleskopunun üstüne iki hareketli ve iki sabitlenmiş ayna olarak yerleştirilmiştir. Çok uzak görüntüsü mükemmel noktaya yakın bir yıldızdan gelen paralel ışınlar aynalardan yansır ve bir girişim deseni üretmek için odakta birleşir. Fakat büyük bir yakın yıldız ile belirgin diskinin tüm yüzeyinden ışık gelerek katkıda bulunur. Diskin zıt kenarlarından ışık bir parça farklı açıyla gelir ve birbirlerine doğru kaydırılan zıt kenarlardan gelen ışıklar saçak desenleri oluşturur. Her birinin içi dolu ve görünmeyen saçakları ayna ayrıklığı ile bulmak mümkündür; bu bize yıldızların çaplarını verir. Bu teknikten bir yay saniyesinin yüzde birinden biraz az, güneşinkinin yaklaşık sadece milyonda biri olan süperdev Betelgeuse ve Antares'in açısal çapları Michelson , J.A. Anderson ve F.G. Pease tarafından 80 yıl önce ölçülmüştür.

Elektromanyetik dalgaların girişim yapma özelliklerini kullanan bilim dalı olan interferometri gittikçe artarak gelişmiştir ve farklı aygıtlarda büyük bir gelişme sağlanmıştır; radyodan (en iyi bilinenidir) kızıl ötesi boyunca ve optik bölgeye kadar kullanılmaktadır. Bazı görsel interferometreler birleşmiş olan tek ışın demetlerini teleskop ile ayırmada kullanılırken diğerleri ışık sinyallerini karıştırarak teleskopun ana aynasının izole edilmiş çeşitli alanlarına düşürür. Bununla birlikte, modern optik (görsel) aletler bir yay saniyesinin binde birini yada daha iyi ölçümleri yapabilmektedir. Bu yetenek onlara ayda otomobil farlarını ayırt edebilme gücü verir.



Şekil 6. Mira, Hubble Uzay Teleskopu tarafından doğrudan görüntülenmiştir, disk şeklinde değildir. Yıldız yakın bir beyaz cüce yoldaşı tarafından etkilenmiş olabilir, fakat küresellikten sapmış olan görüntüsü kararsızlık ve büyük boyutundan dolayı AGB yıldızlarının doğal bir durumu da olabilir.

Bununla birlikte bu büyük yıldızların analizlerinde doğrudan gözlem mi veya girişim ölçer tarafından gözle mi diye büyük bir seçim problemi vardır. Güneş bize kesin bir şekilde iyi tanımlanmış kenar görüntüsü sunar. Hatta yarı saydam bir gaz içinde sıcaklık değişimlerinin bir sonucu olarak kararmış olsa bile güneş yarıçapını kolaylıkla ölçeriz. Fakat önemli bir sınıf olan M devleri güneşten çok daha az yoğun olmasından dolayı kenarları çok daha dağınık gözükmektedir ve kenar kararması çok daha şiddetlidir. Sonuç olarak, yıldızların yüzeyinin nerede bittiğinden tam olarak emin olamayız ve görebildiğimiz dış gazlardan ne kadar uzak olduğunun ölçülmesiyle yarıçapı tanımlamalıyız. Ayrıca gazların geçirgenliği gazların dalgaboyuna bağlıdır, bu nedenle yarıçapa bağlıdır. Hubble tarafından ölçülen Mira'nın açısal çapı, ultraviyole de 0.035 yay saniyesidir, fakat görsel bölgede 0.056 yay saniyesidir. Titanyum oksit'in soğurması yıldızın iç kısımlarını görmemizi engeller bu da yıldızı daha büyük görmemize neden olur. 420 ışık yılında, bu ölçümler 4.6 ve 7.2 AB lik ayrı ayrı çaplarına uymaktadır ,ikincisi daha önce belirlenenden oldukça büyüktür. Görünür tayfın ortasında Mira, Mars'ın yörüngesinin 2.3 katıdır ve eğer güneşin yerine yerleştirilmiş olsa Jüpiter yolunun üçte ikisine genişlerdi. Daha kötüsü, bu çok soğuk yıldızların çoğunun parlaklıkları değişkendir. Bu değişime hem sıcaklıktaki hem de çaptaki değişiklikler sebep olmaktadır. Sonuç olarak, farklı zamanlarda çap ölçümleri önemli faktörlerden dolayı Mira değişenlerinin girişimölçer görüntüleri , Mira ve R Cassiope dahil, ve ayrıca Mira'nın Hubble Uzay Teleskopundan alınmış görüntüsü , yıldızların bir tarafının diğer bir tarafından farklı olduğunu gösterir (%30 kadar daha büyüktür).

Bu gibi yıldızların sınırları nedir? Geniş bir alanda bilgi veren aletlerden Hubble bir girişimölçer olarak da hareket eder. Astronomlar Hubble ile R Leonis ve W Hydrae'nin açısal çaplarını sırasıyla 0,074 ve 0,084 yay saniyesi olarak belirlemişlerdir. Ayrı ayrı uzaklıkları da 325 ve 375 ışık yılıdır, bu açısal çaplar 3.7 ve 4.0 AB olan fiziksel yarıçaplar verir; sonuncusu Jüpiter'in yörüngesinin %80 boyutuna ulaşır. En uç nokta olarak, AGB yıldızlarının yüzey sıcaklıkları en soğuk kırmızı cücelerine doğru azalmaktadır. Mira'nın sıcaklığı sadece 2500K den daha küçük gibi görünür, S Pagasi'nin ortalama sıcaklığı bile bunun altında ölçülür (yaklaşık 2200K). Ayrıca R Leonis ve R Cassiope'nin sıcaklığı 2000K kadar olup en soğuk M cücelerine benzerdir. Bu yıldızların her biri için gerçek değerlerin tanımlanması zordur ve gerçekten hala en soğuk yıldızların alanında bulunmaktayız.

Sıcaklık ve tayf sınıfı arasındaki ilişki yıldızların farklı türleri için aynı değildir. Tayf sınıfı gazdaki iyonizasyonun dengelenmesi ile tanımlanır, ve düşük sıcaklıklar için atomların göreli sayısı moleküllerle bağıntılıdır. Moleküllerin bolluğu sıcaklığa, yoğunluğa, ve gazın geçirgenliğine bağlıdır. Eğer sıcaklığı arttırırsanız, moleküller çarpışarak tek tek atomlara dönerler. Fakat eğer yoğunluğu arttırırsanız, atomlar birbirlerine yakınlaşırlar ki bu tersine molekül oluşumunu arttırır. Devler cücelerden çok daha büyüktür ve bu yüzden çok daha düşük atmosfer yoğunluğuna sahiptirler, ki bu moleküllerin oluşumuna zıt bir harekettir. Aralarındaki muazzam farkların bir sonucu olarak, devler ve cücelerin sınıfları ile ilgili farklı sıcaklık ölçekleri vardır. Bundan başka, sınıfı olmayan L devleri de vardır. Bütün soğuk

devler titanyum oksit molekülü tarafından tanımlanan M sınıfıdır. L sınıfı en soğuk yıldızların sönük versiyonlarıyla yani cüceler ile sınırlıdır.

L cüceleri Hidrit bantları (CrH, FeH, ve CaH) ve H_2O tarafından görsel kızıl ötede karakterize edilir. TiO ve VO M cücelerinden daha sönüktür ve aslında orta L türlerinde düşük çözünürlük de tamamen yok olmaktadır. Hidrit bantları hatta geri L de kaybolmaya başlamaktadır. Alkali elementlerin (Na, K, Rb, Cs, ve bazen Li) temel düzeye geçişleri de güçlüdür. Kızıl ötedeki en çarpıcı özellikler orta ve geri L türlerinde yüzlerce Angstrom genişliğinde olan temel seviye Na I ve K I ikililerin kanatlarıdır. Yakın kızıl ötede, H_2O, FeH, CrH, ve CO bantları K I atomik çizgileri kadar ve en geri türlerde, H_2 ile çarpışmayla belirlenen soğurma göze belirgindir.

İlk L cücesi, GD 165B, Becklin & Zuckerman (1988) tarafından keşfedilmiştir, gerçi onun kızıl ötesinin benzersiz özelliklerinin ortaya çıkarıldığı beş yıl sonrasına kadar(Kirkpatrick et al. 1993) keşfedilmemişti. Delfosse et al. (1997) tarafından üç keşif ile başlayarak, daha birçok L cüceleri artık ortaya çıkarılmaktadır- bu yazının yazıldığı tarihte L cücelerinin sayı 100 ün üzerindedir.

L cücesi sınıflandırma sistemi Kirkpatrick et al. (1999a) tarafından oksit bantları, hidrit bantları ve alkali çizgileri kadar K I ikilisinin genişlemesinin şiddetinin ölçüldüğü tayf oranlarını kullanarak belirlenmiştir. Bu sınıflama 6300-10000 Å dalgaboyunun aralığında tanımlıdır ve yakında yakın kızılöteye genişlemiş olacaktır. Sınıflamalar su anda her biri için L0 dan L8 e kadar her alt tür yarı tamsayı ile tanımlanmıştır.

4.Karbon Yıldızları

Karbon yıldızları ve daha sıradan AGB devlerinin arasındaki fark karbondan oksijene kadar olan atomların sayılarının oranında yatar, ki bu C/O oranı olur. Karbon ve oksijen biri diğeri için büyük bir çekime sahiptir, ve eğer oksijenden daha az miktarda karbon varsa, orada metal oksitlerden artan yeterli oksijen olacaktır; onun soğurma gücü tayfları baskın hale getirir. Ama eğer orada oksijenden daha çok karbon varsa, oksijenlerin tümü karbon bileşiklerinin yapımında kullanılır ve artan karbon sadece kendisiyle bileşik oluşturur.

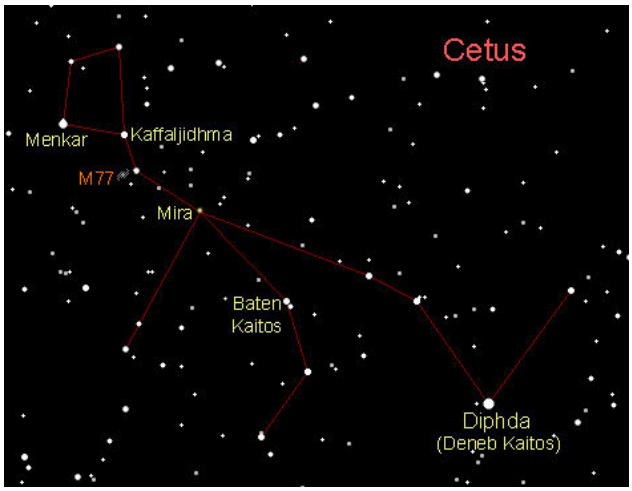
Kozmik ölçekte, oksijen karbondan iki katı kadar boldur ve M yıldızlarına karbon yıldızlarından çok daha fazla rastlanır. Ama karbon yıldızlarındaki C/O oranı 1'den daha büyük olmalıdır. Böylesine büyük bir değişim nasıl olur? Biz yüzeysel bir bakışla aslında onların kompozisyonlarındaki değişimi onların yaşları olarak görüyoruz. Dönüşüm AGB' de başlar ve sadece iki veya üç güneş kütlesindeki yıldızları etkiliyor gibi görünür. Helyum karbonun oluşturduğu çekirdek çevresindeki kabukta yanar. Yıldızın dış kısmında, enerji dışarıya konveksiyon ile taşınır: sıcak gaz alttan yükselir, enerjileri serbest kalır, soğur ve düşer. Olağandışı durumlar hala tam olarak anlaşılamamıştır (konveksiyon astrofiziğin en zor problemlerinden biridir); konveksiyon akımı yıldızın içinde yeterince derine inebilirse karbonca zengin bölgeden gelen diğer akımlarla karşılaşabilir, bu birleşme çevrimi elementi yüzeye taşır. Dünya üzerindeki karbonun büyük bir kısmı, senin ve benim yaptığımız mekanizmaların ürünleri olarak üretilmektedir.

Bu oluşum süreci oldukça yavaş ve kütleye bağlı olduğundan, ara durumları görmeyi bekleriz. M ve karbon yıldızları arasında S sınıfı vardır, biz şimdi biliyoruz ki bunların C/O oranı 1' e eşittir. S yıldızlarının sıcaklıkları M yıldızları ve karbon yıldızları kadar düşüktür, onlar tayflarındaki zirkonyum oksitlerden tanınırlar, ZrO M yıldızlarındaki TiO' in yerini alır. Birkaç tane S yıldızı vardır; bir çoğu ya M yada C ile karışıktır. M-S yıldızları varken M-C yıldızlarının olmaması ilginçtir. Birkaç tane S-C yıldızı vardır, fakat onlarda son derece nadirdir; sadece 15 kadirin altında yaklaşık bir düzinesi bilinmektedir. M-C yıldızlarının olmaması ve bir çok S-C yıldızının olmasının nedeni karbon ve oksijenin hemen hemen tamamen karbon monoksitte kullanılmış olmasıdır. Zirkonyum oksijen için titanyumdan daha büyük bir çekime sahiptir, bu yüzden oksijen miktarı karbona yaklaşık eşit olduğu zaman,

oksijenin küçük bir kısmı tercih olarak titanyumu terk ederek zirkonyum tarafından kullanılır. Örneğin eğer C>O ise, bu durumda TiO (ZrO) için kullanılabilir oksijen yoksa, böylece sonuç bir karbon yıldızıdır ve eğer C<O ise, CN ve C_2 için kullanılabilir karbon yoksa, böylece sonuç bir TiO ve ZrO nun moleküllerini içeren bir oksijen yıldızıdır. S-C ve M-S yıldızları $0.99 < C/O < 1.01$ nın arasında çok sınırlı bir orana sahipken, M ve S yıldızları yaklaşık 0.95 bir C/O oranına sahiptir ve C yıldızlarının oranı yaklaşık 2 dir.

5. Değişkenlik

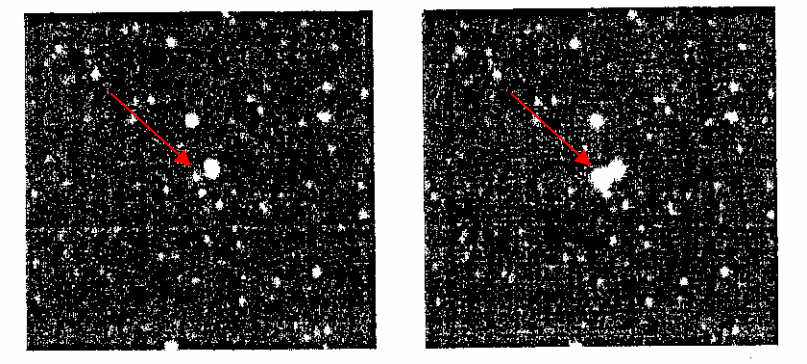
Kuzey sonbahar gecelerinin sonuna doğru, yaz gökyüzünün sıcaklığı kendisini belirli bir soğukluğa terk eder, nefis Cetus gökyüzündedir. Cetus'a uzun süre bakarsanız, Alpha Ceti'den (Menkar) ve Beta Ceti'den (Deneb Kaitos) başka belirgin üçüncü bir yıldız görebilirsin. Çoğu zaman o insan görüş seviyesinin altında ve sönük olduğundan görülemez, ama uygun zamanda, aşağı yukarı yılda bir kez, Mira, "mükemmel yıldız" ve AGB yıldızlarının numunesi, Alpha' nın önemine yaklaşabilir veya belki Beta' ya rakip olabilir. Asırlardır bizim tarafımızdan bilinen, yıldızlar tipik olarak onuncu kadirden ikinci kadire kadar değişirler, geri dönüş periyodu 335 gündür.



Şekil 9. Cetus Takım yıldızı ve Mira yıldızının konumu gösterilmektedir.

Soğuk M cüceleri için değişkenlik sıradandır, bu yüzden değişkenlik soğuk M, C ve S-türü AGB devleri için vardır. Muhteşem ilk örnek olduktan sonra bu tip yıldızlar ortak olarak "Mira değişenleri" olarak adlandırılırlar. Onlar yıldız evriminin çok geç evresinde olan kırmızı dev yıldızlardır (asimptotik dev kolda) ki onlar gezegenimsi bulutsular gibi dış zarflarını atacaklar ve birkaç milyon yıl içerisinde beyaz cüce olacaklardır. Mira değişenlerinden binlercesi bilinmektedir. Değişimin mekanizması, M cüceleri için olandan tamamen farklıdır, değişimleri yıldızların manyetik alanlarının aniden salınmasından kaynaklanır. Mira değişenleri dönmeyle yarıçaplarının, sıcaklıklarının ve tayf türlerinin sürekli değişimiyle karakterize edilirler. Mira değişenlerinin 2 güneş kütlesinden daha küçük olduklarına inanılır, fakat geniş, şişmiş zarfından dolayı Güneşten binlerce kaz daha parlak olabilir. Onların, yıldızın tümünün küresel simetriyle genişleyip ve büzüldüğü biçimde radyal modlarda zonkladıklarına inanılır. Bu da hem yarıçap hem de sıcaklıktaki değişimin bir sonucu olarak ışıtmasının değişimine neden olur. Zonklama dönemi yıldızın yarıçapı ve kütlesinin bir fonksiyonudur.

Zonklayanlara ilk tipik örnek Cepheid'lerdir. Cepheidler F ve G süperdevleridir ki HR diyagramında neredeyse dikey olan "kararsızlık kuşağında " bulunurlar. Değişimler iç etkiler tarafından üretilir, ki bu da yıldızların dikkat çekici bir düzenle genişlemesine ve büzülmesine neden olur. Zonklamalar katmanlardaki hidrojenin veya helyumun iyonizasyonu tarafından üretilir; bu ancak doğru derinlikte olur. Cepheid'ler zonkladıkça iç sıcaklık ve yoğunluk da değişir. İyonizasyonun bu etkisi enerji gerektirir ve sıcaklığın biraz da olsa değişmesi - bu iyonizasyonu etkiler - iyonizasyon katmanının bir vana gibi davranmasına neden olur. Bu nedenle ısı enerjisini soğurabilir yada salabilir. Bu vana ve zonklamanın bir diğeri üzerine geri beslemesi ile zonklaması evrim iç yapısını daha kararlı bir hale getirinceye kadar devam eder.



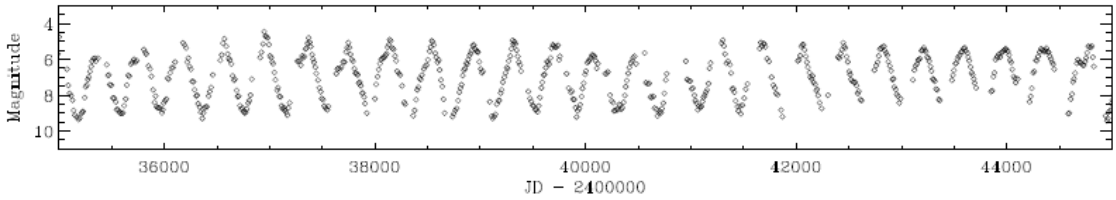
Şekil 10. Uzun dönemli (Mira) değişen yıldız TT Monocerotis'in yaklaşık 5 aylık dönemle 12 kadirden (solda) 8 kadire (sağda) değişimi gösterilmektedir.

Cepheidler bir periyot içerisinde tipik olarak 1 ya da 2 kadir kadar değişir ve periyotları da bir birkaç on gün kadardır. Onların önemi ünlü olmayı hakkeder; onların dönemleri, ışıtmaları veya salt parlaklıklarını bulabilmek için kullanılır. Sonuç olarak, Cepheid'ler mükemmel bir uzaklık belirtecidir. Biz sadece bir Cepheid'in döneminin uzunluğuna ihtiyaç duyarız; onun salt parlaklığını görünür parlaklığıyla karşılaştırırız bu durumda uzaklığı elde ederiz. (Tabi ki o kadar kolay bulunmadı. Yirminci yüzyılın çoğu ilişkinin kesin olarak kurulması ve ölçülmesi için kullanılmıştır.)

Soğuk Mira değişenleri de Cepheid'lerdeki aynı prensiplerde çalışır, ama onlar çok daha geniştirler. Bu da salınım için daha uzun zaman - genellikle bir yıl ya da daha fazla - gerektirir. Bilinen dönemleri 80 ile 1000 arasındadır hatta üstündedir. Sonuçta, Miralar alternatif olarak "uzun dönemli değişenler" veya kısaca LPV' ler olarak adlandırılırlar. Bununla birlikte onların büyük boyutları, onları Cepheidler'den çok daha az düzenli yapar. Onların dönemleri gün olarak çok değişkendir ve onların maksimum parlaklıkları birkaç kadir veya daha fazladır. HR diyagramının merkezi kısmının sağında oldukça uzaktaki kararsızlık kuşağında bulunurlar. LPV' ler kaba bir periyot - ışıtma bağıntısı sağladığından gerçek uzaklıklarını belirlemek için çok yeterli değildirler.

Miranın küçük bir alt kümesi zamanla döneminde bir değişme gösterir. Bu dönem birkaç on yıldan yüz yıla kadar zaman aralığında büyük miktarda artar veya azalır. Bunun ısısal zonklamadan kaynaklandığına inanılmaktadır, yıldızın merkezine yakın bir hidrojen kabuğu nükleer çekirdeksel birleşmeyi oluşturacak kadar yoğun ve sıcaktır. Bu yıldızın yapısını değiştirir, bunun sonucu olarak da dönemi değişir. Bu işlemin tüm Mira değişenlerinde olduğu tahmin edilir, fakat yıldızın (birkaç milyon yıldaki) asimptotik dev kol üzerindeki ömrü oldukça kısa süreli ısısal zonklamalar (birkaç milyon yıldaki) gösterir, bizim sadece bilinen binlerce Mira yıldızından birkaçını görebildiğimiz anlamına gelir. Buna rağmen, çoğu Mira değişenleri muhtemelen yıldız zarfındaki doğrusal olmayan davranış nedeniyle döneminde çevrimden çevrime önemsiz değişimler sergiler.

Bütün Miralar AGB yıldızlarıdır ama AGB yıldızlarının hepsi Mira değildir. Yıldızlar HR diyagramının dev koluna ikinci kez tırmanmaya başladıklarında (karbon-oksijen çekirdekleriyle), oldukça kararlı olurlar. Bu yıldızlar HR diyagramındaki yollarının en tepesine yaklaştıklarında ortalama maksimum parlaklıklara ve yarıçaplara ulaşırlar, sadece son AGB evriminde büyük zonklamalar başlar. AGB yıldızları M, C veya S sınıflarından olabildiğinden dolayı Mira da olabilir. M sınıfının en ünlüsü Mira tabi ki kendisi Mira ama diğerlerinin birkaçı çıplak gözle, R Hydrae ve R Aquarii gibi, görünür. Bir S-türü Miranın en iyi örneği Chi Cygni'dir (parlaklığı 406 günde 14'üncü kadirden 3'üncü kadire parlamaktadır); C-yıldızı Mira'nın en ünlüsü Orion'un aşağısında belirsiz Lepus takımyıldızındaki R Leporis olması mümkündür (parlaklığı 432 günde 5'inciden 10'uncuya sönmektedir) değişir.



Şekil 11. M türü Mira olan R Hydrae yaklaşık 346 günün üzerinde mükemmel olamayan düzenlilikte 5. ve 10. kadir arasında önemli bir değişim göstermektedir. [4]

Çıplak gözle görülen çok büyük değişimler yanıltıcı olur. Bu yıldızların hepsi öyle soğuktur ki ışınımlarının pek çoğunu kırmızıötede salarlar, bu nedenle gözle görülemezler. Onların daha sönük cüce kuzenleri gibi, Miralar aslında bizim kavradığımızdan iki ila dört kadir daha parlaktır. Salt görünür parlaklığı belki -4' e ulaşabilir ama bir parlaklık ölçeğine dayandırdığımızda toplam ışınım -7' ye ulaşabilir, bu da güneşten yüz binlerce kat daha parlak bir yıldıza karşılık gelir. Kırmızıötede, Mira sadece bir veya iki kadir değişir. Ama yıldız zonklamaları kadar, yüzey sıcaklıkları da değişir ve tayf sınıfı M5' ten M9' a gider. Yıldızlar soğurken, ışınım değişikliği kırmızıötede daha da fazladır, görünür ışığın miktarı birden azalır. Aynı derecede önemli olan, azalmış sıcaklığı henüz daha TiO moleküllerinin oluşumunu yükseltir, onların güçlü soğurma bantları görünür parlaklıklarını daha da çok azaltır.

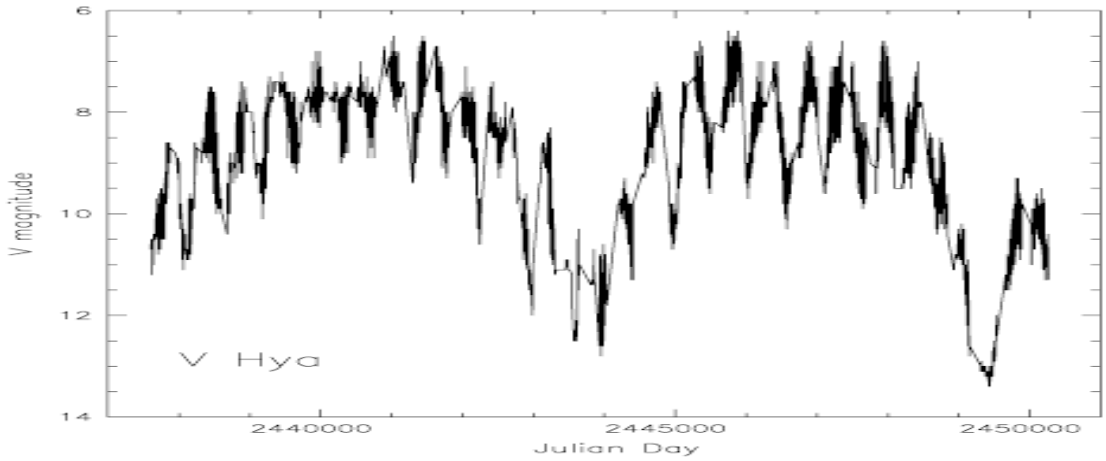
Bir Mira'nın sıcaklığı, onun yarıçap zonklaması ve yıldızın içindeki derinliğin artmasıyla birlikte değişir. Yıldız gazlarının geçirgenliği dalgaboyuyla değiştiğinden (bu yüzden çeşitli dalgaboylarında, biz çeşitli sıcaklık seviyeleri görürüz), görünür ve kırmızıöte maksimumları aynı zamanda aynı yerde değildir, görünür maksimum iki ay kadar önce gelir. Aslında bu yıldızların ne gibi göründüğünü hayal etmek çok zordur. Madem ki küresel olmadıklarını biliyoruz, o zaman onların salınımları da muhtemelen simetrik değildir. Suyla doldurulmuş bir balonun havada sallanması gibi küçük bir kütlenin salınımı hayal edilebilir.

Değişenlerin diğer çeşitleri, "yarı-düzenli (SR)" ve "düzensizler (L)" soğuk yıldızlar alanında yer alan diğer değişenlerdir. Yarı düzenliler SRa, SRb ve SRc olarak alt sınıflara ayrılırlar. SRa ve SRb yıldızları devlere karşılık gelirken son kategori değişen süperdevlere karşılık gelir ve biz onlara sonra göz atacağız. SRa yıldızları (S Aquilae, R Ursae Minoris ve V Hydrae, son bir karbon yıldızı) Miralar' a benzerler ama SRa yıldızları 2.5 kadirden daha küçük görsel ışık genliklerine sahiptirler ve dönemlerinde düzensizlikler sergilerler. SRb tipleri (4' üncü kadirden R Lyrae, W Orionis, R Crateris ve U Hydrae) daha iyi tanımlı dönemlere sahiptir ki onlar azdır. SRa ve SRb sınıfındaki değişenler, M, S ve C tayf türünden yıldızlar içerirler. Ancak karbonca zengin yarı-düzenlilerin kesri, karbon Miralarının kesrinden çok daha yüksektir. Bu durum, büyük ölçüde, atmosferik moleküler soğurmanın evre ile değiştiği yolun sonucudur. Soğuk, oksijence zengin yıldızların tayfında baskın olan TiO soğurması, düşük sıcaklıklarda yani minimum ışıkta çok şiddetli olmakta böylece değişkenliğin genliğinin artmasına ve bu yıldızların, Miralar gibi yüksek genliklere ulaşmasına neden olmaktadır. Karbonca zengin moleküller, düşük genlikli SR kategorisine giren C-yıldızlarında gözlenilen aşırı değişimleri göstermezler. SRa ve SRb değişenleri salma çizgisi gösterebilir ya da göstermeyebilirler; salma çizgileri gösterenler Miralara benzeyenlerdir.

Evrim açısından, SRa ve SRb'ler, Miralara göre çok daha heterojendirler ve açıkça belli bir kütle aralığına düşen yıldızlar içerirler. Küresel kümeler, dev yada asimptotik dev kolunda bulunan ve Miralara göre daima daha düşük ışınımlı olan, çok sayıda böylesi yıldız içerirler. Yerel SRa ve SRb değişenlerinin kinematik incelemeleri, istatistiksel olarak onların, küresel kümelerden daha genç olduklarına işaret etmektedir. SRc yıldızlarının atalarının genellikle 8 den daha büyük kütleli oldukları düşünülmektedir. Yaklaşık bir dönem-ışıtma

bağıntısı gösterirler.

Düzensizler, devler için Lb ve süperdevler için Lc olarak iki alt sınıfa ayrılırlar, baştanbaşa dönemleri görülemez, biz sadece kararsız hareketleri görürüz. Değişken oldukları belirtilen fakat yeterince incelenmemiş olan yıldızlar bu sınıfa dahil edilirler.



Şekil 12. Yarı-düzenli karbon yıldızı değişen V Hydrae'nın AAVSO arşivlerinden alınmış Ekim 1961 ile Temmuz 1996 arasındaki V bandı ışık eğrisi. [3]

Düzensizler, yarı-düzenliler ve Miralar arasındaki evrimsel ilişki tamamen açık değildir. Değişik tayf sınıflarında yoğunlaşan değişik tipler şöyledir: karbonca zengin Miralar soğuk kategorilere doğru yoğunlaşırken, oksijence zengin Miralar bütün M sınıflarına yayılır; SR ve düzensiz değişenler karbon yıldızlarına, ve oksijence zengin yıldızların içinde olduğu M6 ve M7 sınıflarına doğru kuvvetlice yoğunlaşırlar. SR değişenleri, yine de, daha küçük ışık değişimleri ve daha kısa dönemleriyle esasen Miralar olarak görünebilirler. Düzensizler Miralar olmaya çalışabilir ama bunu yapamazlar. Bir Mira bir keman teline benzetilebilir. O temel bir ses frekansına veya tona sahiptir ve o alçalıp yükselebilir, ama aynı zamanda daha yüksek frekansta veya tonda salınım yapar, ki bu onun eşsiz ses karakterini verir. Bazı Miralar, özellikle uzun dönemli olanlar, normal temel frekanslarında titreşirler. Diğerleri birinci üst tonda zonkluyor gibi görünürler. (Bu konu değişen yıldız astronomlarının bir toplantısında iyi bir tartışma yaratabilir.) Düzensiz devler, sadece AGB' ye doğru giden bir başlangıç olabilir, aynı zamanda birkaç yüksek tonda salınım yapabilirler.

6. Kütle Kaybı

Mira "atmosferi" (tayfında ortaya çıkan gazlı yüzeyleri) oldukça büyük şiddette görünümler sergiler. Bu yıldızlar hidrojenin soğurma çizgileri verebilmesi için çok soğukturlar, bunun yerine biz parlak-hidrojenin salma çizgilerini de gözleriz. Böylesi çizgiler çoğunlukla yüksek enerji ışınımla oluştururlar bu da atomun elektronlarını üst düzeye çıkarır, bunu takiben atomun elektronları geri düştüğünde enerjilerini kaybeder ve foton salarlar. Fakat Miranın ışık enerjisi çok düşüktür, bu nedenle salmalar başka bir yolla uyartılmalıdırlar.

Bunun yerine salmalar görünüşe göre titreşimler boyunca ortaya çıkarılan hareketli şok dalgalarının dışarıya doğru hareketinden kaynaklanırlar. Madde hareketi ses hızından daha hızlı olduğu zaman şok dalgaları oluşur. En iyi benzerlik sesten hızlı uçan bir uçağın çıkardığı sesin patlamalarıdır ki bu hava moleküllerinin istenilenden daha büyük harekette hızla itilmesinden kaynaklanır. Sonuç, beklenmedik basınç duvarının kaynaktan genişlemesidir. Salmalardan ötürü, e harfi tayf sınıfına ilave edilir.

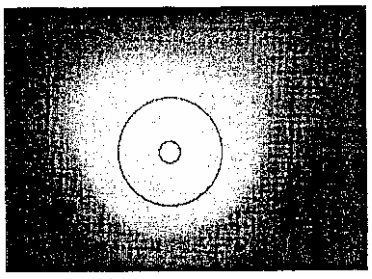
Soğumuş beyaz cüceler hariç (ve kara delikler, eğer bunları "yıldız" olarak adlandırmaya cesaret edersek), bütün yıldızlar rüzgarlar yoluyla kütle kaybederler (sıcak beyaz cüceler ve nötron yıldızları bile). En azından manyetik kuvvetle harekete geçen bir

kısmı olan güneş rüzgarı, her yıl güneşten 10 trilyonda biri kadar bir madde atılmasına neden olur: rüzgarlar atmosfere çarptığında yer küresindeki kuzey kutup ışınımlarını yaratırlar, fakat güneşi çok fazla etkilemeye yetersizdirler. Buna rağmen devler, güneşten çok daha yüksek ışıma güçlerine çok daha küçük yüzey çekimlerine sahiptir ve kütle kaybının hızı çok yüksek düzeylere yükselir, gelişmiş değişen olan AGB'lerde maksimuma ulaşırlar bu yıldızlar güneş sisteminin içinden daha büyük olabilir.

İlk kütleleri 8 güneş kütlesinden küçük tüm yıldızlar hayatlarını Asimptotik Dev Kolu'nda sona erdirirler. Bir AGB yıldızı çok genişlemiş konvektif atmosferle çevrelenmiş yozlaşmış C/O çekirdeği içerir, kütlesini yayılma hızları 5-30 km/s ve akıntı hızları 10^{-8} den 10^{-4} M_{Θ}/yıl olan yoğun madde atımı yolu ile kaybeder. AGB yıldızlarındaki kütle-kayıp mekanizması iyi anlaşılmamıştır. Toz oluşumu ve yavaş zonklamaların ilişkili olduğuna inanılır, bu dışarı atılma ışınım basıncı yoluyla olur. Fiziksel mekanizmanın işleyişini kavrayabilmemiz açısından bu yöntem önemlidir, çünkü kütle kaybı AGB evriminde baskındır ve ayrıca AGB yıldızları ISM (yıldızlararası madde) ile toz ve gazın geri dönüşüm yoluyla galaksinin kimyasal evriminde önemli bir rol oynar.

Başından beri kütle kaybetmekte olan bu yıldızlar, şimdi atmosferik şok dalgalarının şiddetli saldırılarının altında buharlaşmaya başlar. Yukarı doğru atılan maddenin bir kısmı görebileceğiniz herhangi şeyden çok daha küçük ince toz taneleri şeklinde yoğunlaşır. Aşırı derecede parlak yıldızdan basınçla toz dışarıya itilir. Kuyruklu yıldızın kuyruğunda aynı etkiyi görürüz; güneş ışığının etkisiyle geriye püsküren kuyruklu yıldızın kolay kırılan çekirdeğinden tozun serbest bırakıldığını görebiliriz. Toz dışarıya doğru hareket ettikçe beraberinde gazı da sürükler ve tüm sistem kirli gazın güçlü bir şekilde genişleyen küresi olarak akar. Mira yılda yaklaşık 10^{-7} güneş kütlesi hızda kütle kaybeder, daha büyük kütle durumunda hızlar yüzlerce kat daha büyüktür. Bu sayı küçük gibi görünse de, yıldızların bu durumu on binlerce yıldır sürdürdüğüne dikkat ediniz. Rüzgar akıntıları ara sıra güçlendirilebileceği gibi birden helyumca zengin iç kabukta aniden patlayabilir bu da yıldıza doğru bir enerji atılımı gönderir. Tüm dev evrimi boyunca güneş yaklaşık yarı kütlesini uzaya atacak ve kızgın iç çekirdekte bir gün yoğun sıkıştırılmış bir beyaz cüce gibi görülebilecektir. Çok büyük kütleli yıldızlar başlangıç maddesinin %80'nini veya daha çoğunu kaybedebilirler.

Dışarı doğru madde aktıkça, kütleli bir Mira kendi yaptığı kozanın içinde kendi etrafını çevirebilir. Onun toz parçacıkları yıldız ışığını o kadar çok soğurur ki genişleyen bulut yıldız içinin görülmesini tayfın en azında optik bölgesinde engeller. Fakat soğurulan yıldız ışınımı toz taneciklerini birkaç 100 Kelvin dereceye kadar ısıtır ve kızıl ötede parlak bir şekilde ışık yayar, bu da esrarengiz yıldızın gökyüzündeki konumunu belirtir.



Şekil 13. Karbon yıldızı IRC+10216 onun kendi malzemesi olan bir toz kabuk tarafından sarılıdır. Daireler toz kabuğun iç kenarını ve yıldızın pozisyonunu göstermektedir. (S. Ridgeway ve J. Christou, AURA/NOAO/NSF.)

Kızılötesi uydu rasathanesi olan IRAS 1982'de yerin etrafında bir yörüngeye oturtulmuş olup böylesi yıldızların büyük bir kısmını bulmuştur. Onlar daha gelişmiş uydu sistemleri yardımıyla daha detaylı bir şekilde incelenebilir. Yalnız yıldızların doğası dışarı akan tozlu zarfların tayfsal belirtileriyle ortaya çıkarılır. Kızılötede bir M tipi oksijence zengin Miranın karakteristiklerini ve oksijen ve silisyum tozlarından geniş salmaları, veya silisyum karbürden gelen ışınımı görebiliriz. Bu da bir karbon yıldızının onun içinde yandığını bize göstermektedir. Tozlu zarfların genişleme koşulları moleküllerin oluşumunu tercih eder ki

bunların salmaları da radyo tayfında belirlenebilir. M yıldız rüzgarları silisyum monoksit tayf çizgileri ve çoğu zaman kuvvetli hidroksilin güçlü salma çizgileri salar. Son derece gelişmiş kızılötesi parlak Miralar buna göre "OH/IR yıldızları" olarak adlandırılır. Burada OH gösterimi bu yıldızların, OH radikalinin 1612 MHz (18.6 cm) mikrodalga ışınımının gözlenmesiyle bulunmuş olmasından ileri gelir. O halde bu yıldızlar moleküler radyo kaynaklarıdır. Işınım yeğinliği bu yıldızların zarflarında özel bir pompalama kurgusunun çalıştığını gösterir. Buna maser etkisi diyoruz. OH çizgileri yıldızdan 500 AU uzaklıkta yıldız örtüsünün dış kısımlarından doğal maserler olarak salınırlar. Maser, bilinen laserin mikro dalga bölgesindeki şeklidir ki, bu da güçlendirilmiş ışınım salması ile ışığın güçlendirilmesi için bir kısaltmadır (LASER). Bir foton sadece düşük bir yörüngeden bir üst yörüngeye elektron uyartmak için gerekli enerjiye sahip olabilir, bu süre içinde de foton soğurulmuş olur. Buna rağmen, tam tersi olarak, foton üst yörüngedeki elektronu daha düşük yörüngeye düşürmeye zorlayabilir. Asıl foton etkilenmez ve enerji kaybeden elektronla yaratılan bir foton işin içine girer. Bu iki foton aşağı yukarı doğru titreşen "dalgalar" ile ve aynı doğrultuda titreşirler. Bu zorlama böylece yükseltici bir etkiye sahiptir ve bütün zorlamaların toplamı güçlü, dar bir ışınım demeti yaratır.

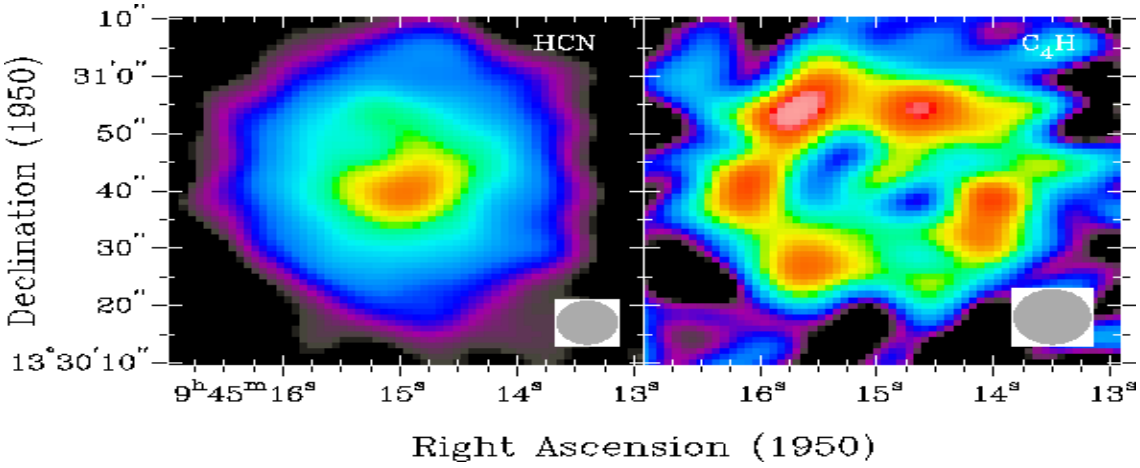
Fiziksel sistemler en düşük enerjilerini bulmaya çalışırlar. Normal bir gazın içinde daima üst bir yörüngeye göre çok daha düşük bir yörüngede daha çok sayıda elektron bulunur, böylece bütün atomlar sistem içinde net bir güçlendirme asla yoktur, salmalar ve soğurmalar (hem kendiliğinden hem de zorla) birbirlerini dengelerler. Buna rağmen, eğer yörünge bolluklarını tam tersine çevirebilir ve yukarıya daha çok elektron koyabilirsek, zorlanmış salmalar baskın olabilir, laser veya maser demeti üretebilir. Problem elektronları uygun düzeye yükseltmek amacıyla enerjiyle gazı "pompalamaktır". Bir Mirada bu pompalama yıldızın kendi kızılötesi ışığı tarafından yapılmaktadır ki, biz yıldızınkiyle aynı dönemli değişen radyo dalgalarını gerçekten görebiliriz.

OH tarafından salınan salma çizgileri iki misline çıkar. Böyle bir fiziki olay, astronomide oldukça yaygındır, bu da isteyerek kabuktan salmalardan kaynaklanmış olarak açıklanır. Kabuğun uzak tarafı bizden uzaklaşacak yönde genişler(yıldız için görelidir), ve yakın tarafı bize doğru genişler (Aynı şey kabuğun büzülmesiyle ortaya çıkabilir, fakat bunun yıldızların doğasını belirlemede küçük bir etkisi vardır). Yarılmanın derecesinden on veya yirmi kilometre saniyelik genişleme hızını bulabiliriz. Bizim gördüğümüz rüzgar oldukça yavaş eser (rüzgarı saniyede binlerce kilometreye ulaşabilen patlamaların genişleme hızlarıyla karşılaştırılırsa).

OH maseri yıldızlardan pompaladığından, OH değişimleri yıldız değişimlerine uymalıdır. Fakat onlar ışığın yıldızdan moleküler kabuğa geçmesi için gerekli zaman kadar gecikmiş olmalıdır ve sonra (uzun dalgaboyları şeklinde) bize doğru gelmelidir ve uzak taraftakinden gelen ışınımlar ön tarafındakinden gelenden daha fazla süre alır. Gerçekte gözlediğimiz şudur; üst üste binen bu iki çizgi ışığın kabuğu geçmesi için gerekli zaman ile eş zamanlı değildir. Bütün yapmamız gereken kabuğun çapını bulmak için bir tepenin diğerlerine benzeyen maksimumları ile ışık hızının farkı arasındaki zamanı ölçmektir ki, bu da tipik olarak aşağı yukarı 10.000 astronomik birim veya 10 ya da daha çok ışık yılı civarındadır. Saniyede 10 kilometrelerde rüzgar bu boyuta ulaşabilmek için binlerce yıldır esmek zorundadır, bu da yıldızın bu durumda ne kadar uzun süredir bulunduğunu bize verir. Yılda 10^{-4} güneş kütlesi kayıp hızıyla birkaç 10 güneş kütlesi, kabuğun tozlu sınırları içinde bağlanmalıdır. Sonunda kabuklar o kadar geniştir ki onların açısal çapını ölçebiliriz (birkaç 1000 ışık yılı mesafede birkaç açı saniyesi). Onların fiziksel çaplarıyla birleştirilmesi uzaklıklarını verir. Bu yıldızlar gerçek bir bilgi hazinesidir.

Maser salınımı basit OH ile durmaz. Bunun çok yakınında belki yıldızdan 100 AB' den, diğer atomlarla çarpışmalarla pompalanan su maserlerini bulabiliriz, ve daha yakınında, neredeyse genişlemiş yıldız atmosferinin içinde, silisyum monoksitten maser ışınlarını

görebiliriz. Karbon yıldızı Miranın etrafındaki tozlu kabuklar bazı bakımlardan çok büyüleyicidir. Buraya kadar, küçük molekül maser salınımlarını gördük. Hidrojen siyanit ve silisyum sülfattan gelen ışınımları da içerir. En önemlisi, karbonun karmaşık moleküler şeklinde harekete sahip olmasıdır. IRC+10216 katalog adıyla bilinen bir cisimde 20 farklı çeşidini gözleriz, bunlar metil siyanit (CH_3CN), (HC_7N) ve etilen(C_2H_4) gibi organik maddeleri içerir. Böylesi gözlemler moleküllerin herhangi bir yerde oluşması eğilimini o şansı elde ettiklerinde moleküllerin hareketi eğilimini gösterir, ve bizim dünyamızın şekillendiği kirli madde dışındaki bulutlar da dahil gerçek yıldızlar arası uzayın içindeki tozlu gazın kimyasal yapısının aydınlanmasına yardımcı olur.



Şekil 14. IRC+10216 karbon yıldızının etrafında fırlatılmış kabuktaki farklı bölgelerdeki farklı moleküller görülmektedir, her biri farklı durumlara ve yıldız ışığı tarafından aydınlatmanın derecesine bağlıdır. Yıldızın etrafındaki zarflardaki moleküler bolluk dağılımlarının çalışılması için yüksek çözünürlüklü molekül çizgi görüntülerinden faydalanılmış resimde, IRC+10216' daki C_4H (sağ panel) ve HCN (sol panel) den elde edilmiş kabuğun yüzeyden yayılımı gösterilmektedir.

Hem karbon yıldızı Miralar, hem de OH/IR Miraları Galaksinin evriminde büyük öneme sahiptirler. Dışarıya doğru giden madde yıldızlararası madde olarak adlandırılan ve yıldızlar arasında ince bir şekilde dağıtılmış olan çoğu H ve He'dan ve karbon ve diğer ağır elementlerin tuzlarını da içeren önemli miktarda madde ekler. Bu işlemin bir sonucu olarak, patlayan yıldızlardan atılan madde ile birleştirildiğinde (bunlar çoğu element için çok önemli) yıldızlararası ortam giderek daha zengin hale ve yaşlı yıldızın içindeki ağır element bolluğunun genç yıldızdan daha az olduğu iyi bilinen gerçeğini açıklar. Yer üzerindeki karbonun pek çoğu bizim ürettiğimiz de dahil çok uzun süre önce dev yıldızlarda üretilmiş ve güneşin oluştuğu bulutlar içerisine atılmıştır.

Belki en önemlisi, AGB yıldızları, çoğu yıldızlararası tozdan, karbon yıldızlarından atılan karbon tozlarından (grafit benzerleri), oksijence zengin Miralardan atılan silikatlardan sorumludur. Buz ve metal atomların toplaşmasıyla biriken ince tanecikler Samanyolu'nun büyük karanlık bulutlarının oluşmasına yardım eder, bu da açık bir karanlık gecede çıplak gözle görülebilen şaşırtıcı yapıyı verir. Bulut örtüsünün içindeki toz, bulutun içindeki yıldız ışığının etkisiyle ısınır ve onlar mutlak sıfır civarında soğuk olarak büyür. Bu düşük sıcaklıklar bulutların yoğun kısımlarının oluşmasını ve onların çekimleri altında çökmesine izin verir. Büzülme, çöken kabarcıkların içini ısıtır. Yeteri kadar sıcaklığa gelince, Hidrojen "yanar", proton–proton zinciri helyum oluşturmak üzere başlar. Bu yeni enerji büzülmeyi durdurur ve bir yıldız oluşur.

Dönme, bir disk içindeki yıldızın dış tarafındaki tozlu gazı döndürebilir. Bazı ilkel toz tanecikleri toplanıp ve büyüyerek, önce kuyruklu yıldızlara, sonra göktaşı gibi cisimlere, daha sonra gezegenlere dönüşür. Yer gibi bazı gezegenler yıldızların içlerinde üretilen ağır

atomlardan yapılmışlardır. Bu nedenle yıldızları yeni üretimlere yardım etmek üzere kütlelerini tekrar uzaya atan engin makineler olarak düşünebiliriz. Bu işlemlerin çoğu en soğuk yıldızlarda büyük Mira değişenlerinde yer almaktadır.

Yıldızların etrafında yörüngelerinde dolanan gezegenlere ne olduğunu düşünebiliriz. Birçok astronom çoğu yıldızın gezegen sistemlerine sahip olduğuna ve onların oluşumunun yıldız oluşumunun doğal bir sonucu olduğuna inanmaktadırlar. Bir anakol yıldızı evrimleştikçe ve daha parlak hale geldikçe etrafını kuşatan birkaç gezegenin daha sıcak olması kaçınılmazdır. Dev geliştikçe ve sonra AGB yıldızı olduğunda onun iç gezegenlerine ulaşır, gezegenler erir ve buharlaşır, genişleyen zarfın içine silikatlar ve karbon gibi ağır elementler eklenir.

Güneş Sistemimizde, Güneş genişlediğinde Merkür, Venüs ve Yer'in yörüngelerini dolduracağı kaçınılmazdır. Buna rağmen, gelecekte dev Güneş kütle kaybedecek, Venüs ve Yer gezegenleri kendilerini korusalar da uzağa hareketlerine neden olacak, sıcaklık yaşam için izin verilenden çok daha fazla olacaktır. Bu işlem boyunca, Yer'in ısıtılmasıyla bugünkü Venüs gibi 470 ^{o}C de, karbondioksitli sera atmosferi haline gelebilir. Daha pozitif bakışla Mars'taki yer altı suları eriyebilir, Mars'a geçici kalın bir atmosfer vermeye yardım edebilir ve bu da onu Yer gibi yaşanabilir bir hale getirebilir.

Bu büyük ısı aynı zamanda dış gezegenlerde büyük değişimlere neden olacaktır. Ayrıca kuyruklu yıldızların içindeki bulutların erimesine neden olacaktır, bu da Neptün yörüngesinin biraz dışına uzanır. Bunlar ilkel küçük cisimler olup bir gezegen olabilirler, fakat bir tane yapmak için yeteri kadar madde kalmayacaktır. Kuyruklu yıldızlar toz ve buzdan oluştuğundan (yıldızlararası uzayda biriken), devlerin güçlü rüzgarları için hem katı maddeye, hem de su buharına katkıda bulunurlar. Güneş kütlesini ve çekimini kaybettikçe dış kuyruklu yıldız bulutundaki çok sayıda kuyruklu yıldız en yakın yıldıza doğru genişleyecektir, uzayda kaybolacaklar ve sonsuza kadar yıldızlararası uzayda başı boş dolaşacaklardır.

Henüz bütün yakıp yıkmalara neden onlar olabilir, genelde dev yıldızların temsilcisi olan en soğuk yıldızlar bizim için son derece önemlidir. Onlar ağır elementsiz ve tozsuz olan Güneş, Yer ve diğerlerinin oluşumuna yardım ederler.

Kaynaklar:

[1] Kaler, J. B. , Extreme Stars, 2001 , Cambridge University Press
[2] Sterken C. ve Jaschek C., Değişen Yıldızların Işık Eğrileri, çevirisi; Prof. Dr. Cengiz Sezer ve Doç. Dr. Ömer Lütfi Değirmenci
[3] Knapp G. R. et. al. 1996, A&A.351...97K
[4] Zijlstra, A. A. et. al. 2002, MNRAS.334..498Z

AVRUPA BİRLİĞİ GENÇLİK PROGRAMLARI VE ASTRONOMİ

Halit MİRAHMETOĞLU[1]

Özet

Avrupa Birliği Gençlik programları altındaki Leonardo , Sokrates ve Youth programları farklı konularda kültürel entegrasyon başta olmak üzere Avrupa'daki gençlerin ve gençlik çalışanlarının mobilitesini arttırmayı, paylaşım ve ortak çalışmalar yapmalarının önünü açmayı hedeflemektedir. Yabancı ortaklar ile geliştirilecek projeler astronomi öğrencileri'nin Avrupa'daki diğer eğitim kurumları ve sivil toplum kuruluşları ile bilimsel çalışmalar yapmalarına lisans düzeyinden başlayarak olanak sağlamaktadır. T.C. Başbakanlık DPT Avrupa Birliği Eğitim ve Gençlik Programları Merkezi Başkanlığı tarafından "Güneş Tutulması'nın Gençlik Bilim Eğitiminde Bir Araç Olarak Kullanılması" Eylem3 Gençlik Girişimleri Projesi ve "Tutulma Avcıları" Eylem1 Gençlik Değişimi Projesi onaylanarak Avrupa Topluluğu finansmanına uygun görülmüş, projeler Güneş tutulması öncesinde ve sırasında İzmir , Ankara, İstanbul ve Kayseri'den projeye dahil olan gençler tarafından yürütülmüştür. Bu çalışma ile söz konusu projelerin çıktıları değerlendirilmekte ve ileriye dönük olarak bu programlardan nasıl yararlanılacağı konusunda bilgi verilmektedir.

[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir*
Tel. 0232 388 40 00 / 2232, e-posta: halit@uzaybilim.com

YER'İN DÖNME SÜRESİNİ ETKİLEYEN NEDENLER

Bora SEYREK[1], İ.Berkin YETKİN[1], Ali AÇIKGÖZ[1] , Yahya YILDIRIM[1]

Özet

Yer'in kendi ekseni etrafındaki dönüşünde meydana gelen tedirginlik Edmund Halley'in yaptığı çalışmalar sonucunda ortaya çıkmıştır. Karşılaştığı en büyük sorun ise geçmiş çağlardaki tutulma ve gözlem kayıtlarının kendi yaptığı gözlemlerden türetilen kayıtlarla uyuşmamasıydı. Ya, Ay yörüngesi üzerinde hızlanıyor, ya da Yer'in dönme hızı yavaşlıyordu. Halley'in karşılaştığı bu problemin üzerinden 300 yıl geçmesine karşın bunun nedeni tam olarak anlaşılabilmiş değildir. Yer'in dolanma süresinde meydana gelen bu değişim, astronomlar tarafından delta-T (ΔT) olarak adlandırılmaktadır. ΔT için doğru ve güvenilir değerler Sir Isaac Newton'un teleskopla yaptığı gözlemlerden sonra elde edilmeye başlandı. Tarihi gözlem kayıtlarını inceleyen Stephenson ve Morrison, M.Ö 700-M.S 1600 yıllarına ait ΔT değerlerinin hesaplanabildiği bir bağıntı geliştirdiler. Bununla birlikte tarihi tutulum ve gözlem kayıtları da kullanılarak M.Ö.2000 yılına kadarki ΔT hesaplanabilmektedir. Bu çalışmada, nedeni tam olarak bilinmeyen ΔT değişimlerine neden olabilecek parametreler saptanmış ve bu parametrelerden Yer'in sismik hareketlerine ilişkin veri ile ΔT verileri karşılaştırılıp, aralarındaki ilişki belirlenmeye çalışılmıştır.

Abstract

Edmund Halley played a pivotal role in the prediction of Earth's motion, but he encountered a problem. The eclipse and observation values he predicted were shifted with respect to the historical values. Either the Moon was accelerating in its orbit or Earth's rotation rate was slowing down. Although 300 years had passed, its reason is still incomprehensible. Astronomers use the quantity delta-T (ΔT) to describe this time difference. Good values of delta-T only exist sometime after observation with the telescope by Sir Isaac Newton. Stephenson and Morrison developed a formula in which ΔT values obtained between 700 BCE and 1600 CE can be calculated. If one uses all the available eclipse and observation values, this formula can be used to work out all the ΔT values going as far back as 2000 BCE. There are a number of parameters which are believed affecting the variations in ΔT. On the other hand, there is a pile of data on the seismic motions of the Earth. In this study, we compared the seismic data with the parameters causing ΔT variation.

1. Giriş

1.1 Delta-T

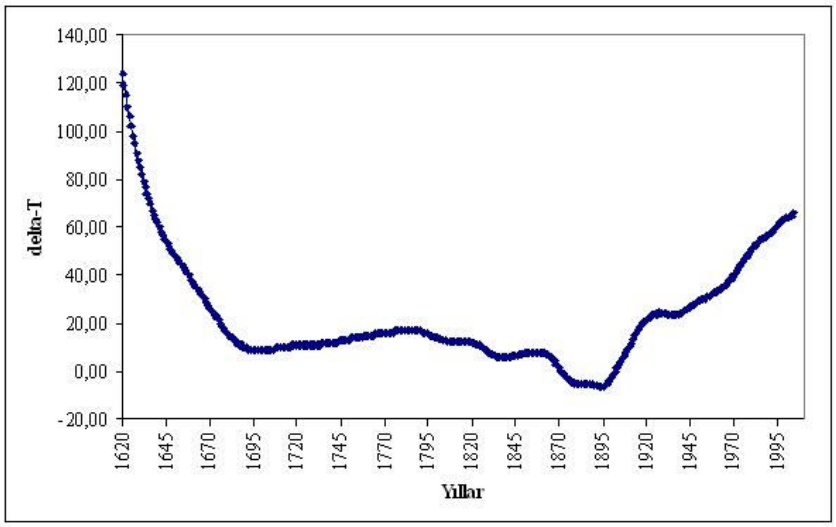
Yer'in kendi ekseni etrafındaki dönüşünde meydana gelen tedirginlik, Sir Isaac Newton'un 1678 yılında yayınladığı yerçekimi teorisini konu alan Principia adlı kitabından

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir*
boraseyrek@mail.ege.edu.tr, berkinyetkin@mail.ege.edu.tr, aliserhatacikgoz@yahoo.com, yyildirim@mail.ege.edu.tr

sonra, Edmund Halley'in astronomi üzerine yaptığı çalışmalar sonucunda ortaya çıkmıştır. Halley, daha sonra kendi adını da alacak olan kuyrukluyıldız, Saros çevrimi ve daha bir çok konuda çalışma yapmıştı. Fakat karşılaştığı en büyük sorun, geçmiş çağlara ait tutulma kayıtlarının kendi yaptığı gözlemlere uyuşmamasıydı. Ya, Ay yörüngesi üzerinde hızlanıyor, ya da Yer'in dönme hızı yavaşlıyordu. Halley'in karşılaştığı bu problemin üzerinden 300 yıl geçmiş olmasına karşın bunun nedeni tam olarak anlaşılabilmiş değildir. Yer'in dolanma süresinde meydana gelen bu değişim, günümüzde astronomlar tarafından delta-T (ΔT) olarak adlandırılmaktadır.[2]

Delta-T için doğru ve güvenilir değerler 1610 yılında Sir Isaac Newton'un teleskop ile yaptığı gözlemlerden sonra elde edilmeye başladı. Günümüzde "delta T = TAI–UT1 + 32.184 sec = (TAI–UTC) – (UT1–UTC) + 32.184 sec" [1] bağıntısı ile hesaplanan delta-T değişimi, tarihi gözlem kayıtlarını inceleyen Stephenson ve Morrison tarafından da 1984 yılında geliştirilen yeni bir bağıntı ile M.Ö. 700-M.S. 1600 yılları arasındaki değişim hesaplanabilir hale geldi. Ayrıca yine tarihi tutulum ve gözlem kayıtları kullanılarak M.Ö. 2000 senesine kadar ki delta-T hesabı yapılabilir duruma geldi. Fakat daha önceki zamanlar için bu formül ve kayıtlara güvenilmesi anlamlı değildir. [2]

Bugün bir çok nedenden dolayı delta-T'nin önceden hesaplanmasının mümkün olmadığı bilinmektedir. Gel-git olayları, Ay-Yer uzaklığının değişimi, atmosferik hareketler, Yer'in sismik hareketleri delta-T'nin oluşturan parametrelerden bazılarıdır

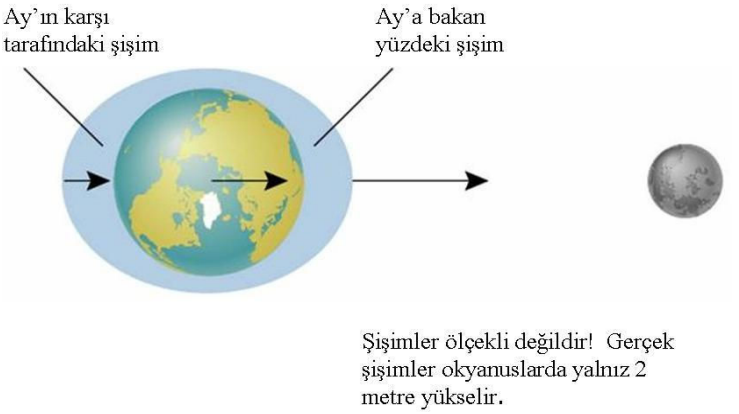


Şekil 2.1a : delta-T'nin yıllara göre değişimi [1]

2. Delta-T Değişimine Neden Olan Parametreler

2.1 Gel-Git Olayları

Gel-gitler okyanuslardaki deniz seviyesinin, normalinden aşağıda veya yukarıda olmasıdır. Bu olay Ay'ın ve Ay'dan daha da az oranda olmak üzere Güneş'in çekim kuvvetinden kaynaklanmaktadır. Ay'ın etkilemesi sonucunda gel-git olaylarının sebebi kütle-çekim kuvvetidir. Bu kuvvet cisimlerin birbirlerini çekmesinde ve bulundukları yerde tutulmasında etkilidir. Kütle-çekim kuvveti Ay tarafından Yer'e uygulandığı gibi Yer tarafından da eşit miktarda fakat zıt yönde Ay'a uygulanmaktadır. Gel-git olayı Yerküre'nin dönmesini birbirine zıt iki ayrı biçimde etkiler. Bunlardan biri gel-git nedeniyle oluşan sürtünme sonucu dönmenin uzun vadeli ve yavaş bir biçimde değişmesidir. Diğeri ise gel-gitlerin gezegen üzerindeki sürekli hareketleri sonucu dönmede görülen çok küçük fakat hızlı değişimlerdir. Bu ikinci tür değişimlerin dönemleri birinciler ile tam olarak aynı dönemlidir.



$$F = G \cdot \frac{M_1 \cdot M_2}{r^2}$$

Şekil 2.1b : Kütle-Çekim Kuvveti Bağıntısı

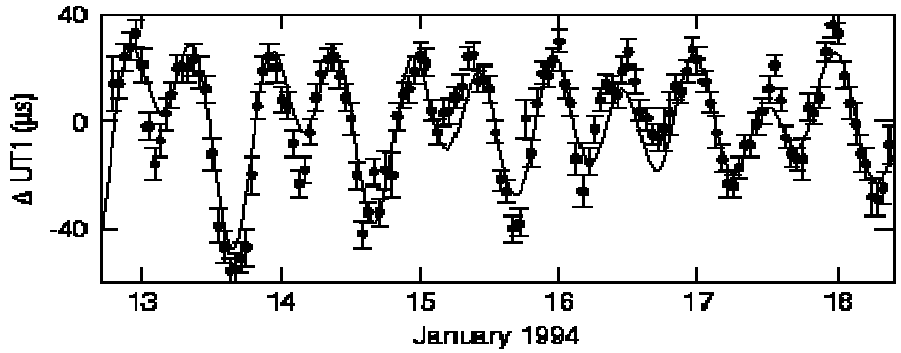
Şekil 2.1a : Gel-gitlerin temsili

2.1.1 Gel-Git Olayı Nedeniyle Meydana Gelen Değişim

Kütle-çekim kuvvetin etkisi ile gel-gitler sebebiyle Yer üzerinde bir sürtünme kuvveti oluşmaktadır. Bu kuvvet olmazsa (yani Ay olmazsa) sürtünme kuvveti kalkacağı için Yer daha hızlı dönmeye başlayacaktır. Bu konudaki araştırmalar 300 yıl kadar önce Sir Edmund Halley'in Ay'ın yörüngesi üzerinde pozitif ivmelendiğini ileri sürmesi ile başlar. Oysa bu pozitif ivmelenme yalnızca görünür karakterde idi. Gerçekte Ay'ın pozitif ivmeleniyor görünmesi Yer'in dönme hızının yavaşlıyor olmasından kaynaklanmaktadır. İşin özüne bakılacak olursa Ay yörüngesi üzerinde negatif ivmelenmekte fakat baskın olan olay Yer'in yörünge hızının yavaşlamasıdır. Bu yavaşlama gel-git nedeniyle ortaya çıkan sürtünmeden kaynaklanmaktadır. Yapılan hesaplamalar sonucu Ay her yıl 3.8 santimetre Yer'den uzaklaşmaktadır. Bu uzaklaşma Yer'in dolanma süresinin yılda ortalama 2.3 milisaniye uzaması anlamına gelmektedir. Bu süre ciddi bir rakam olarak gözükmese de üst üste konulduğunda bilimsel anlamda sorun teşkil etmektedir. [2,3]

2.1.2 Gel-Git Olayı Kökenli Hızlı Değişimler

Yerküre'nin dönüş hızındaki günlük değişimleri ölçebilmeye başladığımızdan bu yana Gel-git kökenli hızlı değişimler gündeme gelmeye başlamıştır. Aşağıdaki şekilde buna bir örnek gösterilmektedir. Bu şekilde Yer'in dönme hızında saatlik ölçümler sonucu elde edilmiş çok hızlı değişimler UT biriminde görülmektedir. Bu şekilde ayrıca okyanus gel-gitlerine ilişkin sayısal modelin öngörüsü de verilmiştir. Ölçümler "Very Long Baseline Interferometry (VLBI)" adlı kampanya çerçevesinde elde edilmiş olup Chopo Ma ve John Gibson (NASA/GSFC) tarafından analiz edilmiştir.



Şekil 2.1.2a : VLBI tarafından ölçülen, UT'deki hızlı değişim [3]

Modele ilişkin öngörüler ise "Special Bureau for Tides" web sitesinden alınmıştır. Bu şekilden de görülebileceği gibi UT1 de günlük ve yarım günlük değişimler söz konusudur ve bu değişimler okyanus modelinin öngörüsüyle oldukça iyi uyuşmaktadır.

Gel-git olayının böylesi hızlı değişimlere neden olmasının iki yolu olabilir. Birincisi, bu olay sırasında su Yer üzerinde hareket etmekte ve Yer'in momentumunu değiştirmektedir. Bu durumda açısal momentumun korunabilmesi için Yerküre dönme hızını değiştirecektir. İkincisi, gel-git akıntıları yavaşlayıp ya da hızlandıkça Yerküre ile açısal momentum alışverişi yapmaktadır ve bu da dönme miktarını etkilemektedir. Dönme miktarında gözlenen değişimler üzerinde ikinci mekanizma daha baskındır. [3]

2.1.3 Gel-Git Olayı Kökenli Uzun Dönemli Değişimler

Günlük ya da yarım günlük okyanus gel-gitlerinde olduğu gibi uzun dönemli okyanus gel-gitleri de Yer'in dönmesi üzerinde atalet momenti değişimleri ve gel-git akımları gibi etkiler yapabilmektedir. Ancak günlük ya da yarım günlük okyanus gel-gitlerinin aksine uzun dönemli okyanus gel-gitleri yeterince uzun dönemli oldukları için zorlayıcı eş-potansiyel yüzey tarafından baskı altına alınabilmektedir. Uzun dönemli gel-git potansiyeli Yerküre üzerinde bir eksene göre simetrik olup bunlar Yerküre'nin kutup atalet momenti üzerinde etkili olmaktadır. Bu haliyle, uzun dönemli okyanus gel-gitleri için söz konusu atalet terimi Yer'in dönme dönemi değişimleri üzerinde önemli etkiye sahip iken atalet ve akıntı terimleri de kutup hareketleri değişimleri üzerinde etkilidir. Gerçekte, uzun dönemli okyanus gel-gitlerinin Yer'in dönme miktarı değişimi üzerindeki etkisi günlük ya da yarım günlük okyanus gel-gitlerinin etkisinden on kat yöresinde daha fazladır. Bu noktada, uzun dönemli Yer gel-gitlerinin ayrıca kutup hareketlerine ilişkin atalet momentine de katkıda bulunduğunu belirtmek gerekir. [3]

2.2 Gezegenlerin Çekim Kuvvetleri

Kütle-çekim kuvveti Ay-Yer ikilisi tarafından birbirlerine uygulandığı gibi, Güneş Sistemi'ndeki gezegenler tarafından da Yer ile karşılıklı olarak uygulanmaktadır. Yer üzerindeki sürtünme kuvvetinin değişimi açısından gezegenlerin varlığı ve uyguladıkları kuvvetler de önemlidir. Fakat gezegenlerin çekim kuvvetleri Ay'ın ve Güneş'inkinin yanında önemsenmeyebilecek düzeydedir. Ancak yine de Yer'in dönüş hızını etkilemek anlamında incelendiğinde şu veriler elde edilmiştir.

Yer-Merkür	En Yakın	1.28766×10^{18}	Yer-Jüpiter	En Yakın	2.14736×10^{20}
	En Uzak	2.67245×10^{17}		En Uzak	8.07314×10^{19}
Yer-Venüs	En Yakın	1.23588×10^{20}	Yer-Satürn	En Yakın	1.56734×10^{19}
	En Uzak	2.84757×10^{18}		En Uzak	8.26177×10^{18}
Yer-Ay	En Yakın	2.21899×10^{22}	Yer-Uranüs	En Yakın	5.16632×10^{17}
	En Uzak	1.78117×10^{22}		En Uzak	3.46981×10^{17}
Yer-Mars	En Yakın	7.22602×10^{18}	Yer-Neptün	En Yakın	2.19535×10^{17}
	En Uzak	1.58853×10^{17}		En Uzak	1.85701×10^{17}

Şekil 2.2a : Gezegeler'in Yer'e uyguladıkları çekim kuvvetleri. Kuvvet birimleri Newton cinsinden verilmiştir.[10]

Gezegenlerin Yer üstündeki çekim kuvvetleri karşılaştırıldığında, Ay'ın Yer üzerine uyguladığı kuvvet Jüpiter'in en yakın olduğu durumda uyguladığının 103.3356 katıdır. Venüs'ün en yakın olduğu konumda ise, Ay'ın uyguladığı kuvvet Venüs'ünkinin 179.5467 katıdır. Diğer gezegenler için bu rakam giderek artmaktadır.

2.3 Atmosferik Hareketlerin Yer'in Dönüşüne Etkisi

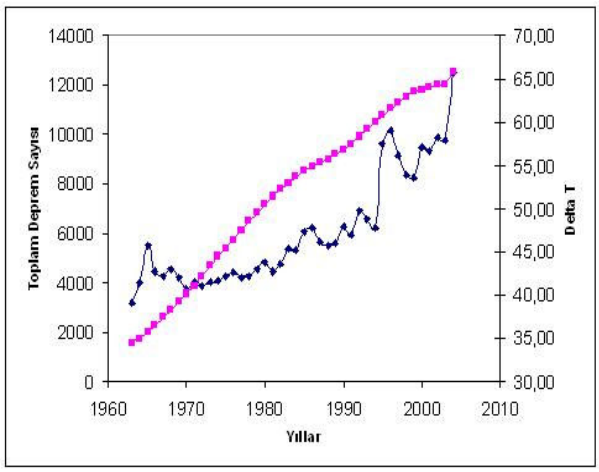
Yer üzerinde olan birkaç millik madde yerinin değişimi (katı veya sıvı) merkeze uygulanan açısal momentumu değiştireceğinden Yer'in dönüş hızı da değişecek buna bağlı olarak gün uzunluğu da artacak veya azalacaktır. Mesela bir buz patencisi kolları açıkken dönmesiyle kapalı dönmesindeki dönüş hızı farklıdır. Bunu patencinin kollarına uygulanan açısal momentumun kütle merkezine yakınlaştığı için açısal momentum hızının artmasına yol açacak böylece dönüş hızı artacaktır. Aslında Yer'de de buna benzer olay gerçekleşir

Aslında atmosferik hareketlerin asıl nedeni, rüzgar ve hava basıncı değişimleri Yer kabuğuyla etkileşerek bir sürtünme kuvveti oluşturur ve bu sürtünmeden dolayı Yer'in dönüş hızını azaltır. El Nino'na da bu hava hareketleri daha yoğun yaşandığı için Yer'in dönüş hızını da daha fazla azalacaktır ve gün uzunluğu da buna bağlı artacaktır. Yapılan hesaplamalar sonucunda 1982- 1983 yılları arasında El Nino Kasırgası'nın gün uzunluğunu 0.0008 sn artırdığını ve normal mevsimsel hava hareketleri de 0.0004 sn artırdığı gözlenmiştir. [4,5,6,7,8,9]

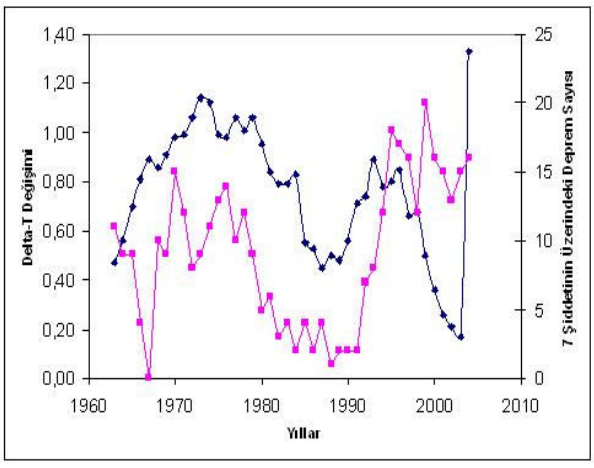
2.4 Yer'in Sismik Hareketlerinin Etkisi

Yer'in sismik hareketlerinin de Yer'in dönüşüne etkisi Atmosferik Hareketlerin ki gibidir. Yer'in manto katmanı üzerindeki levhaların sismik hareketler sonucundaki hareketleri açısal momentumun değişimine neden olmaktadır., Yer'in dönme süresinin etkilenmesi açısından örnekler verilmesi gerekirse, 26 Aralık 2004'te ta Hint Okyanusunda meydana gelen çok aletsel büyüklüğü 9.0 olan Sumatra depreminin Yer'in dönüş hızını arttırdığı Jeofizikçilerin tanımlamalarından yola çıkarak ortaya konulmuştur. Oluşan şok dalgalarıyla, Yer'in bir tam devrini 3 mikro saniye kısaldığı tahminini yürütmektedirler. California, Pasadena'da bulunan NASA araştırmacıları bu değişikliğin kütlenin yer merkezine doğru ötelenmesine sebep olduğunu ve Endonezya'nın altındaki ağır tektonik plakayı salladığını belirtmişlerdir. [12]

Advanced National Seismic System Catalog'tan alınan verilerle 1964-2004 yılları arasındaki aletsel büyüklüğü 4 ve üzerindeki depremler incelenip, delta-T verileriyle kıyaslandığında şu grafikler elde edilmiştir.



Şekil 2.4a : 1964-2004 yılları arasında olan Toplam Deprem Sayısı ile delta-T'nin yıllara göre grafikleri [1,11]



Şekil 2.4b : 1964-2004 yılları arasında delta-T değişimiyle aletsel büyüklüğü 7 ve üzerindeki deprem sayısının yıllara göre grafikleri [1,11]

Şekil 2.4a'daki grafikten gördüğümüz gibi, 1964 ila 2004 yılları arasında, yıllara göre toplam deprem sayısı artış gösterirken, delta-T de aynı şekilde bir yönelim izlemektedir. Benzer şekilde Şekil 2.4b deki grafiğe de baktığımızda, delta-T değişimi ile aletsel büyüklüğü 7 ve üzerinde olan deprem sayısı grafikleri hemen hemen örtüşmektedir.

3.Veri ve Yöntem

Bu çalışmanın amacı doğrultusunda, Yer'in dönme hızının değişimini sağlayan parametrelerden bahseden çeşitli makalelerden; Advanced National Seismic System (ANSS) Katoloğu'ndaki M.S. 1963 ve 2004 yılları arasında meydana gelmiş ve aletsel büyüklüğü 4 ve üzerinde olan tüm depremlerden ve The Astronomical Almanac 2005'ten Yer'in sismik hareketleri ile karşılaştırmak üzere aynı tarihler arasındaki delta-T değişim bilgilerinden yararlanılmıştır.

M.S. 1963 ile 2004 yılları arasında gerçekleşen 253973 deprem verisi, aynı tarihlerdeki delta-T ve delta-T'nin değişimi ile karşılaştırılmıştır. Karşılaştırmalar yapılırken izlenen yol, öncelikle tüm veriye ilişkin değerlerin hesaplanmasıdır. İkinci adımsa, verilerin elde edilen zamanlara göre grafiğinin çizilmesidir. Üçüncü adımda ise grafikler arasında karşılaştırma ve yorumlama yapılmıştır.

4.Sonuç

Yaptığımız araştırmalar, incelenen makaleler ve verilerin karşılaştırılması sonucunda, Yer'in dönme hızını etkileyen parametreler bu çalışmada sunulmuştur. Gel-Git olayları, Ay ve diğer gezegenlerin kütle-çekim kuvveti, Atmosferik hareketler ve Yer'in sismik hareketleri Yer'in dönme hızını etkilediği ortaya konulmuştur. Ancak bu parametrelerin yıl içinde etkileme miktarlarının önceden tam olarak belirlenme gibi bir durumun söz konusu olmaması sebebi ile, delta-T değerleri asla kesin olarak gelecek yıllar için belirlenemez. Astronomlar çeşitli yollarla sadece değişim için bir öngörüde bulunurlar.

Kaynaklar

[1] The Astronomical Almanac 2005
[2] http://sunearth.gsfc.nasa.gov/eclipse/SEhelp/rotation.html
[3] http://bowie.gsfc.nasa.gov/ggfc/tides/intro.html
[4] http://image.gsfc.nasa.gov/poetry/ask/a11608.html
[5] http://image.gsfc.nasa.gov/poetry/ask/q772.html
[6] http://image.gsfc.nasa.gov/poetry/ask/q396.html
[7] http://www.novan.com/earth.htm
[8] http://www.eurekalert.org/pub_releases/2003-03/nsfc-cit030503.php
[9] http://www.nasa.gov/centers/goddard/news/topstory/2003/0210rotation.html
[10] http://solarsystem.nasa.gov/index.cfm
[11] Advanced National Seismic System Catalog
[12] http://www.worthyboards.com/index.php?showtopic=18147

29 MART 2006 TAM GÜNEŞ TUTULMASI

Tuğba Nur SÖNMEZ[1,2], Havva HARMANLIO[1,2], İbrahim KÜÇÜK[1]

Özet

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması Afrika'dan Moğolistan'a kadar uzanan bir hat içerisinde gözlenebilmesine rağmen en iyi atmosfer şartlarının Türkiye'de olması nedeni ile dünyanın dört bir yanından profesyonel ve amatör astronomlar ülkemize geldiler. Türkiye üzerinde tam tutulma hattı ise Antalya'dan Ordu'ya kadar uzanıyordu. Bu hat içerisinde kalan Kayseri'de Erciyes Üniversitesi Astronomi Kulübü (ASTER) Ocak ayından başlayarak, halkı bilinçlendirmek ve tutulma gözlemine hazırlamak için çeşitli etkinlikler yapmıştır.

Anahtar Kelimeler*:ASTER, Tam Güneş Tutulması*

1.Giriş

Erciyes Üniversitesi Astronomi Kulübü, yani ASTER, Erciyes Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü eğitim-öğretim faaliyetlerine başlamadan önce, çoğunluğu fizik bölümü öğrencilerinden oluşan Astronomi Topluluğu olarak faaliyetlerine başladı.Üniversitemizin Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'ne öğrenci alınması ile kulüp faaliyetleri canlılık ve hareket kazandı. Ekim 2003'den beri görev yapmakta olan ASTER, Yönetim Kurulu'nun önderliğinde bugüne kadar çok sayıda film ve seminer gösterileri ile Erciyes Üniversitesi'nin en başarılı kulüplerindendir. Kulübümüzün yüklendiği en önemli görevlerden birisi de 4 Eylül 2004 tarihinde Erciyes Üniversitesi'nde gerçekleştirdiğimiz "III. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi" oldu. Bu kongreye Türkiye'nin çoğu üniversitelerinden öğrenciler ve Astronomi Kulüpleri katıldı.

2.Tam Güneş Tutulması İçin Yapılan Hazırlıklar

29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması hattı içerisinde kalan Kayseri'de tam tutulma 14:04:16'da 51 sn boyunca gözlendi. 12:47:26 başlayan tutulma 15:19:55'e kadar sürdü ve bu gün içerisinde ASTER, üniversitemizin Marianna Molu Amfi Tiyatrosu'nda bir gözlem şenliği düzenledi. Tutulma programımız sadece bununla sınırlı değildi. 6-7 Mart 2006 tarihlerinde Tutulma Avcıları-ASTER ortak etkinlikleri, 10-31 Mart 2006 tarihleri arasında Kayseri'deki liselere yapılan tutulma seminerleri, 28 mart 2006 tarihinde üniversitemizin Sabancı Kültür Sitesi Konferans salonunda Doç. Dr. İbrahim Küçük'ün verdiği tutulma semineri ile 29 Mart 2006 tam güneş tutulması için halkımızı ve üniversitemizi ama özellikle gençleri bilinçlendirdik. Bastırdığımız broşürlerde Tam Güneş Tutulması'nın ne olduğu Kayseri'den nasıl gözleneceği ve güvenli bir güneş gözlemi için dikkat edilmesi gereken noktalar hakkında bilgiler verildi. Okullara verilen seminerlerimiz ise bölümümüz ve ASTER hakkında kısa bir bilgi, genel olarak merak edilen astronomi konuları ve tam güneş tutulması olmak üzere 3 bölümden oluşuyordu. Kayseri merkezi meydanında kurulan bir stand ile

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri*
[2] *Erciyes Üniversitesi Astronomi Kulübü, e-posta:aster@erciyes.edu.tr*

halkımıza 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması ile ilgili bilgiler verdik ve 28 Mart 2006'da Doç.Dr. İbrahim Küçük'ün verdiği tutulma semineri ile tüm hazırlıklarımızı tamamladık.

3. 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması Günü

29 Mart 2006 günü Marianna Molu Amfi Tiyatronun yaklaşık 3000 kişi tarafından doldurulması ile tutulma günü tam bir gözlem şenliğine dönüştü. Tam tutulma anını saniye saniye projeksiyon ile canlı olarak gösteren ASTER orada bulunan halka unutulmaz bir tutulma günü yaşattı. Tutulma süresince toplam 4 teleskopumuzla gözlem yaptık. Bu teleskoplarımızdan ikisi 1400mm ve 1250 mm lik aynalı teleskop, diğerleri ise Meade ETX-90 Maskutov-Cassegrain ve Meade 90 mm mercekli teleskoptur. Meade ETX-90 teleskopumuzda güneş filtresi ile, diğer teleskoplarımızda ise güneş diskinin bir karton üzerine düşürülmesi yöntemi ile tutulmayı gözlemledik. Tutulma fotoğrafları ise Canon 4 Megapiksellik, 4X optik zoom'a sahip dijital fotoğraf makinesi ile, diğeri ise Zenit a 10,6 diyaframa sahip 500 enstantene, 400 mm'lik makine ile çekilmiştir.

UZAYIN HUKUKİ STATÜSÜ

Ayşegül TANSEN[1], Mesut ÖNEN[2]

ÖZET

Uzay hukukunun kökeni, 4 Ekim 1957'de Yer'in ilk yapay uydusu olan Spoutnik I'in fırlatılmasına dayanmaktadır. "Fetih" olarak adlandırılan bu süreç, birçok yasal sorunu beraberinde getirmiştir. 1959'da Birleşmiş Milletler Genel Kurulu bünyesinde "Atmosfer dışı boşluğun barışçı amaçlarla kullanılması" Komitesi kurulmuş ve 1963'te yayınlanan bir karar ile bu yeni faaliyet alanının temel ilkelerini somutlaştırarak, uzay boşluğunun keşif ve kullanımının sadece İnsanlığın çıkarı için mümkün olacağı ve hiçbir şekilde ulusal egemenlik konusu edilemeyeceği vurgulanmıştır. Uzayın hukuki statüsü, Ay ve diğer gök cisimleri dahil, atmosfer dışı boşluğun keşif ve kullanımına yönelik devlet faaliyetlerinin temel ilkeleri, gerek "Uzay Sözleşmesi" olarak düzenlenmiş 10 Ekim 1967'de yürürlüğe giren sözleşme ile, gerekse 11 Temmuz 1984'te yürürlüğe giren ve insanlığın ortak malvarlığı olarak kabul edilmiş Ay ve güneş sistemindeki gök cicimlerinde devletlerin yürüteceği faaliyetlerin ayrıntılarını belirleyen sözleşme ile çizilmiştir.

[1] *İstanbul Bilgi Üniversitesi, Hukuk Fakültesi, İstanbul, Tel: 0532 556 55 50, e-posta: agultansen@yahoo.com*
[2] *İstanbul Kültür Üniversitesi, Hukuk Fakültesi, İstanbul, Tel: 0212 639 30 24, e-posta: m.onen@iku.edu.tr*

BİR GÜNEŞ LEKESİ'NİN GÖRÜNEN YÜZEY ALANI VE KONUMUNA BAĞLI OLARAK GERÇEK YÜZEY ALANININ BULUNMASI VE EVRİMSEL YÜZEY DEĞİŞİMİNİN HESAPLANMASI

Serkan TERLEÇ[1], Serkan SOYSAL[1], Volkan SOYSAL[1], Müge GENÇ[1], Sinan ALİŞ[1,2], A. Talât SAYGAÇ[2]

Özet

Güneşi ideal bir küre olarak kabul ettiğimizde lekeler, zaman içinde Güneşin kendi etrafındaki dönüşüne bağlı olarak; a) gözlemciye göre yakınlaşıp uzaklaşarak görsel bir değişim yaratırlar, b) lekelerin bu hareketleri sırasında gözlemcinin bakış doğrultusuna göre farklı açılarda bulunmaları da, onların alanlarında görsel değişimlere yol açar. ilk olarak, lekelerin yakınlaşıp uzaklaşmaları ve gözlemciye göre farklı açılarda bulunmaları göz önüne alındı ve lekelerin Güneşin küresel yüzeyine teğet dairesel düzlemler oldukları kabul edildi. Böylece, lekelerin gerçek yüzey alanlarında leke evriminden dolayı bir değişim olmadığı kabul edilerek, gözlemciye göre görünen yüzey alanının değişimi matematiksel olarak hesaplandı. İkinci olarak, evrimsel değişim dikkate alındığında, lekelerin zaman içinde meydana gelen gerçek yüzey alanlarındaki değişimler de hesaplandı. Bunun için, lekelerin farklı iki görünüş zamanı ve konumlarına ait güneş fitresi ile alınmış teleskop görüntüleri yeterlidir. Lekeler gözlemcinin bakış doğrultusuna yakın bir konumda iken elde edilen görüntülerinde, Güneşin kenarında bulundukları konuma göre; daha büyük görünen yüzey alanına sahip olacaklardır. Böylece, yapılan hesaplamalar aynı zamanda lekelerin görünen alanlarında oluşan değişimin mikarını da ortaya çıkarmaktadır. Lekelerin evrimsel değişimini incelemek için, farklı konumlarda alınan görüntüleri incelenmelidir. Bu çalışmada, lekelerin herhangi bir konumdaki görüntüleri, gözlemcinin bakış doğrultusuna taşındığında evrimsel bir değişim yok ise, lekelerin farklı iki konumdaki görüntüleri gözlemcinin bakış doğrultusuna taşındığında aynı değerleri vermelidir. Ancak lekelerin gerçek alanları zamanla değiştiyse yani evrimleştiyse, yukarıdaki taşıma işleminin sonucunda, lekeler farklı boyutlara sahip olacaklardır. Bu farklar; lekelerin gerçek yüzey alanlarının evrimleşme miktarları olarak düşünülebilir.

Anahtar kelimeler: *Güneş lekeleri ,Güneş lekelerinin görünen alanları.*

Abstract

If we accept the Sun is an ideal sphere then the sunspots are chanced the shapes as rotation of the Sun and line of side of observers. This work realised under advisor by teachers. The areas of sunspots are calculated as mathematically according to different line of side observations. SOHO.

Key words: *Sunspots, Apperent areas of sunspots.*

[1] *Eyüboğlu Eğitim Kurumları - Eyüboğlu İkiz Gözlemevi, Namık Kemal Mah., Dr. Rüstem Eyüboğlu Sok., 34762 Ümraniye,İstanbul. Tel: 0216 522 12 12, Faks: 0216 522 12 14, serkan.terlec@eyuboglu.com, serkansoysal@hotmail.com, volkansoysal@hotmail.com, muge.genc@eyuboglu.com*

[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119,Üniversite, Beyazıt, İstanbul. Tel: 0212- 440 00 00 / 10282, Faks: 0212 – 440 03 70, salis@istanbul.edu.tr, saygac@istanbul.edu.tr*

1.Çalışmanın Amacı

Güneş lekeleri, Güneşin manyetik alan etkisine bağlı olarak Güneş yüzeyi üzerinde oluşan sönük ve siyah bölgelerdir. Güneş kendi ekseni etrafında döndüğü için bu lekeler zaman içinde bize göre yer değiştirirler. Lekelerin bir ömürleri ve evrimleri vardır. Bu evrim sürecinde gerçek büyüklüklerinde de değişimler meydana gelmektedir.
Ancak güneşi düzgün bir küre olarak kabul edersek, yüzeyi üzerinde hareket eden teğet bir düzlem kenarlara doğru gittikçe gözlemciye göre küçülecektir. Bu küçülme görsel bir küçülmedir ve gerçekte cismin boyutlarında bir değişim olmamıştır.
Bu projenin amacı; lekenin güneş yüzeyi üzerindeki konumuna göre görsel küçülmesini hesaplamak ve bunu yorumlamaktır. Bu hesap bize, güneş üzerinde bulunan farklı iki lekeyi gerçek boyutlarına göre kıyaslama imkanını ve aynı lekenin farklı zamanlardaki büyüklüğüne göre evrim sürecinin daha detaylı incelenmesi imkanını verecektir.

2.Giriş

Güneş, gökyüzünde gördüğümüz en büyük ve en parlak yıldızdır. Güneşi diğer yıldızlar gibi görmememizin nedeni bize çok yakın, ortalama olarak $149.6*10^6$ km uzaklıkta bulunmaktadır. Dünya Güneş çevresinde elips bir yörünge üzerinde hareket etmektedir. Bu yüzden belirli zamanlarda, güneşe ortalama uzaklıktan daha yakın veya uzak olmaktayız. Bu çalışmada; bütün deney, gözlem ve uygulamalarda bu değişim göz önüne alınacaktır. Güneş düzgün bir küre yapısına sahip değildir. Ancak küreye çok yakın bir şekilde bulunduğu için onu düzgün bir küre olarak kabul edeceğiz. Güneş küresinin çapı $1.5*10^6$ km dir ve çok güçlü bir manyetik etkiye sahiptir. Manyetik alan çizgileri, Güneş'in kendi ekseni etrafındaki dönüşü süresince birbiri üzerine sarılmaya ve daha sonra kopmaya başlar. Manyetik alan çizgilerinin koptuğu bu bölgelerde güneşin yüzey kısmında sönük ve genelde dairesel yapıda bulunan bölgeler oluşmaktadır. Güneş, dünya gibi katı bir yapıya sahip değildir ve kendi ekseni etrafındaki dönüşü her enlemde farklı hızlarda meydana gelmektedir. Bu etkiye bağlı olarak manyetik alan çizgilerinin rotasyon nedeniyle birbiri üzerine sarılması ve dolayısıyla kopması kutup bölgelerine doğru gidildikçe azalmaktadır.

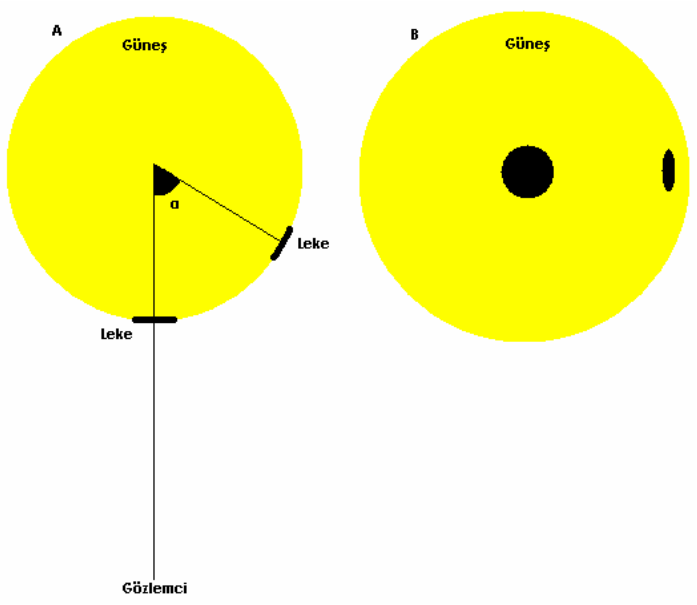
3.Yöntem

Güneş lekeleri, güneş yüzeyi üzerinde merkezden 750000 km uzaklıkta bulunan sönük bölgelerdir. Leke grupları ve bazı özel lekeler dışında tüm lekeler dairesel bir görünüme sahiptir. Bu proje kapsamında, lekeleri dairesel ve güneş yüzeyine teğet düzlemler olarak kabul edeceğiz. Lekelerin güneş yüzeyi üzerinde, gerçek boyutları zaman içerisinde değişmektedir. Ancak bizler lekelerin boyutlarındaki görsel değişimi elde ederek, cismin gerçek evrimine ulaşmak istiyoruz. Yukarıda bahsedildiği gibi lekelerin bir değişim süreci ve buna bağlı olarak bir ömürleri vardır. Lekeler boyutlarına ve yapılarına bağlı olarak belirli sınıflara ayrılırlar. Bu sınıflamalarda ve buna bağlı olarak yapılan çalışmalarda en önemli özellik lekenin boyutudur. Yani güneş yüzeyi üzerinde kapladığı alandır. Bu alan; gerçek ve görsel olarak ele alınmaktadır.

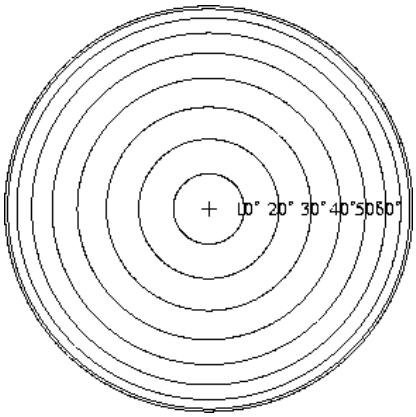
3.1.Güneş Lekelerinin Görsel Alanındaki Değişim

Güneş yüzeyi üzerinde bulunan lekeler, güneşin kendi etrafındaki dönüşüne bağlı olarak yer değiştirirler. Bu yer değişimi sırasında, Güneş küresi üzerinde kenarlara doğru gittikçe gözlemcinin bakış doğrultusuna göre bir açı yapar ve gözlemciden uzaklaşırlar. Küre yüzeyi üzerindeki, gözlemciye en yakın nokta; kürenin merkeziyle gözlemciyi birleştiren doğrunun güneş yüzeyini kestiği yerdir. Leke burada bulunduğunda gözlemciye en yakın konumundadır ve aynı zamanda güneş yüzeyine teğet olan bu leke düzlemi, gözlemcinin bakış doğrultusuna da diktir. Ancak güneşin kendi ekseni etrafındaki dönüşü nedeniyle leke

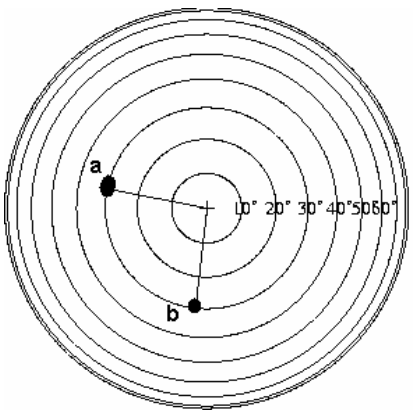
zaman içinde kenarlara doğru ilerleyecektir. Bu durumda gözlemciden uzaklaşacak ve güneş yüzeyine teğet olduğu için de gözlemcinin bakış doğrultusuna göre bir açı yapacaktır (Şekil.1)



Şekil 1. Hesaplamalarımızda lekenin güneş yüzeyine teğet dairesel bir düzlem olduğunu kabul etmekteyiz. Oysa leke, güneş yüzeyi üzerinde bulunan ve aynı eğrisel yapıya sahip sönük bir bölgedir. A'daki güneş ile B'deki güneş aynı anda çekilen güneş görüntüsünü temsil etmektedir. A'da gözlemci, güneş ve leke arasındaki ilişki görsel olarak anlatılmaktadır. B'de ise aynı duruma gözlemcinin gözünden bakılmaktadır. Gözlemci *a* açısını bulabilmek için aşağıda gösterilen Şekil 2.'deki cetvelden yararlanılmaktadır.



Şekil 2. Bu cetvel yardımıyla lekenin Şekil1.'de yer alan ***a*** açısını bulabiliriz. ***a*** açısı, güneşin merkeziyle gözlemciyi birleştiren doğru ile, güneş merkezinden lekeye çizilen doğru arasındaki açıdır. Bu açı aynı zamanda lekenin çekilen güneş fotoğrafının merkezine olan uzaklığıyla ilişkilidir ve buradan Şekil 3.'teki sonuca varabiliriz.



Şekil 3. Yukarıdaki şekilde bulunan *a* ve *b* lekelerinin görünen alanları aynı oranda görsel küçülmeye uğramıştır.

3.2.Küre Yüzeyine Teğet ve Dairesel Düzlem İçin Görsel Alan

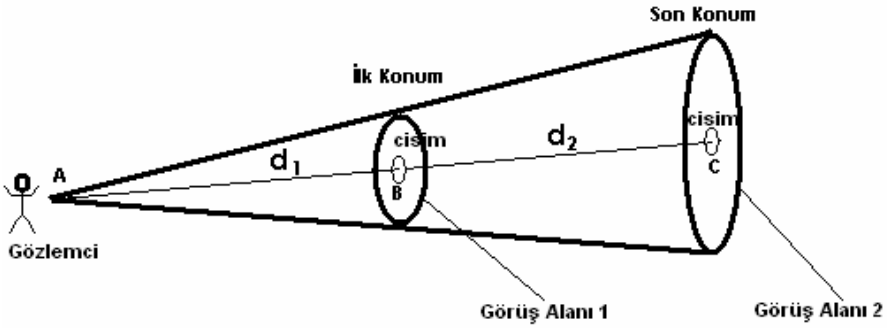
Küre yüzeyine teğet ve dairesel bir düzlem; bir gözlemci tarafından incelendiğinde, gözlemci teğet düzlemin küre yüzeyinin bir kısmını kapladığını görecektir. Ancak bu görsel bir olaydır ve gözlemcinin teğet düzleme bakış açısıyla değişkendir. Bu sistemde dairesel düzlem (Güneş Lekesi) kenarlara doğru gittikçe, gözlemciden uzaklaşıyor ve gözlemcinin bakış doğrultusuyla bir açı yapıyor. Bunu uzaklaşma ve açısal dönme ile küçülme olarak iki etki şeklinde düşüneceğiz. Leke *r* yarıçaplı bir daire olduğu için, kenarlara doğru gittikçe elips şeklini almaktadır. Bu elipsin dikey uzunluğu *r*'den

küçük olacaktır ve bunun tek sebebi güneş küresinin kenarlarının, orta kısımlarına göre bizden daha uzakta olmasıdır.

3.3.Uzaklaşan Cismin Boyundaki Görsel Küçülme

Küre olarak kabul ettiğimiz güneş üzerinde bulunan lekelerin; gözlemcinin gördüğü güneş fotoğrafı üzerinde kenarlarda bulunduğu durumlarda, fotoğrafın ortasında bulunduğu durumlara göre gözlemciye daha uzakta olduğu bilinmektedir. Lekenin gözlemciye göre hareketi incelenirken bu uzaklaşma da hesaba katılmalıdır. Gözlemciden uzaklaşan bir cisim günlük hayattaki gözlemlerimize göre de küçülecektir. Bu küçülmeyi bize verecek olan denklemi bulabilmek için aşağıdaki deney yapıldı.

3.3.1. Deney 1. Uzaklaşan Cismin Boyundaki Görsel Küçülme. Deneyin Amacı**, c**isimlerin uzaklıklarıyla görsel boyutları arasındaki ilişkinin hesaplanmasıdır. **Deneyin Yapılışı:** Bu deneyin anlaşılabilirliğinin arttırılması için, dairesel bir yüzey yerine tahta kalemleri kullanılmıştır. İki adet tahta kalemini aralarında 40 cm olacak şekilde yerleştirdik. Arkadaşlarımızdan biri gözlemci olarak bu iki kalemi inceledi. Bunu yaparken kalemlerden birine 40 cm, diğerine yaklaşık olarak 80 cm mesafede olması için gayret gösterdik. Bu şekilde gözlemcinin kalemlerden birine 1 birim, diğerine yaklaşık 2 birim uzaklıkta olmasını sağlamış olduk. 1 birim uzaklıktaki kalem ve yaklaşık 2 birim uzaklıktaki kalemlere aynı anda bakıldığında, uzaktaki kalemin yakındakinin yarısı kadar gözlendiğine şahit olduk. Bu durumu cetvel kullanarak pekiştirdik. **Deneyin Sonucu:** Cisimlerin görünen boyları (görünen enleri) uzaklıkla ters orantılı olarak değişir. Bu durum bize, bir cismin uzaklığıyla görünen alanı arasındaki ilişkiyi anlamamızda yardımcı oldu. Bunun için cismin eni ve boyu aynı oranda değişeceği düşünülerek, cismin görünen alanının uzaklığın karesiyle ters orantılı olarak değişeceği sonucuna vardık. Cismin gözlemciye olan uzaklığı ve görünen boyutu arasındaki ilişki Şekil 4.'de gösterilmiştir.



L_1 = Cismin d_1 Uzaklığındaki Görünen Boyu

L_2 = Cismin d_2 Uzaklığındaki Görünen Boyu

d_1 = Cismin İlk Uzaklığı = | A B |

$(d_1 + d_2)$ = Cismin Son Uzaklığı = | A C |

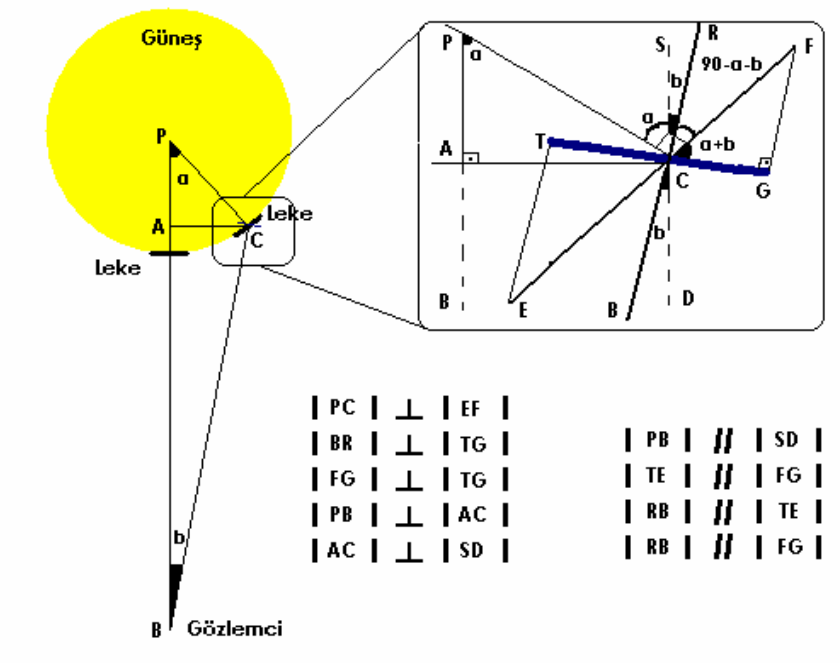
$$\frac{d_1}{d_1 + d_2} = \frac{L_2}{L_1}$$

Şekil 4. Cismin gözlemciye olan uzaklığı ve görünen boyutu arasındaki ilişki.

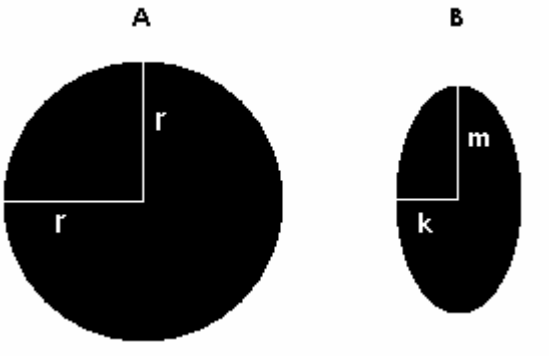
Elips şeklindeki lekenin düşey ekseninin uzunluğu da aynı küçülmeye uğrayacaktır. Ancak leke kenarlara doğru gittiğinde bizim bakış doğrultumuza göre dik konumda olmayacak. Bu yüzden yan taraflarında açısal dönmeden kaynaklanan bir daralma olacaktır. Elips şeklinde gözlenen lekenin yatay ekseni, düşey eksene göre daha çok küçülecektir. Bu etki de göz önüne alındığında aşağıdaki sonuçlara ulaşıldı (Şekil 5'e ve Şekil 1'e bakınız).

3.4. Bakış Doğrultusunun Değişmesiyle Oluşan Görsel Boyut Farkı

Bu çalışmadaki tüm adımlar, tamamen gözlemcinin gözünden incelenmektedir. Şekil 1.'de açıkça görülen görsel küçülme olayı, iki farklı etkinin sonucu olarak oluşmaktadır. Bunlardan ilki olan **Uzaklaşma İle Küçülme**'yi inceledik. Diğer etki ise, **Açısal Küçülmedir**. Bu etki; gözlemcinin bir **düzleme** bakış açısının değişmesiyle, o düzlemin gözlemci tarafından algılanan boyutunun değişmesi olarak tanımlanabilir. Gözlemcinin bakış doğrultusu düzleme dik ise, gözlemci bu düzlemi bulunduğu mesafeden görebileceği en büyük hali ile görüyor demektir (Şekil 5'e ve Şekil 6'ya bakınız) .



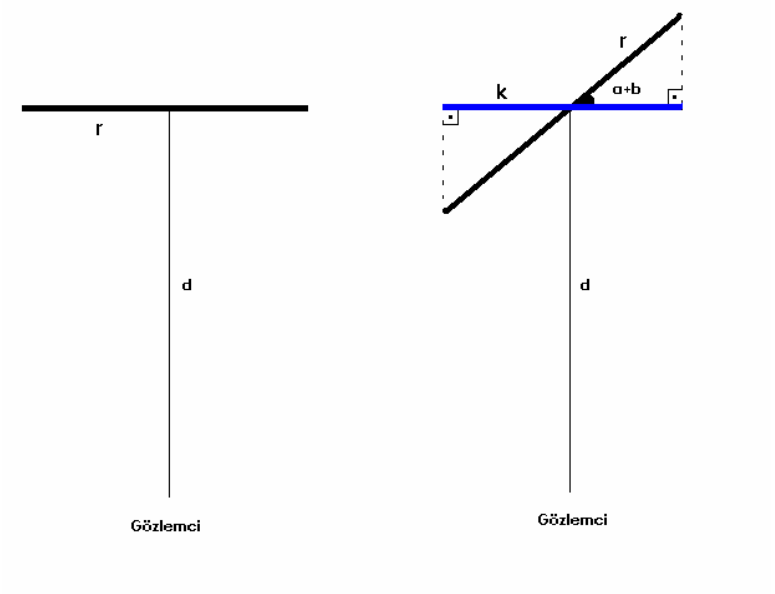
Şekil.5 *P* noktası güneşin merkezi. *B* noktası gözlemcinin bulunduğu yer. I*PB*I'nin kestiği Leke, *C* noktasında gözlemci tarafından inceleniyor. I*TG*I: Elips Lekenin gözlemci tarafından görünen yatay ekseni. I*EF*I: Gözlemcinin bakış doğrultusuna bir açı yapan leke. Bu leke, I*PB*I yolu üzerindeki leke ile aynıdır. Tek fark, bu leke farklı bir zamanda gözlemlenmekte.



Şekil.6 *r*: *A* Konumunda Lekenin Yarıçapı, *m*: Aynı Lekenin *B* Konumundaki Dikey Ekseni, *k*: Aynı Lekenin *B* Konumundaki Yatay Ekseni, *A* Dairesi, Lekenin gözlemcinin bakış doğrultusundaki görünümünü temsil etmektedir. Elipsi ise, Lekenin gözlemciye göre güneş görüntüsünün kenarında olduğu durumdaki görüntüsünü temsil etmektedir.

3.5. Uzaklıktan Bağımsız Olarak Açısal Küçülmenin Hesaplanması

Bir düzlemin gözlemciye olan uzaklığı değiştirilmemek koşuluyla, düzlemin gözlemcinin bakış doğrultusuna göre bir açı yapması halinde eninde oluşan görsel değişime kısaca "Açısal Değişim" diyebiliriz. Bu değişim Şekil 7.' de detaylı olarak anlatılmıştır.

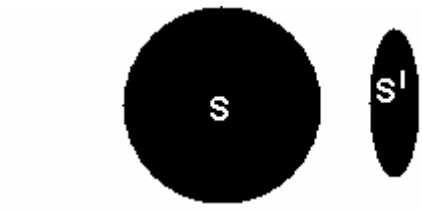


Şekil 7. Sol tarafta gözlemci, *r* yarıçaplı dairesel bir düzleme dik olarak bakmaktadır. Sağ tarafta ise, düzlem gözlemciye göre *(a+b)* derecelik bir açı yapmaktadır (Bu açı Şekil 5'te bulunan açıdır). Gözlemci her iki durumda da düzleme aynı uzaklıkta bulunmaktadır. Sol tarafta dairesel düzlemi *r* yarıçapında görmektedir. Sağ taraftaki durumda ise, gözlemci eliptik düzlemin (gözlemci, dairesel düzlemi eliptik olarak algılamaktadır) yatay eksenini *2k* (*k*: yatay eksenin yarısı) uzunluğunda görmektedir. Ancak gözlemciye göre, dairesel düzlemin dikey ekseninde görsel olarak bir değişim olmamıştır ve dikey eksen, gözlemciye göre hala *2r* uzunluğundadır. Bu açısal hareketi düşünerek ve Şekil 7.'deki bilgilerden yararlanarak aşağıdaki basit formüle ulaşabiliriz.

2k : Eliptik düzlemin (Görsel olarak eliptik) yatay uzunluğu
r : Dairesel düzlemin yarıçapı

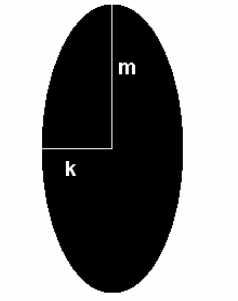
$$k = r \,.\, Cos(a+b)$$

Dairesel bir düzleme olan uzaklığımızın ve bakış doğrultumuzun, düzlemin görünen alanını nasıl değiştirdiğini ayrı ayrı inceledik. Şekil 7a'da, bu iki etki birleştirilerek lekenin bakış doğrultusuna dik olması ya da bir açı yapması durumunda oluşan alanlar arasındaki ilişki verilmektedir.



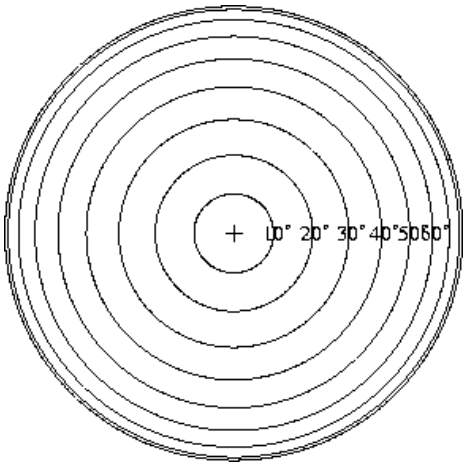
Şekil 7a. Lekenin görsel alanındaki değişim.

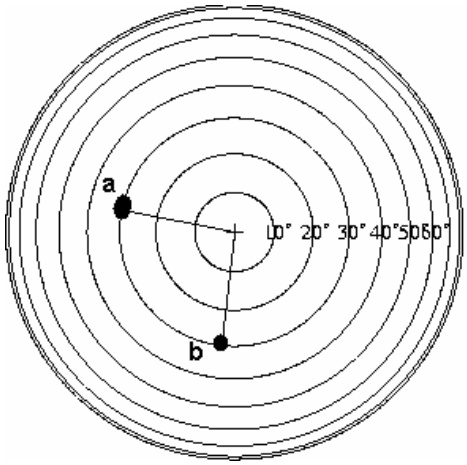
S =Lekenin gözlemciye dik konumunda görünen alanı, S' =Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumunda görünen alanı, *R* = Güneşin yarıçapı d_1=Lekenin gözlemciye dik konumunda bulunduğu andaki uzaklığı ($d_1 = D - R$), D=Günşin merkezinin bize olan uzaklığı, d_2=Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumunda gözlemciye olan uzaklığı, r = Lekenin gözlemciye dik konumunda yarıçapı, k=Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumundayken (Elips Leke) yatay ekseninin uzunluğu (Şekil 8.'e bakınız). m=Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumundayken (Elips Leke) düşey ekseninin uzunluğu (Şekil 8'e bakınız).



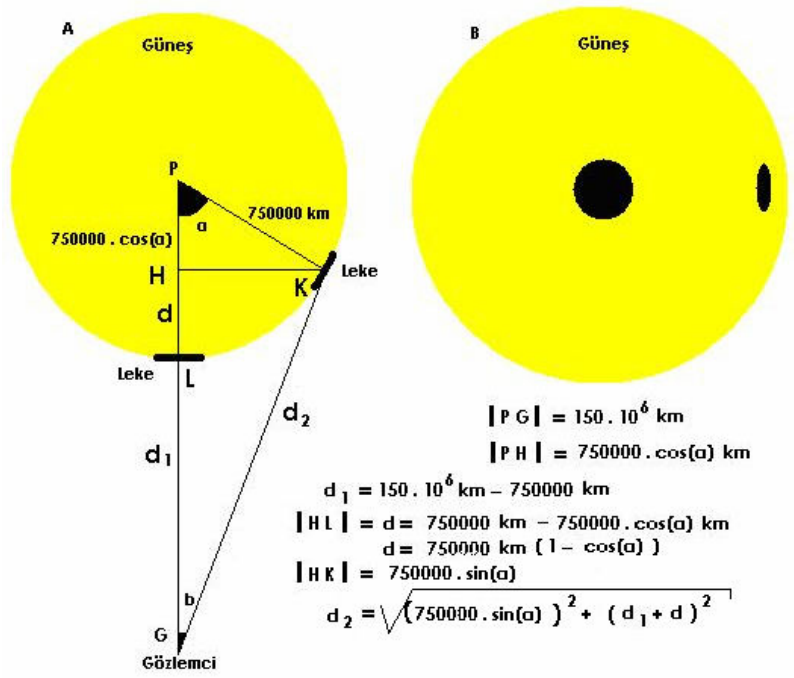
Şekil 8. Elips leke tanımı.

Formülde kullanılan açılar Şekil 7'de verilmiştir. ***a*:** Lekenin güneş üzerindeki konumuna göre, aşağıdaki cetvel yardımıyla bulabiliriz.





Yukarıdaki cetvelde *a* ve *b* lekelerinin, Şekil 1. ve Şekil 5.'te kullanılan "*a*" açısı bulunmaktadır. Lekeler 30^0 çemberinde bulunduklarından, bu lekeler için $a = 30^0$ dir (Şekil 1. ve Şekil 5.'e bakınız). Cetvel lineer dağılıma sahip değildir. Ancak biz her 10^0'lik aralıklar içinde lineer değişim olduğunu varsayıyoruz. ***b*:** Lekenin güneş üzerindeki yerine ve gözlemcinin konumuna bağlı olarak değişir ve a açısı yardımıyla bulunabilir. Şekil 9.'da *b* açısıyla ilgili bilgiler verilmektedir.



Şekil 9.

b açısını bulabilmek için Şekil 9'daki d_2 uzunluğu ve I*HK*I doğru parçasının uzunluğuna ihtiyacımız olacak.

$$sin(b) = \boldsymbol{I}\, HK\, \boldsymbol{I} \;/\; d_2$$

Not: *b* açısının sinüs değerini biliyoruz ve hesap makinası yardımıyla açısal değerine ulaşabiliriz.

$$S = \pi \,.\, r \,.\, r = \pi \,.\, r^2$$
$$S' = \pi \,.\, m \,.\, k$$

m: Sadece uzaklığa bağlı olarak değişiyor, *k*: Uzaklığa ve bakış açısının değişmesine bağlı olarak değişiyor,

$m = r \,.\, d_1 / d_2$ Şekil.4, Şekil.5 ve Şekil.6'yı inceleyiniz.

$k = r \,.\, d_1 / d_2 \,.\, cos(a+b)$ Şekil.4, Şekil.5, Şekil.6 ve Şekil.7' yi inceleyiniz.

$S' = \pi \,.\, r \,.\, (d_1 / d_2) \,.\, r \,.\, (d_1 / d_2) \,.\, cos(a+b)$

Lekenin Görsel Alanındaki Değişim

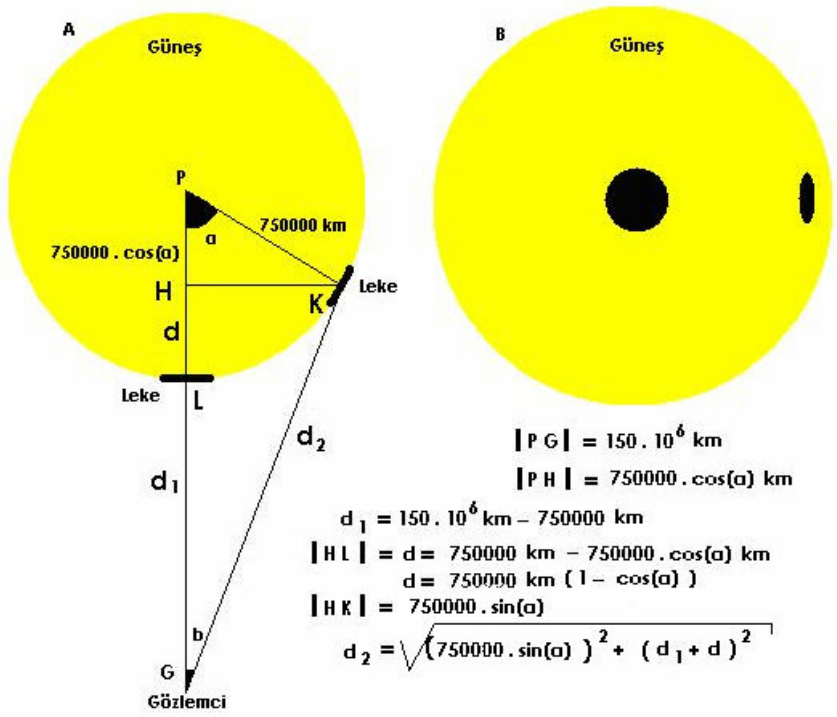
$$S^l = \prod . r^2 . (d_1 / d_2)^2 . \cos(a+b)$$
$$S / S^l = r^2 / (m . k)$$

S = Lekenin gözlemciye dik konumunda görünen alanı
S^l = Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumunda görünen alanı
d_2 = Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumunda gözlemciye olan uzaklığı
r = Lekenin gözlemciye dik konumunda yarıçapı
k = Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumundayken (Elips Leke) yatay ekseninin uzunluğu
m = Lekenin güneş küresinin kenarındaki konumundayken (Elips Leke) düşey ekseninin uzunluğu
d_1 = Lekenin gözlemciye dik konumunda bulunduğu andaki uzaklığı

3.6. Hesaplama-1: Arşivimizdeki Bir Lekelenin, Evrimine Bağlı Olarak Boyutundaki Değişimin Hesaplanması

Arşivimizde bulunan lekeler içinden yapmak istediğimiz hesaplamalara uygun bir lekeyi seçerek, bu lekenin farklı zamanlardaki görüntülerini inceledik. Güneşin kendi eksenindeki dönüşüne bağlı olarak leke güneş üzerinde hareket etmektedir. Bu hareketi boyunca lekeyi gözlemleyerek, bu resmi Paint Programına aktardık. Bu program yardımıyla lekenin iki farklı zamana ait alanlarını hesapladık. Bu hesaplamayı programda daire ve elipsler için sağ alt köşede verilen eksen uzunluklarından faydalanarak yaptık. Bu iki farklı zamana ait leke görüntülerinde, incelemiş olduğumuz lekenin zaman içerisinde küçülmüş olduğunu gördük. Bu küçülme görsel bir küçülme veya gerçek bir küçülme olabilir. Bizim hesaplarımız, küçülmenin nedenini bulmaya yönelik hesaplardır. Sonucu, formülümüzde de elde ettik. Ancak yakın bir sonuca ulaşmasaydık lekenin evrimleştiğini ve gerçek olarak boyutlarının değiştiğini söyleyebilecektik. Elde ettiğimiz bu sonuçla, incelediğimiz lekenin en azından bizim formülümüzün hassasiyetinde bir evrim geçirmediğini söyleyebiliriz.

İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü arşivinden edindiğimiz gözlemlerden 16298 ve 16299 sayılı gözlemlerde yer alan lekeleri inceledik. Bu lekelerin Şekil 1.'de yer alan ***a*** açılarını hesaplamak için, Paint Programında gözlem kağıdını ve cetvelimizi üst üste çakıştırdık. Hassas ölçüm yapabilmek için, dairesel cetvelin kenarlarının Güneş Gözlem Arşivi 16298 ve 16299 sayılı gözlemleri sırasıyla gösterilmektedir. Şekil 10.'daki *A* ve Şekil 11.'deki *A'* aynı lekenin farklı zamanlarda alınmış gözlemleridir. Burada 16298 sayılı gözlemde bulunan *A* lekesi cetvelde yaklaşık olarak 24^0 bölgesinde, 16299 sayılı gözlemde bulunan *A'* lekesi ise yaklaşık olarak 37^0 bölgesinde bulunmaktadır. Bu açılar onların, formülümüzde yer alan *a* açılarıdır. *A* ve *A'* aynı lekenin farklı zamanlardaki görüntüsüdür. Bu görüntüleri formülümüzdeki gibi bakış



doğrultumuza taşıyarak gerçekte nasıl göründüklerini bulabiliriz. Bulduğumuz sonuçlardaki yatay ve dikey eksen uzunlukları aynı ise lekenin evrim geçirmediğini, farklı ise evrim geçirdiğini ve gerçekten büyüklüğünün değiştiğini söyleyebiliriz. Bunun için *A* ve *A'* lekelerini ayrı ayrı inceleyerek bakış doğrultumuza taşıyalım.

_A_ Lekesi İçin:

$$sin(b) = |HK| \ / \ d_2$$

$a = 24^0$ Şekil 10.' a bakınız.
$d_1 =$ 149.250.000 km
$d = 750.000\ (1 - cos\ (24^0)$ km
$d =$ 64840,9067 km
$d_2 = ((750000 \ . \ sin\ (24^0))^2 + (149250000 + 64840,9067)^2)^{½}$ km
$d_2 =$ 149.314.840,9 km
$sin\ (b) = 750.000 \ . \ sin\ (24^0) \ / \ 149314840,9$
$sin\ (b) = 0,0020430151$
$b = 0^0,1171$

m_1 : *A* lekesinin güneş küresinin kenarındaki konumundayken (Elips Leke) düşey ekseninin uzunluğu,
m'_1 : *A* lekesinin bakış doğrultusuna getirildiğinde düşey ekseninin uzunluğu ise;

$$m_1 = m'_1 \ . \ d_1 / d_2$$

$m_1 = 52$ birim (Bu birim, Paint Programının verdiği ölçü birimidir. Bize oran gerekli olduğu için birimin bir önemi yok.) Şekil 12.'ye bakınız
$52 = m'_1 \ . \ 149250000 / 149314840,9$
$m'_1 = 52,02259113$ birim (A lekesini boyutlarını değiştirmeden gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, lekenin düşey ekseninin gözlenen uzunluğu)

$k_1 = k'_1 \ . \ d_1 / d_2 \ . \ cos(a+b)$
$k_1 =$ 49 birim (Bu birim, Paint Programının verdiği ölçü birimidir. Bize oran gerekli olduğu için birimin bir önemi yok.) Şekil.12' bakınız.

$49 = k' \ . \ (149250000 / 149314840,9) \ . \ cos(24+0,1171)$

$k'_1 =$ 53,7094651 birim (A Lekesini boyutlarını değiştirmeden gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, lekenin yatay ekseninin gözlenen uzunluğu).

_A'_ Lekesi İçin:

$a = 37^0$ Şekil 11'E bakınız.
$d_1 =$ 149.250.000 km
$d = 750000\ (1 - \cos\ (37^0))$ km
$d =$ 151023,3674 km
$d_2 = ((750000 \ . \ \sin\ (37^0))^2 + (149250000 + 151023,3674)^2)^{½}$ km
$d_2 =$ 149.401.705,2 km

$sin\ (b) = 750.000 \ . \ sin\ (37^0) \ / \ 149401705,2$

sin (b) =0,00302113
$b = 0^0,1731$

m_2 : A^t Lekesinin güneş küresinin kenarındaki konumundayken (Elips Leke) düşey ekseninin uzunluğu, Şekil.13' bakınız.
m^t_2 : A^t Lekesinin bakış doğrultusuna getirildiğinde düşey ekseninin uzunluğu ise;

$$m_2 = m^t_2 \,.\, d_1 / d_2$$

m_2 = 57 birim (Bu birim, Paint Programının verdiği ölçü birimidir. Bize oran gerekli olduğu için birimin bir önemi yok.) Şekil 13.'e bakınız.
$57 = m^t_2$. 149.250.000 / 149401705,2
m^t_2 = 57,05793766 birim (A^1 Lekesini boyutlarını değiştirmeden gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, lekenin düşey ekseninin gözlenen uzunluğu)

$$k_2 = k^t_2 \,.\, d_1 / d_2 \,.\, cos(a+b)$$

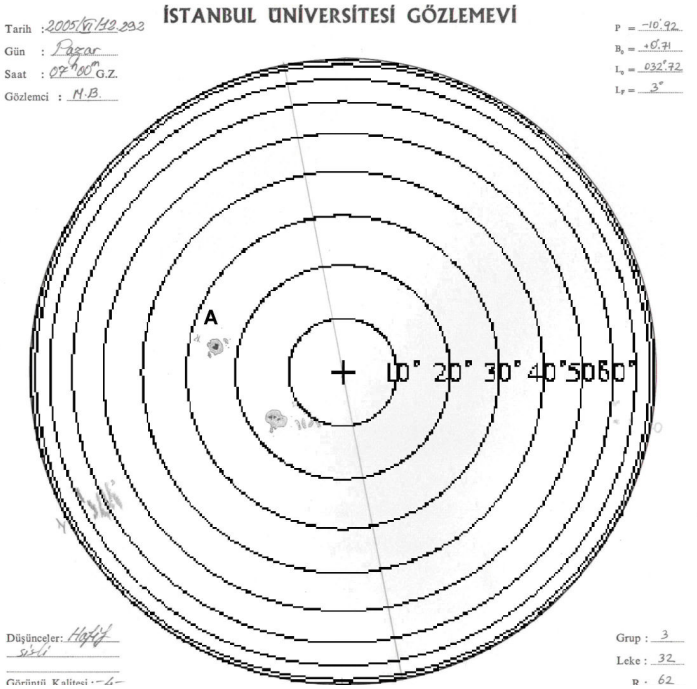
k_2= 36 birim (Bu birim, Paint Programının verdiği ölçü birimidir. Bize oran gerekli olduğu için birimin bir önemi yok.) Şekil 13.'e bakınız.
$36 = k^t$. (149250000 / 149401705,2) . *cos*(36+0,1731)

k^t_2 = 44,64187035 birim (A^t Lekesini boyutlarını değiştirmeden gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, lekenin yatay ekseninin gözlenen uzunluğu)

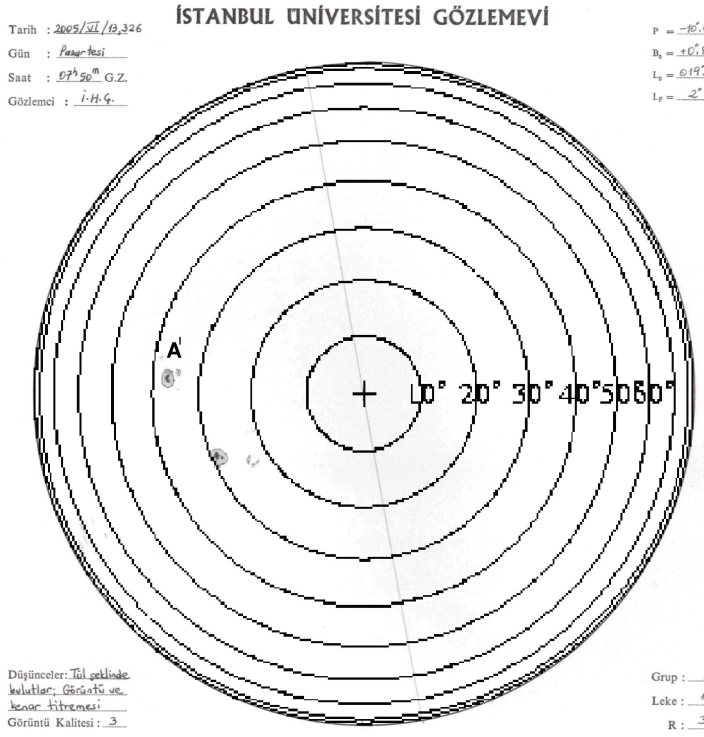
4. Tartışma ve Sonuç

İstanbul Üniversitesi gözlem verilerini kullanarak, bir lekenin farklı iki zamana ait görüntüsünü analiz ettik. Bir lekenin zaman ve konumuna göre boyutlarının değişmesinin iki farklı nedeni olabilir. Bunlardan biri lekenin gerçekten evrim geçirerek küçülmesi, bir diğeri ise lekenin güneş küresi üzerindeki hareketi nedeniyle oluşan görsel bir farklılaşmadır. Biz bunun nedeni araştırarak yukarıdaki sayısal değerlere ulaştık. Bu değerler içinde bizi ilgilendirenler, farklı iki zamanda ve konumda, lekenin sanal olarak gözlemcinin bakış doğrultusuna getirildiği takdirde oluşacak görüntülerinin yatay ve düşey eksenlerinin uzunluklarıdır. *A* lekesini gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, elips lekenin düşey ekseni; m^t_1 = 52,02259113 birim (*A* lekesini boyutlarını değiştirmeden gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, lekenin düşey ekseninin gözlenen uzunluğu) yatay ekseni ise; k^t_1= 53,7094651 birim olarak hesaplandı. A^t lekesini gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, elips lekenin düşey ekseni; m^t_2 = 57,05793766 birim (A^t Lekesini boyutlarını değiştirmeden gözlemcinin bakış doğrultusuna taşıdığımızda, lekenin düşey ekseninin gözlenen uzunluğu) yatay ekseni ise; k^1_2 = 44,64187035 birim olarak hesaplandı. Eğer m^t_1 ve m^t_2 birbirine eşit olsaydı, bu lekenin düşey ekseninin uzunluğunda gerçek bir değişim olmadığını söyleyebilecektik. Ancak burada m^t_1 = 52,02259113 birim ve m^t_2 = 57,05793766 birim hesaplandığı için lekenin düşey ekseninde m^t_2 / m^t_1 oranında bir büyüme olduğu görülmektedir. Aynı şekilde k^t_1 ve k^t_2 de birbirine eşit olsaydı, incelediğimiz lekenin yatay ekseninin uzunluğunda gerçek bir değişim olmadığını söyleyebilecektik. Ancak burada k^t_1 = 53,7094651 birim ve k^t_2 = 44,64187035 birim olarak hesaplandığı için lekenin yatay ekseninde k^1_1 / k^1_2 oranında bir küçülme olduğu görülmektedir. Bu hesaplama sonucunda lekenin gerçek büyüklüğündeki değişimin oranını bulduk. Bizim hassasiyetimize göre bu oranlar aşağıdaki gibidir. Lekenin düşey ekseninde m^t_2 / m^t_1 = 57,05793766 / 52,02259113 = 1,0968 oranında bir büyüme olduğu görülmektedir.

Lekenin yatay ekseninde k^1_1 / k^1_2 =53,7094651 / 44,64187035 = 1,2031 oranında bir küçülme olduğu görülmektedir. Bu çalışma ele alınırken, lekelerin güneş yüzeyine teğet dairesel bir düzlem olduğu varsayılmıştır. Lekelerin Şekil 1.'de yer alan *a* açılarını hesaplamamızda yardımcı olan enlem cetvelleri Şekil 2.'de görüldüğü gibi lineer bir ölçü sistemine sahip değil. Ancak yaptığımız hesaplamalar sırasında, bu cetvel üzerinde her 10^{o}'lik dilim içerisinde lineer bir değişim olduğu varsayılmıştır. Bu hassasiyette yapılan hesaplamaların sonucunda, incelediğimiz lekenin evrimleştiğini ve yüzey alanında gerçek bir değişim olduğu söylenebilir.

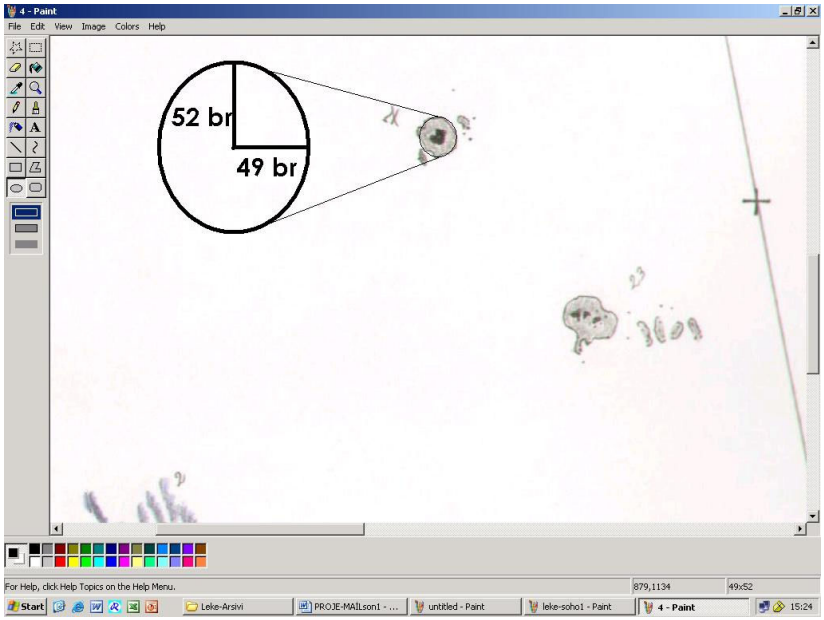


Şekil 10.

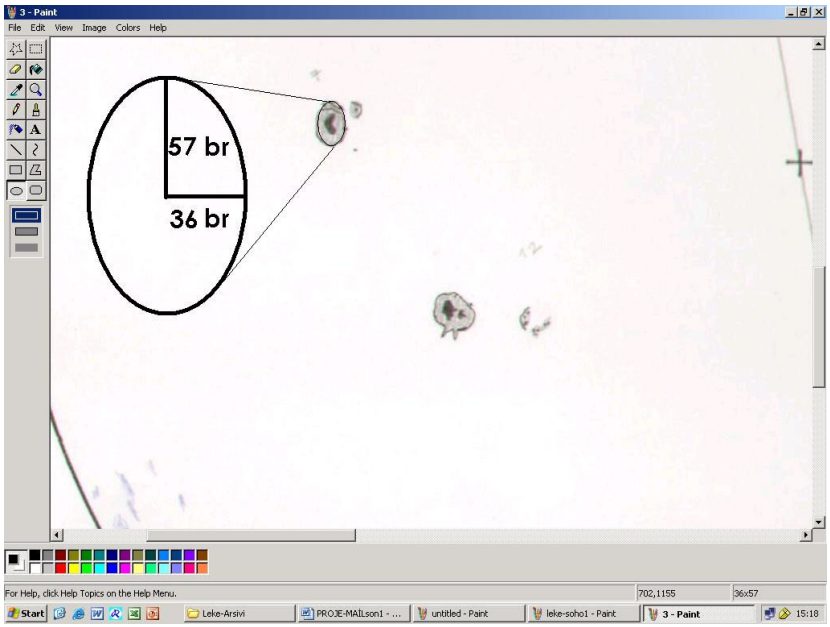


Şekil 11.

Hesaplarımızda kullanmak üzere iki adet *a* açısı (Şekil 1'e bakınız) tespit ettik.



Şekil.12



Şekil.13

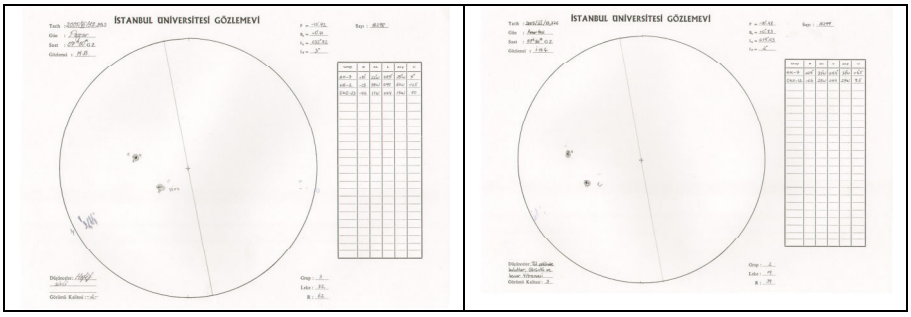
Kaynaklar

1) http://www.meadows3.demon.co.uk/
2) http://www.istanbul.edu.tr/fen/astronomy/hinfo.php?info=10&set=1
3) Sun, Earth and Sky Kenneth R. Lang ISBN 3-540-5878-0, Professor Kenneth R. Lang, Deparment of Physic and Astronomy Robinson Hall, Tufts University, Medford, MA 02155, USA

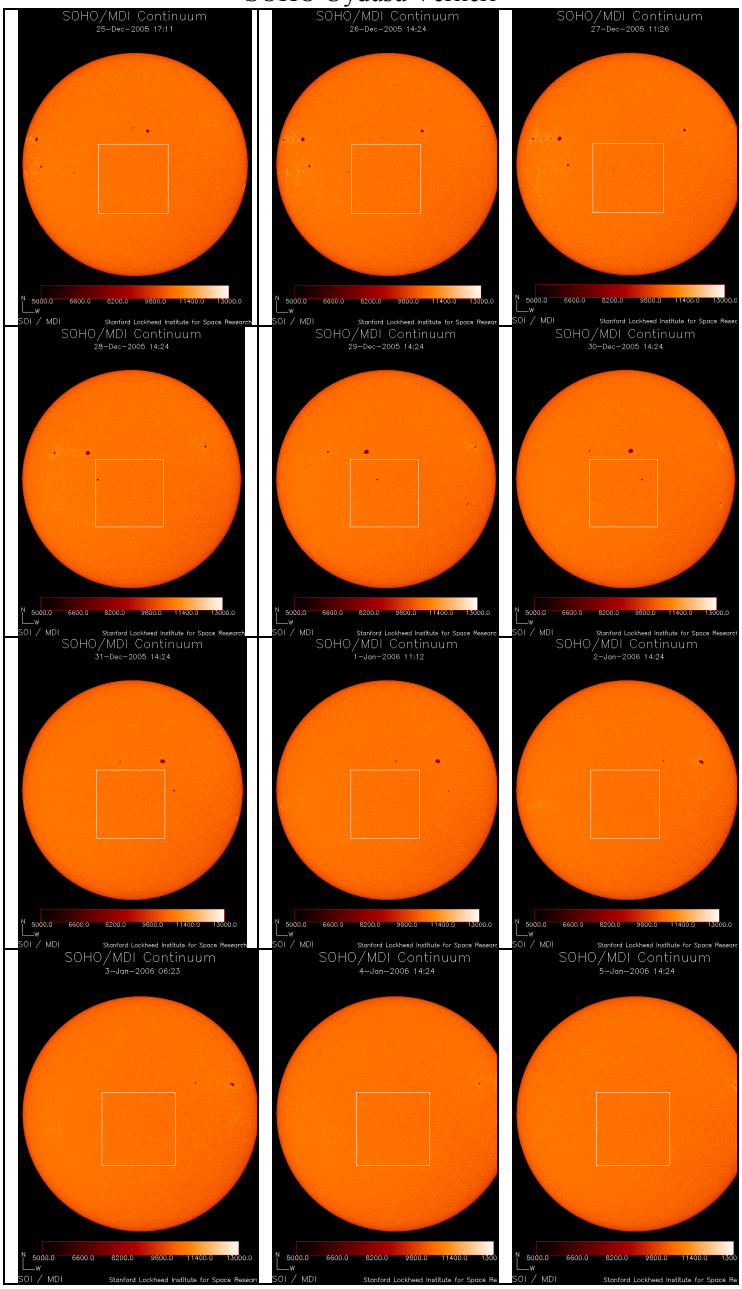
.

Ek 1: Güneş Leke Arşivi

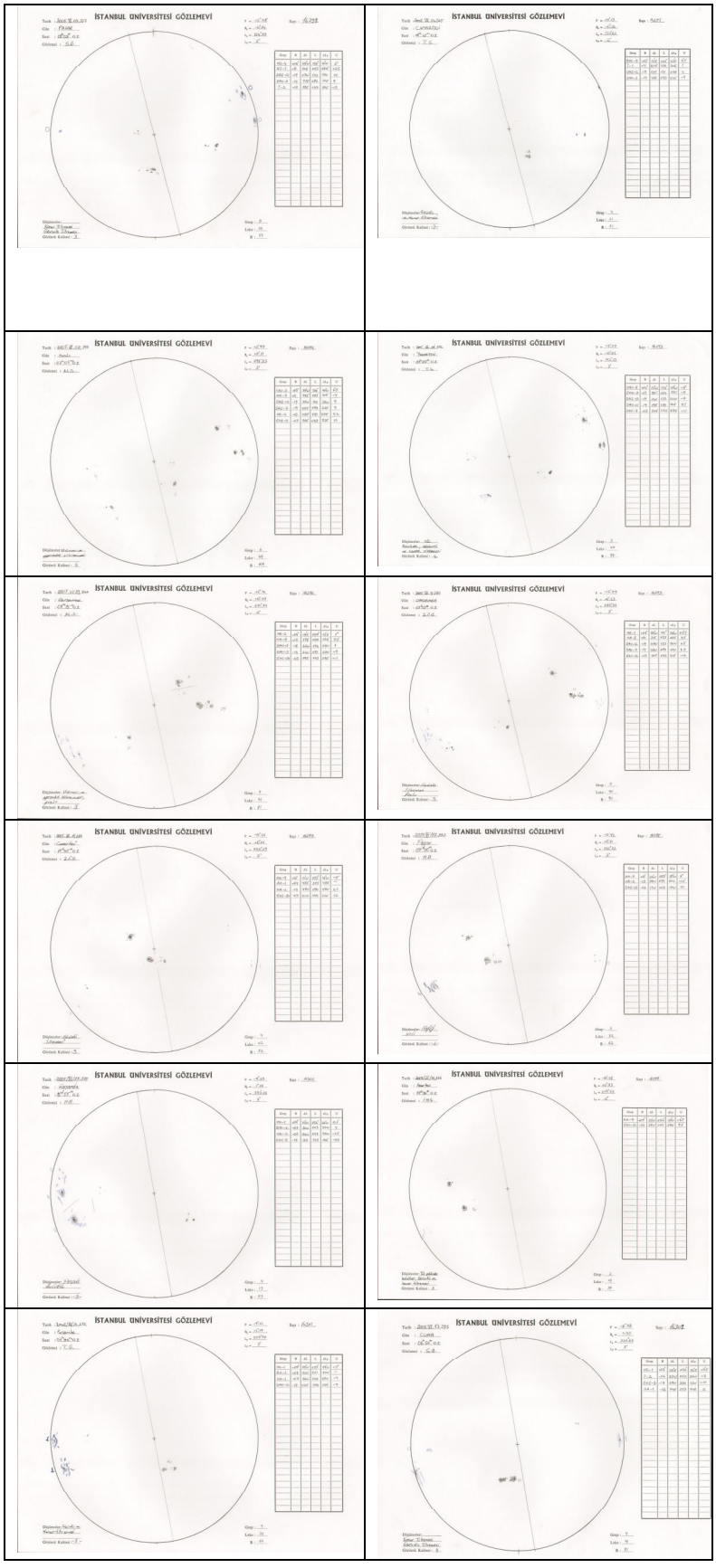
Hesaplamalarda Kullanılan Gözlemler



SOHO Uydusu Verileri



İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Verileri



GÜNEŞ SİSTEMİ DIŞI GEZEGEN SİSTEMLERİ

F. Korhan YELKENCİ[1]

Özet

Bilindiği gibi, gelişen teknoloji ile günümüzde birçok yeni gezegenler keşfedilmiştir. Yakın ve Güneş benzeri yıldızların taranmasıyla dünya benzeri bir gezegenin dolayısıyla yaşamın bulunması olasıdır. Ayrıca Güneş benzeri olmayan yıldızların çevresindeki sistemlerde de olası gezegenler araştırılmaktadır. Gözlemsel yolla elde edilecek bilgiler şüphesiz gezegen sistemleri konusunda çalışan araştırmacılar için hayati önem taşımaktadır.

Bu çalışmada Güneş Sistemi dışı gezegen sistemlerinin bulunuş yöntemleri ve yöntemlerin özellikleri anlatılacaktır. Türkiye'de bu çalışmaların yapılmasına yönelik gelişmenin nasıl olması gerekliliği tartışılacaktır.

1. Giriş

Güneş sistemi yaşamı içinde barındır. Bu tartışılmaz bir gerçekliktir. Soru şu ki evrenin sınırları ve iç yapısı düşünüldüğünde Güneş sistemimiz tek midir ve başka sistemler yada canlı yaşamı yok mudur? 100 milyarlarca yıldızı barındıran yüz milyarlarca galaksiden söz edersek bu boyutlardaki bir evrende sadece bizim yaşadığımızı düşünmek artık gerçekliğini yitirecek bir varsayım olabilir.

Güneş sistemi dışındaki gezegenlerin araştırılmasının iki tane önemli dayanak noktası vardır. Bunlardan birincisi ve biraz da felsefi olanı evrende yalnız olmadığımızın sorgulanması ve gerçekliğinin ispatlanmasıdır.

İkinci ve en önemlisi ise doğrudan astronomik gözlemler sayesinde Güneş dışı gezegenlerin bulunmasını sağlamaktır. Yani spekülasyonlara yada bilinmeyenlere bilimsel anlamda cevap vermektir.

Başka yıldızların çevresinde yörüngelerde dolanan gezegenlerin varlığı düşüncesi eski yunana kadar dayanmaktadır. Son yıllara kadar dolaylı yöntemler kullanılarak keşfedilen Güneş Sistemi dışı gezegenler, gözlem araç ve tekniklerindeki gelişmeler sayesinde doğrudan da gözlenebilir olmuştur.

Şu ana kadar 204 Güneş dışı gezegen tespit edilmiştir (29 Ağustos 2006 güncellemeli http://exoplanet.eu/). Bunlar;

- Radyal hız; 164 adet gezegen sistemi
  192 gezegen
  20 çoklu gezegen sistemi
- Mikrolensing; 4 gezegen
- Doğrudan görüntüleme; 4 gezegen
- Pulsar gezegen; 2 gezegen sistemi
  4 gezegen
  1 çoklu gezegen sistemi

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 Üniversite, İstanbul*
e-posta: korhanyelkenci@gmail.com

yöntemleri ile bulunmuşlardır. Keşfedilen bazı örnek gezegen sistemleri Tablo-1'de gösterilmektedir.

Tablo-1

Yıldız Adı	Msini (Mjup)	Periyot(d)	Yarı Büyük eksen (AB)	Eccentricity	K(m/s)
51 Peg	0.46	4.231	0.05	0.01	54.99
Ups And	0.69	4.6171	0.059	0.012	70.2
70 Vir	7.44	116.689	0.48	0.4	315.2
47 Uma	2.54	1089	2.09	0.06	49.3
16 Cyg	1.69	798.938	1.67	0.67	51.24
55 Cnc	4.05	5360	5.9	0.16	49.3
Tau Boo	4.13	3.312	0.05	0.01	471.4

2. Yöntemler

Güneş Ötesi Gezegenleri Arama Yöntemleri aşağıda sıralanmaktadır.

- ***Dolaylı Yöntemler:***
- Radyal Hız
- Astrometri
- Kütle-çekimsel Mercek
- Transit

- ***Doğrudan Yöntemler:***
- Spektroskopi ve Fotometri
- Doğrudan Görüntüleme

2.1. Dolaylı Yöntemler:

Radyal hız yöntemi en başarılı bulma yöntemidir. Gerçek kütlenin tayininde çoğunlukla bu yönteme ihtiyaç duyulur. Yöntem uzaklıktan bağımsız çalışır. Gelecek 10 yılda bu yöntemle 1000'e yakın yeni keşif yapılacağı tahmin edilmektedir. Bu yöntem ayrıca yörüngelerin basit parametreleri, yıldızın pulsasyonu yada lekesi gibi özelliklerin bulunmasında da kullanılmaktadır.

Astrometri yöntemi uzun yörünge dönemli gezegenler için iyi sonuç vermektedir. Ancak sadece yakın yıldızlara uygulanabilir. Bu yöntem için gözlem hassasiyetinin yeterli olması gerekmektedir.

Gerçek kütleye ulaşmak için çeşitli yöntemleri birleştirmemiz gerekir.

- Radyal Hız + Transit
- Radyal Hız + Astrometri
- Doğrudan Görüntüleme + Astrometri

Ancak gerçek kütlenin bilinmesi halinde bulunan cismin bir gezegen olduğu onaylanmaktadır.

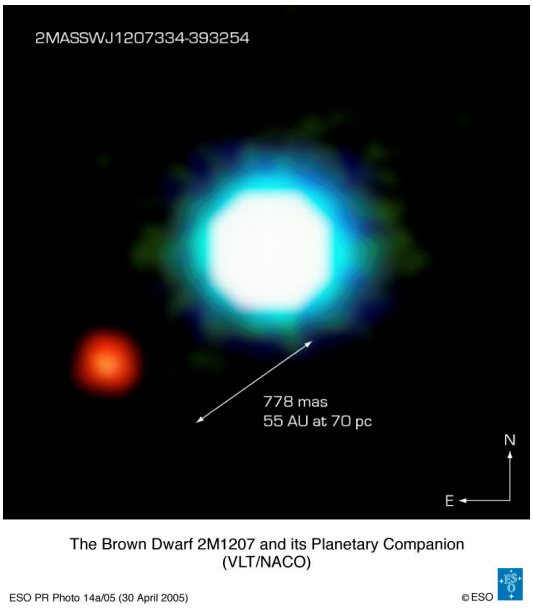
Transit yöntemi de kısa yörünge dönemli gezegenlerde kullanılır.Bu sayede gezegenin çapını bulabiliriz. Radyal hız yöntemi ile birlikte uygulayabilirsek gerçek kütleyi doğru şekilde elde ederiz. Ayrıca gezegenin atmosfer kompozisyonu ve albedosunu gibi özelliklerine de ulaşabilmekteyiz.

Kütle-çekimsel Mercek yöntemi, Yer benzeri bir gezegen belirlemenin bir kaç yönteminden biridir.

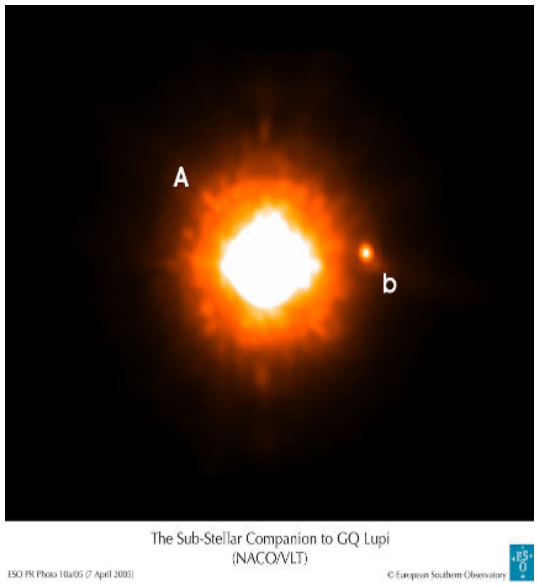
Güneş ötesi gezegen sistemlerinin istatistiksel çalışmaları için kullanışlı bir yöntemdir. Ancak bu yöntemle yörünge parametreleri iyi belirlenemez ve sadece bir kereliğe mahsustur yani geri dönüp tekrardan çalışılamaz.

2.2. Doğrudan Yöntemler:

Doğrudan Görüntüleme, direk görebilmek en geçerli gözlemdir. Ancak teknolojik açıdan en zor yöntemdir.Bulduğumuz cismin tamamen kendisinin çalışılmasına olanak tanır. Radyal hız yöntemi ile desteklenirse kütle değerine kolaylıkla ulaşılabilir. Şekil-1 ve Şekil-2'de bu şekilde gözlenmiş iki adet örnek gösterilmektedir.



Şekil-1



Şekil-2

Spektroskopik ve Fotometrik yöntem, çift yıldızlara uygulanıldığı gibi tayfsal ve fotometrik verilerinin birleştirilmesinden sistemler hakkında kesin çözümlere ulaşabilmemizi sağlamaktadır.

3. Sonuç

Yapılan yeni gözlemler göstermiştir ki gezegen araştırmaları teknolojik gelişmelere bağlıdır. Bunun için atmosfer etkisinin ortadan kaldırıldığı, hassasiyeti artırılmış uydu teleskoplar kullanılması ve daha geniş bir perspektifte araştırılmaların sürdürülmesi gerekmektedir.

BOSS (NASA), DARWIN (ESA), GAIA (ESA), KEPLER (NASA) gibi projeler bu konudaki araştırmalar için geliştirilmektedirler.

Ayrıca Yer-Tabanlı gözlemevleri, ekipmanları ve varolan çeşitli gözlem teknikleri ile de bu araştırmalara katılmaktadırlar.

TUG(TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi)'da da bu konuda araştırmalar yapılabilir ancak yüksek çözünürlüklü tayfçekerlere ihtiyaç vardır. Eldeki imkanlarla yapılan bir Güneş dışı gezegen gözleminde en kötü ihtimalle bir kahverengi cücenin bulunması düşünülmektedir.

Kaynaklar:

http://www.mpia-hd.mpg.de/EXTRA2005/ Extra Solar Planetary Systems,Lectrures,17-23 October 2005, Max Plank Institute
http://exoplanet.eu/

http://www.public.asu.edu/~sciref/exoplnt.htm
http://www.dtm.ciw.edu/boss/
http://www.universe.nasa.gov/exoplanets_stars/research.html
http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=26
http://planetquest.jpl.nasa.gov/TPF/tpf_index.cfm
http://brucegary.net/XO1/x.htm

BİR VARMIŞ BİR YOKMUŞ

Gaye DANIŞAN[1]

Özet

İlkel zamanlardan bugüne bilgi damlaya damlaya bilimi oluşturmuştur. Ancak elde edilen bu bilim düzeyi, çok zorlu, kimi zaman tesadüfen, kimi zaman hatalı aşamalar sonucu elde edilmiştir. Bu uğurda yapılan tüm hatalar ve doğrular ya da tüm basitlikler ve inançlar sonuçta bugünkü bilim için aşılması gereken yollardı. Colin A. Ronan, "Bilim Tarihi" kitabında bilimi *büyük entelektüel bir macera* olarak değerlendirir. Sorgulama, merak ve doğruyu bulma çabası, başlangıcı ve sonu bilme isteği tarih boyu insan yaşamının bir parçası olmuştur. Aynı bu mantık ile bugün insan tarihi ile ilgilenmektedir. Bunu bize sağlayan bilim arkeolojidir. Arkeolojik keşifler sayesinde bugün *saf bilim* hakkında daha çok bilgiye sahibiyiz.
Bu nokta da karşımıza astronomi bilimi çıkmaktadır. İlk çağdaki medeniyetlerin hemen hemen hepsi şu ya da bu sebeple astronomi ile ilgilenmişlerdir. Eski medeniyetlerdeki şaşırtıcı, ilgi çekici, hayal gücüne dayalı evrene dair bakış açıları ve bunun yanında astronomi ile matematiği bir arada kullanma çabaları bugün bile insana ilham vermektedir.
Tüm bunların ışığı altında bu çalışmada ilk çağda bilimsel düşüncenin geçirdiği evreleri ve bunların diğer etkenlerle ilgili ilişkilerini incelemeyi amaçlamaktayım.

Anahtar Kelime: *Tarihöncesi, sorgulama, merak, astronomi, aşama*

Abstract

Since prehistorical ages, the knowledge has composed the science by coming together. However, this science level couldn't been got easily. For that reason, several trues and falses or simplicities and believes were made but those were essential passing ways to come today's science. Colin A. Ronan thinks that the science is an intellectual advanture. The effort of questioning, curiosity, finding true and wishing to know beginning and final has been part of the human life during history. Archaeology science supplies this to us. People are interested with their own histories by the same logic. Through archaeology discoveries we have information about native science so much. At this point, we meet with astronomy. Nearly all of the ancient cultures paid attention to this science for any reason. Their surprising and interesting cosmos visual associated with imagination and their struggles for using astronomy and mathematics together inspire to human even today.
Under the light of headlines, I propose to investigate the stages of scientific opinion and its relation with other factors in this research.

Keywords: *Prehistoric, questioning, curiosity, astronomy, level*

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, 34119, Üniversite, İstanbul Tel: (0212)440 00 00, Faks: (0212)440 03 70, gayedanisan@gmail.com*

CASSINI-HUYGENS MİSYONU

Özgecan ÖNAL[1,2], A. Talât SAYGAÇ[1,3]

Özet

Cassini-Huygens Uzay Aracı, 15 Ekim 1997'de Titan IV-B/ Centaur fırlatma aracı ile fırlatılarak Satürn yolculuğuna başlamıştı. Bu misyon dahilinde Güneş Sistemi'nin en büyük ikinci gezegeni Satürn, görkemli halkaları ve uyduları mercek altına alınacaktır. Şimdiye kadar yapılmış hiç bir fırlatma aracı Satürn'e doğrudan 5600 kilogramlık bir araç gönderememiştir. O nedenle "çekimsel yardım/yörünge manevrası" denilen bir teknik kullanılmıştır. Buna göre; uzay aracı ilk önce Venüs'ün etrafında iki tur, Dünya'nın etrafında bir tur ve son olarak Jüpiter'in etrafında bir tur atacak şekilde Satürn'e gönderilmiştir. Uzay aracı Temmuz 2004'te Satürn etrafındaki yörüngesine oturmuştur. Görevi dört yıl sürecektir. Bu posterde amaçlanan konu uzay aracının Satürn'e ulaştığı tarihten itibaren günümüze kadar olan iki yıllık süreçte Satürn Sistemi hakkında hangi bulguları bize ulaştırmış olduğunu ortaya koymaktır. Ayrıca poster dahilinde misyon ile ilgili genel bilgiler yer alacaktır.

Anahtar Kelimeler: *Cassini, Huygens, Satürn, Titan*

Abstract

Cassini-Huygens Spacecraft has been started its journey on a Titan IV-B/Centaur launch vehicle on 15 October 1997. During this mission it will be focused on Saturn, the second biggest planet of Solar System, Saturn Rings and Saturn's Icy Moons. It is a massive spacecraft – no existing launch vehicle could have sent the 5600 kilogram craft directly to Saturn, so a technique called "gravity assist" (or "flyby") was used. Gravity assist manoeuvres work because of the mutual gravitational pull between a moving planet as it is flying past, but the spacecraft's own mass also pulls on the planet. This permits an exchange of energy. Cassini has looped around Venüs twice, after that it looped Earth once and for the last time it looped around Jupiter, and gain enough energy to move itself directly to Saturn. Spacecraft has been arrived to Saturn in July 2004. The purpose of this poster is reviewing the findings of Cassini Orbiter and Huygens Probe during the missions first two years and poster also contains general information about the mission and spacecrafts.

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul*
[2] *e-posta: nacegzo_2003@yahoo.com*
[3] *e-posta: saygac@istanbul.edu.tr*

HV AQR'NIN FOTOMETRİK ANALİZİ

Zeynep AVCI[1,2,3], ASART Öğrencileri

Özet

HIPPARCOS keşfi W UMa türü örten değişen sistem HV Aqr'nın 2006 yılında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde UBV bandı ışık eğrileri elde edildi. Sistemin fiziksel parametrelerine ilişkin ilk yaklaşık çözümler, Binary Maker programında elde edildikten sonra sistemin radyal hız verileri ile birlikte Wilson Deviney ışık eğrisi analiz programı kullanılarak yapılan eş zamanlı çözüm sonunda sisteme ilişkin fiziksel parametreler elde edildi.

[1] *Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Tandoğan, Ankara, Tel: 0312 212 67 20 /1312 veya 1316 (Bölüm Başkanlığı), Faks:0312 223 23 95*
[2] *e-posta: havates@yahoo.com*
[3] *ASART (Astronomi Araştırma Topluluğu)*

AMATÖR ASTRONOMLAR YAZ OKULUNUN 10 YILLIK GEÇMİŞİ

Barış ÇOLAK[1], İhsan Anıl GÜMÜŞ[1], Mert ACAR[1], Özcan ÇALIŞKAN[1], Serdar EVREN[1]

Özet

Amatör Astronomlar Yaz Okulu, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin katkıları ile 1996'dan bu yana her yıl yaz aylarında 1'er haftalık dönemler halinde düzenlenmektedir. Bu poster, 10 yıldır süregelen yaz okullarına katılan amatör astronomların istatistiksel bilgilerini, katılımcıların görüşlerini ve yaz okullarından çeşitli görüntüleri içermektedir.

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir
e-postalar: colakbaris@yahoo.com, i.anilgumus@hotmail.com, mrtacar@hotmail.com , caliskanozcan@hotmail.com, serdar.evren@ege.edu.tr

V1647 ORI ve X-IŞIN PARLAMASININ SORUMLULARINDAN MANYETİK YENİDEN BİRLEŞME

Tahir ERGENÇOĞLU[1]

Özet

Etrafından toplanma diski bulunan kuvvetli manyetik alanlara sahip yıldızların, manyetik alanlarının disk manyetik alanlarıyla etkileşerek, manyetik yeniden birleşme (magnetic reconnection) süreciyle, bulundukları ortama yüksek enerji saldıkları bilinmektedir.

Bu posterde, Grosso ve arkadaşlarının (2005) V1647 Ori üzerine yaptıkları çalışma esas alınmıştır. Yazarlar, bulutsunun gözlem döneminde artan sert X-ışın akısını, disk manyetik alanıyla yıldızın manyetik küresinin etkileşimi sonucunda gerçekleşen manyetik yeniden birleşme süreciyle açıklamışlardır. Sert X-ışın akısının toplam akıdaki oranı %25 denlidir. Bu poster çalışmanın amacı, tüm ölçeklerdeki manyetize plazmada ortaya çıkan manyetik yeniden birleşme sürecini, gerçekleştiği bir ortam olan V1647 Ori yansıma bulutsusunda (reflection nebula veya cometary nebula) incelemektir.

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir*
e-posta: ergencoglu@yahoo.com , rennan.pekunlu@ege.edu.tr

İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ FEN FAKÜLTESİ ASTRONOMİ ve UZAY BİLİMLERİ BÖLÜMÜ İNTERNET SAYFASI UYGULAMASI

İmir KALKANCI[1], Selçuk BİLİR[1], Funda BOSTANCI[1], Tolga GÜVER[1]

Özet

Bu çalışmanın amacı, İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nün tanıtım bilgilerini içeren dinamik bir internet sitesi hazırlamaktır. Hazırlanan bu sitede, Astronomi Bölümü'nün kuruluşundan bu yana akademisyen olarak hizmet vermiş öğretim üyelerinin kişisel bilgileri ve bilimsel çalışmaları internet ortamına aktarılmıştır. Tanıtım bilgilerinin yanısıra, güncel astronomik olayların ve profesyonel astronomlar tarafından hazırlanan bilgilerin geniş kitlelere duyurulması da çalışmamızda hedeflenmiştir. Siteye veri girişleri herhangi bir programlama dili bilmeyen kullanıcılar tarafından da yapılabilmekte bu da internet sitesinin güncelliğini sağlamaktadır.

Anahtar Kelimeler: *Bilgisayar: internet, Bilgisayar: web tasarımı, Bilgisayar: uzaktan eğitim*

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İstanbul*
e-postalar: imirkalkanci@gmail.com, sbilir@istanbul.edu.tr , bostanci@istanbul.edu.tr , tolga@istanbul.edu.tr

ASTRONOMİNİN FEN BİLİMLERİNDEKİ YERİ ve ÖNEMİ

Funda Özge ŞAHİN[1], Ayşe Şebnem KAYGUSUZ[1]

Özet

Astronominin fen bilimlerindeki yeri ve önemi adlı sempozyumda yapmış olduğumuz çalışmanın amacı, orta öğretimde okutulan fen bilgisi dersi içinde astronominin yeri ve önemini irdeleyerek öğretmen arkadaşlarımızın bu konudaki görüş ve önerilerini ortaya koymaktı. Bu çalışmada anket yöntemini kullanarak öğretmen arkadaşlarımızı dahil ettiğimiz bir alan çalışması yaptık. Anketimizi de konuya ait 32 soru bulunmaktadır. Bu anketi sempozyuma katılan tüm öğretmen arkadaşlara uyguladık. Ayrıca bu sempozyumda sempozyuma katılan akademisyenlere de konuyla ilgili görüş ve önerilerini belirtmelerini istediğimiz küçük bir anket araştırması yaptık. Anket sonuçlarını değerlendirerek grafikler halinde oluşturduğumuz sonuç ve önerileri bu kongre aracılığı ile sizlerle paylaşmak istedik.

[1] *Mersin Fen Lisesi, Gündoğdu Mah.Çiftçiler Cad.57103 Sok. No:7, Mersin, Tel: 0324 2355522*
e-posta: skaygusuz@hotmail.com