XVI. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
ve
V. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

Prof. Dr. Erdal İNÖNÜ onuruna

08 – 12 Eylül 2008
ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
Çanakkale

BİLDİRİ KİTABI
Cilt I

Editörler
Osman DEMİRCAN
Ahmet ERDEM
Faruk SOYDUGAN
Volkan BAKIŞ
Levent ÖZÇAĞ
Burak ULAŞ

Çanakkale, 2008

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Yayınları

Yayın No: 37

ISBN: 975 – 8100 – 33 – 5
© Her türlü yayın hakkı Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi'ne aittir.

T C Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Fen-Edebiyat Fakültesi
Fizik Bölümü

Terzioğlu Yerleşkesi- Çanakkale

Tel : (286) 218 00 18 - 1815

Fax : (286) 218 05 33

T.C.
ÇANAKKALE
ONSEKİZ MART
ÜNİVERSİTESİ (ÇOMÜ)

ÇOMÜ ASTROFİZİK
ARAŞTIRMA MERKEZİ ve
ULUPINAR GÖZLEMEVİ

ÇAAM

XVI. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
ve
V. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

Prof. Dr. Erdal İNÖNÜ onuruna

08 – 12 Eylül 2008
Çanakkale

Bilim ve Düzenleme Kurulu

Prof.Dr. Osman DEMİRCAN (ÇOMÜ)
Prof.Dr. M. Emin ÖZEL (ÇOMÜ)
Prof.Dr. Ahmet ERDEM (ÇOMÜ)
Prof.Dr. Edwin BUDDING (ÇOMÜ)
Prof.Dr. Ali ALPAR (Sabancı Ü.)
Prof.Dr. Zeki EKER (TUG)
Prof.Dr. Cafer İBANOĞLU (Ege Ü.)
Prof.Dr. Halil KIRBIYIK (ODTÜ)
Prof.Dr. Ümit KIZILOĞLU (ODTÜ)
Prof.Dr. Dursun KOÇER (İKÜ)
Prof.Dr. Atilla ÖZGÜÇ (Boğaziçi Ü.)
Prof.Dr. Nihal ERCAN (Boğaziçi Ü.)
Prof.Dr. H. Gökmen TEKTUNALI (İstanbul Ü.)
Prof.Dr. Yurdanur TOLUNAY (ODTÜ)
Doç.Dr. Ersin GÖĞÜŞ (Sabancı Ü.)
Doç.Dr. İbrahim KÜÇÜK (Erciyes Ü.)
Doç.Dr. Selim SELAM (Ankara Ü.)

Yerel Düzenleme Kurulu

Prof.Dr. Osman DEMİRCAN
Prof.Dr. Ahmet ERDEM
Prof.Dr. Aysel KARAFİSTAN
Prof.Dr. M. Emin ÖZEL
Prof.Dr. İhsan YILMAZ
Prof.Dr. İsmail TARHAN
Prof.Dr. Uğur CAMCI
Doç.Dr. Hüsnü BAYSAL
Doç.Dr. Caner ÇİÇEK
Yrd.Doç.Dr. Gülnur İkis GÜN
Yrd.Doç.Dr. Faruk SOYDUGAN
Yrd.Doç.Dr.Esin SOYDUGAN
Yrd.Doç.Dr. İbrahim BULUT
Yrd.Doç.Dr. Hicran BAKIŞ
Araş.Gör.Dr. Volkan BAKIŞ
Araş.Gör.Dr. Melis AYGÜN
Araş.Gör.Dr. Hüseyin ÇAVUŞ
Araş.Gör. Sezgin AYGÜN
Araş.Gör. Derya DOĞRU
Araş.Gör. Naci ERKAN
Araş.Gör. Afşar KABAŞ
Araş.Gör. Yasemin KAÇAR
Araş.Gör. Burcu ÖZKARDEŞ
Araş.Gör. Burak ULAŞ
Araş.Gör. Neriman VARLIKLI
Uzman Ahmet BULUT
Uzman S.Serkan DOĞRU
Uzman Mehmet TÜYSÜZ
Okutman Levent ÖZÇAĞ

TÜBİTAK

OPTRONİK

T.C.
ÇANAKKALE
ONSEKİZ MART
ÜNİVERSİTESİ (ÇOMÜ)
ÇOMÜ ASTROFİZİK
ARAŞTIRMA MERKEZİ ve
ULUPINAR GÖZLEMEVİ
ÇAAM
XVI. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
V. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ
08-12 EYLÜL 2008
Prof.Dr. ERDAL İNÖNÜ Onuruna
ÖNEMLİ TARİHLER
Bildiri ve/veya poster ile başvuru için son tarih: 08 Temmuz 2008
Bildiri ve/veya poster özeti gönderimi için son tarih: 08 Temmuz 2008
Dinleyici olarak katılmak için son başvuru tarihi: 25 Ağustos 2008
Bildiri ve poster tam metin gönderme için son tarih: 15 Ağustos 2008
YEREL DÜZENLEME KURULU
Prof.Dr. Osman DEMİRCAN
Prof.Dr. Ahmet ERDEM
Prof.Dr. Aysel KARAFİSTAN
Prof.Dr. M. Emin ÖZEL
Prof.Dr. İhsan YILMAZ
Prof.Dr. İsmail TARHAN
Doç.Dr. Hüsnü BAYSAL
Doç.Dr. Caner ÇİÇEK
Yrd.Doç.Dr. Gülnur İkis GÜN
Yrd.Doç.Dr. Faruk SOYDUGAN
Yrd.Doç.Dr. Esin SOYDUGAN
Yrd.Doç.Dr. İbrahim BULUT
Yrd.Doç.Dr. Hicran BAKIŞ
Araş.Gör.Dr. Volkan BAKIŞ
Araş.Gör.Dr. Melis AYGÜN
Araş.Gör.Dr. Hüseyin ÇAVUŞ
Araş.Gör. Sezgin AYGÜN
Araş.Gör. Derya DOĞRU
Araş.Gör. Naci ERKAN
Araş.Gör. Afşar KABAŞ
Araş.Gör. Yasemin KAÇAR
Araş.Gör. Burcu ÖZKARDEŞ
Araş.Gör. Burak ULAŞ
Araş.Gör. Neriman VARLIKLI
Uzman Ahmet BULUT
Uzman S. Serkan DOĞRU
Uzman Mehmet TÜYSÜZ
Okt. Levent ÖZÇAĞ
BİLİM ve DÜZENLEME KURULU
Prof.Dr. Osman DEMİRCAN (ÇOMÜ)
Prof.Dr. M.Emin ÖZEL (ÇOMÜ)
Prof.Dr. Ahmet ERDEM (ÇOMÜ)
Prof.Dr. Edwin BUDDING (ÇOMÜ)
Prof.Dr. Ali ALPAR (Sabancı Ü.)
Prof.Dr. Zeki EKER (TUG)
Prof.Dr. Cafer İBANOĞLU (Ege Ü.)
Prof.Dr. Halil KIRBIYIK (ODTÜ)
Prof.Dr. Ümit KIZILOĞLU (ODTÜ)
Prof.Dr. Dursun KOÇER (İKÜ)
Prof.Dr. Atilla ÖZGÜÇ (Boğaziçi Ü.)
Prof.Dr. H. Gökmen TEKTÜNALI (İstanbul Ü.)
Prof.Dr. Yurdanur TOLUNAY (ODTÜ)
Doç.Dr. Ersin GÖĞÜŞ (Sabancı Ü.)
Doç.Dr. İbrahim KÜÇÜK (Erciyes Ü.)
Doç.Dr. Selim SELAM (Ankara Ü.)
(Toplantı TÜBİTAK tarafından desteklendiği takdirde katılımcılara (35 yaş altı ve uygun koşulu sağlayanlar) kısmi destek verilebilecektir.)
İLETİŞİM
Araş.Gör.Dr. Volkan BAKIŞ
Tel : 0286 218 0020 / 1820
Faks : 0286 2183305
e-posta : bakisv@comu.edu.tr
tasarım: levent özçağ
http://physics.comu.edu.tr/caam/uak2008

Prof.Dr. Erdal İNÖNÜ

06 Haziran 1926 - 31 Ekim 2007

İsmet ve Mevhibe İnönü'nün oğlu olan Prof.Dr. Erdal İnönü, 1926 yılında Ankara'da doğdu. İlk, orta ve lise öğrenimini Ankara'da yaptı. Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi'nden mezun olduktan sonra Amerika'ya gitti ve Kaliforniya Teknoloji Enstitüsü'nde yüksek lisans ve doktora yaptı. Yurda dönüşünde Ankara Üniversitesi'nde asistan olarak işe başladı ve 1964-1974 yılları arasında ODTÜ'de profesör unvanıyla görev yaptı. Bu üniversitede Rektörlük de yaptıktan sonra 1974'te Boğaziçi Üniversitesi'ne geçti. 1983'te siyasete atılıncaya dek bu üniversitede görev yaptı. Ortadoğu Teknik Üniversitesi ve Boğaziçi Üniversitesi'nde Bölüm Başkanlığı, Fen Edebiyat Fakültesi Dekanlığı, Üniversite Rektörlüğü gibi görevlerde bulundu. Prof.Dr. Erdal İnönü, Türkiye Bilimsel ve Teknik Araştırma Kurumu'nun (TÜBİTAK) kuruluşuna katkıda bulundu ve TÜBİTAK Temel Bilimler Enstitüsü'nde kurucu müdürlük görevini yürüttü. TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin kuruluşunda ve hayata geçirilmesinde çok önemli bilimsel ve politik katkılarda bulundu. Prof.Dr. Erdal İnönü, 1983 yılında siyasete atıldı, uzun yıllar siyasette aktif rol aldı ve zaman zaman devlet yönetiminin üst kademlerinde Başbakan Yardımcılığı ve Dışişleri Bakanlığı gibi önemli görevler üstlenerek Türkiye Cumhuriyeti Tarihinde üstün bilim adamı kimliğinin yanında önemli ve örnek bir siyaset ve devlet adamı olarak izler bıraktı. 2004 yılında fiziğe yaptığı önemli katkılardan dolayı Wigner Madalyası'nı aldı. Son yıllarında Cumhuriyet'in kuruluş dönemi ve öncesine ait ülkemizde gerçekleştirilen bilimsel çalışmaların ortaya çıkarılması ve incelenmesine ağırlık verdi. Aynı zamanda ülkemizin bilimsel ve teknolojik alanlarda geri kalmışlığının nedenlerini sorgulayıcı çalışmalara da imza attı. Yeni kurulan ve gelişmekte olan üniversitelerimize (bu arada ÇOMÜye) verdiği destekler de belirtilmeye değer. 2004'ten bu yana Sabancı Üniversitesi ve TÜBİTAK Feza Gürsey Enstitüsü'nde görev yapmaktaydı.

Prof.Dr. Erdal İnönü, 31 Ekim 2007 günü, tedavi gördüğü hastanede, 81 yaşında yaşamını yitirdi. TBMM'de ve doğduğu Pembe Köşk'te yapılan törenlerden sonra 4 Kasım 2007 Pazar günü Zincirlikuyu Mezarlığı'ndaki aile kabristanında toprağa verildi.

Değerli Gökbilimciler,

Değerli bilimci, düşünür, yazar ve siyasetçimiz Prof. Dr. Erdal İNÖNÜ, Astronomi ve Uzay Bilimleri'ne her zaman ilgi duymuş, ülkemizde bilimin ve bilimsel düşüncenin gelişmesi ve yerleşmesi onun gündeminde öncelikli bir yere sahip olmuştur. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'mizin kuruluşunun her aşamasında gerekli desteklerin sağlanmasında ilgisini hiç esirgemeyen sevgili hocamızı, kongremizin açılış bölümünde bilimsel katkılarıyla andık.

Kongrelerin düzenlenmesinde; ´Birim Temsilcileri´ "Kongre Bilim Kurulu'nda", ÇOMÜ Fizik Bölümü ve Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM) tarafından yerel düzenleme ile ilgili görevlendirilen elemanlarımız ise "Kongre Yerel Düzenleme Kurulu'nda" yer aldılar. Katkıları için kendilerine ayrı ayrı teşekkür ediyorum.

Özel kongre oturumlarında TAD genel kurulu yapıldı, ayrıca UNESCO'nun duyurduğu 2009 astronomi yılı ulusal etkinlikleri planlandı, Ulusal Gözlemevi Çalışmaları gözden geçirildi ve ülkemizde yeni başlatılmış olan 'Gözlemsel Radyo Astronomi Çalışmaları' tartışıldı. Beş tam gün sürecek olan iki kongrede toplam 120 kadar bildiri sunuldu ve tartışıldı. Tebliğ başvurularının fazla ve zaman aralığının dar olması nedeniyle kongre programını oluşturmada oldukça zorlandık; Herkese bir sözlü sunum hakkı verdik. Diğer sunum istekleri poster olacak ama toplantı kitabında tüm sunumlar tam metin basıldı. Çok zorlamamıza rağmen paralel oturum yapmadan program oluşturamadık. Sözlü sunumlar 15'er dakikalık, çağrılı konuşmalar 30 dakikalık oldu. Özel oturumlarda da 30'ar dakikalık uzun bilgilendirme konuşmaları yapıldı. Yedi çağrılı tebliğ son iki yılda atıf indekslerine giren dergilerde en çok yayın yapan ilk yedi kişi tarafından verildi.

Kongrelerin ortak oturumları ÇOMÜ Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM) web sayfasından canlı olarak yayınlandı. İlk kez gerçekleştirilen bu girişimle toplantıya katılamayan astronomlara ve ilgilenenlere toplantıyı internet aracılığıyla uzaktan izleme fırsatı yaratıldı.

Toplantının 4. Perşembe akşamı Üniversite Anfitiyatrosunda halka açık kısa bir müzik dinletisi ve Bonn Üniversitesi'nden Prof Dr Wolfgang Kunt tarafından "100. yılında Tunguska Olayı" başlıklı bir konferans sunuldu.

Kongrelerle ilgili iki önemli yenilik: (i) özetlerin Türkçe ve İngilizce olması ve (ii) Toplantı kitabının iki cilt halinde önceden basılacak olmasıydı, sanıyorum elimizdeki kongre kitaplarıyla bunu başardık. Kitaplardaki tebliğler, 02 Eylül 2008 saat 13:00 e kadar elimize ulaşan metinlerdir. Bize tam metni ulaşmayan tebliğlerin sadece özetleri yayınlanmıştır. Tebliğlerin sayfa sayısında çok fazla kısıtlama uygulanmamıştır. Toplantıyla ilgili bilgiler http://physics.comu.edu.tr/caam/uak2008/ web sayfasından duyurulmuştur. Elimizdeki kongre kitaplarının herkese, özellikle bu alana yeni giren öğrencilere yararlı olmasını diliyorum. Saygılarımla.

Prof. Dr. Osman DEMİRCAN
Kongre Düzenleme Kurulları Adına

.

XVI. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
V. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

Prof. Dr. Erdal İNÖNÜ Anısına

08-12 Eylül 2008, ÇANAKKALE

KONGRE PROGRAMI

08 Eylül 2008 Pazartesi

08.00-09.00 Kayıt

09.00-11.30 I. Açılış Oturumu

- Saygı Duruşu, İstiklal Marşı, ÇOMÜ Tanıtım Filminin Gösterimi, Müzik Dinletisi
- Açılış Konuşmaları; Prof.Dr. Osman DEMİRCAN, Prof.Dr. Ali AKDEMİR (Rektör)
- Erdal İnönü'yü Anıyoruz (Belgesel)
- Prof.Dr. Erdal İNÖNÜ ile ilgili konuşmalar; Prof.Dr. Ali ALPAR , Prof.Dr. Dursun KOÇER, Prof Dr Mehmet E. Özel, Doç Dr Yavuz Unat
- İnönü Ailesine Plaket Verilmesi
- Çay/Kahve Arası (15 dk)

II. Oturum (11.30-13.15) Oturum Başkanı: Prof. Dr. Salih KARAALİ

11:30-12:00 Osman DEMİRCAN Türkiye'de Astronomi Çalışmaları **(Çağrılı Konuşma)**
12:15-12:30 K. Yavuz EKŞİ Aktif Galaktik Çekirdeklerde Yıldız Parçalanması İle Oluşan Disklerin Evrimi
12:45-13:00 Mustafa HELVACI Simbiyotik Yıldızlarda Toz
12:30-12:45 Ayşe U. SIDDIKİ Gökada Merkezindeki Genç Yıldız Diskleri İçin Eğrilikli Disk Oluşum Senaryosu
12:45-13:00 Aysun AKYÜZ M101 Sarmal Galaksisinde Gama Işın Patlama Kalıntılarının Optik Bölgede Araştırılması
13:00-13:15 Tartışma ve Değerlendirme

13.15-14.30 Öğle Yemeği

IIIa. Paralel Oturum (14.30-16.30) A- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Zeki ASLAN

14:30-15:00 Ersin GÖĞÜŞ Sıradışı X-ışını Atarcaları, Yumuşak Gama Tekrarlayıcıları ve Yüksek Manyetik Alana Sahip Nötron Yıldızları **(Çağrılı Konuşma)**
15:15-15:30 Mehtap ÖZBEY Be/X-ışın Sistemlerine Genel Bakış: GRO J2058+42 Sisteminin Tayfsal Gözlemleri.
16:00-16:15 Emrah KALEMCİ Optik Bileşeni Tespit Edilmemiş Yeni INTEGRAL Kaynaklarının TUG İle Gözlemleri
15:30-15:45 Murat HÜDAVERDİ Suzaku X-Işın Uydusu Ve Galaksi Kumeleri Veri Sonucları
15:45-16:00 Sacit ÖZDEMİR X-Işın Çiftlerinin Yüksek Enerji Bölgesindeki Uzun Dönemli Davranışlarının İncelenmesi
16:00-16:15 Burcu BEYGÜ XMM-Newton X-Işın Uydusu ile Gözlenmiş Beş İkili Galaksi Kümesi'nin Yapısal Analizi

16:15-16:30 Mehmet TANRIVER Erken Tür Bileşenlere Sahip EM Cep Ve V745 Cas Sistemlerindeki Rüzgar Geometrisi
16:30-16:45 Tartışma ve Değerlendirme
16.45-17:00 Çay Arası

IIIb. Paralel Oturum (14.30-16.30) B- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Ahmet ERDEM
14:30-14:45 Zeynep BOZKURT Eksen Dönmesi Gösteren Üçlü Sistemler
14:45-15:00 İbrahim BULUT Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldızlar QX Car Ve V397 Cep'de Eksen Dönmesi Analizi
15:00-15:15 Çağlar PÜSKÜLLÜ Algol Türü Çift Sistemler RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V913 Oph'un Yörünge Değişimlerinde
Olası Üçüncü Cisim Etkisi
15:15-15:30 Ahmet BULUT Eksen Dönmesi Gösteren Örten Çift Sistemler CW Cep, OX Cas ve CO Lac'ın Dönem Analizi Çalışması
15:30-15:45 Şeyma ÇALIŞKAN Üç Örten Çift Yıldız Sisteminin Dönem Değişimi: U Coronae Borealıs, DI Pegası ve AH Virgo
15:45-16:00 Serkan DOĞRU Algol Türü Çift Yıldız Sistemlerinde Dönem Değişimleri
16:00-16:15 Yasemin KAÇAR Delta Scuti Bileşenli Bazı Klasik Algollerin Yörünge Dönemi Değişimleri
16:15-16:30 Tartışma ve Değerlendirme
16.30-17:00 Çay Arası

IV. Oturum (17:00-20:00) TAD ve Astronomi Yılı 2009 Oturumu Oturum Başkanı: Prof. Dr. M.Ali ALPAR
17:00-17:20 Zekeriya Müyesseroğlu'nu Anıyoruz (belgesel)
17:20-17:30 ÇOMÜ Fizik Bölümünün Kuruluşunda Katkıda Bulunan Bilim İnsanlarına Plaket Sunulması
17:30-18:00 Ali ALPAR Bilgilendirme Konuşması
18:00-20:00 … Diğer Görüşmeler
20:00-21.00 Akşam Yemeği

09 Eylül 2008 Salı

Va. Paralel Oturum (09.00-11.00) A-Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Serdar EVREN

09:00-09:30 S.Selim SELAM Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmaları ve Bu Alanda Tug'da İlk Adımlar **(Çağrılı Konuşma)**
09:30-09:45 Gülizar GENÇOĞLU Gezegenli Yıldızların Manyetik Aktivitesinin Araştırılması
09:45-10:00 Serdar EVREN Aktif Yıldız II Pegasi'nin 25 Yıllık Geniş Bant Işıkölçümünden Sonuçlar
10:00-10:15 Derya DOĞRU Güney Yarım Küre'den Bir Aktif Yıldız: CF Tuc
10:15-10:30 Caner ÇİÇEK RS CVn Türü Çift Yıldızlar V2075 Cyg ve FG UMa'nın Çok Renk Işıkölçümü
10:30-10:45 Ümit D. GÖKER Güneş Koronasında Şok Dalgaları - Paralel ve Dik Isı İletiminin Koronadaki Önemi ve Tek-akışkanlı ve İki-akışkanlı Yapının Karşılaştırılması
10:45-11:00 Tartışma, Değerlendirme

Vb. Paralel Oturum (09.00-11.00) B-Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Ümit KIZILOĞLU

09:00-09:15 Rennan PEKÜNLÜ Sonlu Larmor Yarıçapı ve Isı İletkenliğinin Manyetikdönme Kararsızlığı Üzerine Olan Etkileri
09:15-09:30 Tansel AK Güneş Civarındaki Kataklismik Değişenlerin Kinematik Özellikleri
09:30-09:45 Dicle Z. ÇAMURDAN Sönük Kataklismik Değişen Yıldızların Fotometrik Gözlemleri
09:45-10:00 Hulusi GÜLSEÇEN Kataklismik Değişen SDSS J1730+6248'in ROTSE Verilerinden Süperhump Araştırması
10:00-10:15 Melike AFŞAR UU Sagitte ve V477 Lyrae Örten Çift Yıldızlarının İki-Renk Işıkölçümü: Büyük Yarıçaplı İkinci Bileşenler
10:15-10:30 M. Türker ÖZKAN U Gem'de Disk Rüzgarları
10:30-10:45 F. Zehra ERİŞ V444 Cyg Çift Yıldız Sisteminin 2007 Yılı Fotometrik Gözlemleri
10:45-11:00 Mukadder İğdi ŞEN XMM-Newton ile VW Hyi'nin X-Işın Analizi
11:00-11:15 Tartışma, Değerlendirme

11:15-11:30 Çay arası

VI. Oturum (11:30-13:15) RADYO ASTRONOMİ OTURUMU Oturum Başkanı: Doç. Dr. İbrahim KÜÇÜK

11:30-12:00 İbrahim KÜÇÜK Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi Yer Seçimi Çalışmaları ve Erciyes Üniversitesi'nde Radyo Astronomi Çalışmaları
12:00-12:15 M. Emin ÖZEL Türkiye'de Radyo Astronomi Çalışmalarının Geçmişi ve Gelecek İçin Öneriler
12:15-12:30 Sedat ONAY Radyo Astronomiye Tahsis Edilen Gözlem Frekansları ve Türkiye'deki uygulamaları
12:30-12:45 Şükriye ÖZ Türkiye'de Radyo Astronomi Çalışmaları: Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi Yer Seçimi Çalışmalarında Meteorolojik, Atmosferik ve Elektromagnetik Ölçümlerin Değerlendirilmesi
12:45-13:00 Mikail SARIKAYA Erciyes Üniversitesi Radyo Teleskopları İçin Takip Sistemi ve Yazılım Tasarımı
13:00-13:30 Tartışma ve Değerlendirme

13:30-14:30 Öğle yemeği

VII. Oturum (14:30-17.00) TUG OTURUMU Oturum Başkanı: Prof. Dr. Zeki EKER

14:30-14:45 Zeki EKER TUG'da Yeni Gözlem Projesi Hazırlama ve Değerlendirme Esasları
14:45-15:00 Uğur CAMCI Türkiye'de "Sanal Gözlemevi" (VO)
15:00-15:15 Tuncay ÖZIŞIK TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ: Teknik, Yapısal ve İdari Olanakları İle Bugünü
15:30-15:45 Zeki ASLAN TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Kazan Devlet Üniversitesi ve Nikolaev Astronomi Gözlemevi Arasında Bilimsel İşbirliği
15:45-16:00 Berahitdin ALBAYRAK Ankara Üniversitesi Rasathane'sinde Bilimsel, Popüler Ve Eğitsel Etkinlikler
16:00-16:15 Osman DEMİRCAN ÇOMÜ Ulupınar Gözlemevi 1.2-m Teleskop Projesi
16:15-16:30 Ethem DERMAN TUG Arşiv Projesi
16:30-16:45 Tamer AKIN Teleskop Kubbelerinin Otomasyonu ve ÇOMÜ Ulupınar Gözlemevi Teleskop Kubbelerine Uygulanması
16:45-17:00 Tartışma, Değerlendirme

17:00-19:00 Serbest Saat
19:00-22:00 Gözlemevini Ziyaret
19:30-20:30 Gözlemevinde Akşam Yemeği, Yürüyüş ve Sohbet
22:00 Gözlemevinden Dönüş

10 Eylül 2008 Çarşamba

V. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ
ÖĞRENCİ SUNUMLARI

I. Oturum (09.30-11.15) Oturum Başkanı: Prof. Dr. Sacit ÖZDEMİR
09:30-09:45 Arif SOLMAZ Güneş Dışı Gezegenler
09:45-10:00 Günseli ERDOĞAN XY Leo Örten Çift Yıldız Sisteminin Dönem Değişimi
10:00-10:15 Şeyda ŞEN ITSD: SSP Türü Fotoelektrik Fotometreler İçin Yazılan Yeni Bir Gözlem Programı
10:15-10:30 M. Hande TAMER Astronomide Yaygın Öğrenim Arayışları ve Meyvesi Beyaz Cüce
10:30-10:45 Arzu YOLKOLU 10 - 18 Yaş Arası Gençler Arasında Astronominin Yaygınlaştırılması Üzerine Proje ve Yöntemler
10:45-11:00 Kubilay AKDEMİR Gökyüzü Fotoğrafçılığı - Güneş Tutulması Fotoğraf Çekimleri ve Tutulma Avcıları Belgesel Filmi
11:00-11:15 Tartışma ve Değerlendirme
11.15-11.30 Çay Arası

II. Oturum (11.30-12.45) Oturum Başkanı: Prof. Dr. Uğur CAMCI
11:30-11:45 M. Hande TAMER Tabu#1: Bilimsel Makale Yazmak Çok Zordur(!)
11:45-12:00 Nurcan AKTÜRK Epsilon Aurigae'nin Işık Değişimlerinin Araştırılması
12:00-12:15 Figen YILMAZ Kozmik Işın Kaynakları ve γ-Işın Patlamaları
12:15-12:30 Yağmur KARAN Radyo Atarcalarında Işınım Süreçleri
12:30-12:45 Elif YARBASAN Pulsarlar
12:45-13:00 Tartışma ve Değerlendirme
13.00-14.30 Öğle Yemeği

SOSYAL PROGRAM
14.30 Rehber eşliğinde Gelibolu / Truva gezisi

11 Eylül 2008 Perşembe

VIII. Oturum (09.00-11.15) Oturum Başkanı: Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU
09:00-09:30 Faruk SOYDUGAN Algollerde Salt Parametreler ve Açısal Momentum **(Çağrılı Konuşma)**
09:30-09:45 Hicran BAKIŞ Be Bileşenli Etkileşen Çift Sistem: R Arae
09:45-10:00 Hasan AK HD 10308 Çoklu Sisteminin TUG Yüksek Çözünürlüklü Coude Tayflarının Analizi
10:00-10:15 Esma YAZ Ayrık Çift Yıldızlar İçin Yeni Mutlakkadir Kalibrasyonları
10:15-10:30 N. Filiz AK IX Per Sisteminin Yüksek Çözünürlüklü Coude-Echelle Tayflarının Analizi
10:30-10:45 Zahide TERZİOĞLU ASAS 013630+0150.3 Yıldız Sisteminin İlk Tayfsal ve Fotometrik Analizi
10:45-11:15 Tartışma ve Değerlendirme
11.15-11.30 Çay Arası

IX. Oturum (11.30-13.15) Oturum Başkanı: Prof. Dr. İhsan YILMAZ
11:30-12:00 Cafer İBANOĞLU Algol Türü Örten Çift Yıldızların Işıkölçüm ve Tayf Gözlemleri **(Çağrılı Konuşma)**
12:00-12:15 Volkan BAKIŞ Scorpius-Centaurus Oymağındaki Çift/Çoklu Sistemlerin Özellikleri. Örnek Çalışma: η Muscae ve V831 Centaurus
12:15-12:30 H. Gökhan GÖKAY ES Cnc Blue Straggler Yıldızının Tayfsal ve Fotometrik Analizi
12:30-12:45 Deniz ÇOKER M67 Kümesinde Seçilmiş Bazı Blue Stragglers'ların Tayf Türlerinin Belirlenmesi
12:45-13:00 Suzan DOĞAN HgMn yıldızlarının Fiziksel Parametreleri ve Yayılma Mekanizmasının Bu Parametrelere Bağlılığı
13:00-13:15 Tartışma ve Değerlendirme
13.15-14.30 Öğle Yemeği

Xa. Paralel Oturum (14.30-16.30) A- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Aysun AKYÜZ
14:30-15:00 Selçuk BİLİR Yüksek Galaktik Enlemli Yıldız Alanlarının SDSS Verilerinden Galaktik Model Parametrelerinin Tayini **(Çağrılı Konuşma)**
15:00-15:15 Salih KARAALİ Galaksi Model Parametrelerinin Bağımlılığı
15:15-15:30 Serap AK 2MASS, SDSS ve BVRI Fotometrik Sistemleri Arasındaki Dönüşüm Formülleri
15:30-15:45 Evrim KIRAN Yeni Belirlenen Açık Kümelerin İlk Kapsamlı Fotometrik İncelemesi
15:45-16:00 İnci AKKAYA Açık Yıldız Kümelerinin CCD UBVRI Fotometrisi: NGC 6631, Be 89, Ru 135, Be 10
16:00-16:15 Özgür BAŞTÜRK Deneb (α Cyg) Yıldızının TUG Coude Echelle Tayflarının Karşılaştırmalı Analizi
16:15-16:30 Tartışma ve Değerlendirme
16.30-17.00 Çay Arası

Xb. Paralel Oturum (14.30-16.45) B- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Dursun KOÇER

14:30-14:45 Ahmet ERDEM Renkküre Kökenli Çizgi Kesiti ve Plaj Modeli
14:45-15:00 Kadri YAKUT Açısal Momentum Kayıp Mekanizmaları ile Yakın Çift Yıldızların Evrimi
15:00-15:15 Günay TAŞ Zayıf Çizgili T Tauri Yıldızlarının Yüzey Manyetik Aktivitesi
15:15-17:30 Orkun ÖZDARCAN Genç Yıldızlarda Yüzey Manyetik Aktivitesi ve Evrim İlişkisi
15:30-15:45 H. Ali DAL Flare Mekanizmalarının Karşılaştırılması Açısından AD Leo ve DO Cep Flarelerinin İstatistiksel Analizi
15:45-16:00 Burcu ÖZKARDEŞ Güney Yarımküre W Uma Türü Sistemi: CN Hydri
16:00-16:15 Rahşan KALCI V1191 Cyg: Işık Eğrisi Ve Dönem Analizi
16:15-16:30 H. Hasan ESENOĞLU 2002 Yılında Rastlanan Uzun Yaşamlı Bir Güneş Lekesi
16:30-16:45 Tartışma ve Değerlendirme
16:45-17.00 Çay Arası

XI. Oturum (17.00-19:00) İngilizce Sunumlar * Oturum Başkanı : Prof. Dr. M. Emin ÖZEL

17:00-17:45 Zdenek MIKULASEK Rotational Periods of Magnetic Chemically Peculiar Stars
17:45-18:15 Jiri KRTICKA The Nature of the Light Variations of Chemically Peculiar Stars
18:15-18:35 Miloslav ZEJDA Period Study of TW Draconis
18:35-19:00 Tartışma ve Değerlendirme
19:00-20:00 Akşam Yemeği
20:00-22:30 Müzik Dinletisi (15dk) ve Halka Açık Konferans (Bonn Üniversitesinden Prof. Wolfgang Kundt, "1908 Tunguska Meteorunun 100. Yılı", Yer: Terzioğlu Yerleşkesi Amfi Tiyatrosu)

12 Eylül 2008 Cuma

XIIa. Paralel Oturum (09:00-10:45) A- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Berahitdin ALBAYRAK

09:00-09:15 Halil KIRBIYIK Eksensel Dönmenin Bazı Delta Scuti Yıldızlarının Salınım Frekansları Üzerine Etkileri
09:15-09:30 Esin SOYDUGAN Algollerde Delta Scuti Türü Zonklamalar
09:30-09:45 Aslı ELMASLI Delta Scuti Yıldızların Modlarının Belirlenmesi
09:45-10:00 Tunç ŞENYÜZ Delta Scuti Bileşenli Algol Türü Bir Çift Sistem: EF Herculis
10:00-10:15 Esin SİPAHİ Gökadamızda Keşfedilen Tür II Cepheid Bileşenli İlk Örten Çift Yıldız Sisteminin Işıkölçümü
10:15-10:30 Tartışma ve Değerlendirme

10:30-11:00 Çay Arası

XIIb. Paralel Oturum (09:00-10:45) B- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Gökmen TEKTUNALI

09:00-09:30 Şölen BALMAN Klasik Ve Tekrarlayan Novalarin X-Işını Evrimleşmelerinde Son Yıllardaki Yenilikler
09:30-09:45 Aybüke Küpcü YOLDAŞ Gamma-ray Bursts: GROND Observations
09:45-10:00 Gülnur İkis GÜN EI Psc'nin Optik CCD Fotometrisi ve Rosat X-Işın Analizi
10:00-10:15 Ali DÖNMEZ INTEGRAL – OMC Kamerası ile elde Edilen Bazı Örten Çiftlerin Işık Eğrisi Analizi
10:15-10:30 H.Volkan ŞENAVCI SW Lac'ın TUG - TFOSC Tayfları
10:30-10:45 Tartışma ve Değerlendirme

10:45-11:00 Çay Arası

XIIIa. Paralel Oturum (11.00-13:00) A- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Halil KIRBIYIK

11:00-11:30 İhsan YILMAZ Evrenin İlk Anlarındaki Kuark Gluon Madde **(Çağrılı Konuşma)**
11:30-11:45 Özgür AKARSU Anizotropik Karanlık Enerjinin Varlığında Bazı Evren Modelleri
11:45:12:00 Canan DEMİREL N-Boyutlu Uzay Zamanda Karanlık Madde, Karanlık Enerji ve Baryonik Madde Çözümleri
12:00-12:15 Kutluay YÜCE Tübitak Ulusal Gözlemevi - Coude Eşel Tayfları'nın Tayfsal Karakteristikleri
12:15-12:30 Naci ERKAN Değen Çift FU Draconis'in Işık Eğrisi Çözümlemesi
12:30-13:00 Tartışma, Değerlendirme ve çay arası

XIIIb. Paralel Oturum (11.00-13.00) B- Salonu Oturum Başkanı: Prof. Dr. Ethem DERMAN

11:00-11:15 Ömür ÇAKIRLI Küçük kütleli örten çift yıldız: NSVS02502726
11:15-11:30 Özlem KOCAHAN Türkiye'de Meteorit / Göktaşı Çalışmaları
11:30-11:45 Ayşegül TEKER 15 Vul Yıldızının Tayfsal Analizi: İlk Sonuçlar
11:45-12:00 Tolgahan KILIÇOĞLU 20 Cvn Yıldızının Kimyasal Bolluk Analizi
12:00-12:15 Ahmet DEVLEN ROTSE 3d Gözlemlerinde Örten Değişen Yıldız Taraması
12:15-12:30 Yahya DEMİRCAN ASAS 25832+0552.4 Örten Çift Yıldız Sisteminin İlk Tayfsal Ve Fotometrik Analizi

12:30-12:45 Lale ÇELİK ST Boo ve RR Leo'nun Frekans Analizlerinin Ön Sonuçları
12:45-13:00 Tartışma ve Değerlendirme
13:00-14.30 Öğle Yemeği

XIV. Oturum (14.30-16:15) Oturum Başkanı: Prof. Dr. Osman DEMİRCAN
14:30-14:45 Afşar KABAŞ Bazı Ana Kuşak Asteroitlerin Işık Eğrileri Ve Yorumları
14:45-15:00 Neslihan ALAN Etkin Çift Yıldız Sistemi V772 Her'in 2007 Yılı CCD Gözlemleri
15:00-15:15 Tuba UYMAZ Ali Kuşçu ve Osmanlı Astronomisi Üzerine Etkisi
15:15-15:30 İnan KALAYCIOĞULLARI Türkiye'de Modern Astronominin Yerleşmesinde Yabancıların Rolü
15:30-15:45 Müge ÖZGÖNÜL Orta Öğretimde Astronomi ve Uzay Bilimleri Dersi Programı ve Uygulaması
15:45-16:00 Zeynep GÜREL Fizik Öğretmenliği Eğitiminde Astronomi Uygulamaları
16:00-16:15 Nihat ARIKAN Kırşehir Cacabey Gök Bilimleri Medresesinde Göksel Küreler ve Yaklaşımları
16:15-16:30 Tartışma ve Değerlendirme

XV. Oturum (16:30-17:00) KAPANIŞ OTURUMU ve KONGRENİN DEĞERLENDİRİLMESİ

POSTER BİLDİRİLER

Nazım AKSAKER - Kuzey Yarıküredeki Seçilmiş Gezegenimsi Bulutsuların Tfosc İle Tayfsal Gözlemleri

Melis AYGUN - Silindirik Simetrik Marder Uzay-Zamanında Enerji-Momentum Probleminin Araştırılması

Sezgin AYGÜN - Robinson uzay-zamanında enerji-momentum probleminin araştırılması

M. B. BABAYEV - Typical Variations Of The Light curve Of Novae

Hicran BAKIŞ - Be Bileşenli Etkileşen Çift Sistem: Hz CMa

Volkan BAKIŞ - V822 Aquila Algol-Türü Yakın Çift sistemin UBVR Fotometresi ve Yüksek Çözünürlüklü Tayfsal Gözlemleri

Nazlı D. DAĞTEKİN - Radyo Astronomide Görüntü İşleme Ve AIPS İle Bir Uygulama

Gaye DANIŞAN - Dünya'da Arkeoastronomi Çalışmaları Ve Türkiye'ye Uygulanması Astrobiyoloji: Yaşamın Serüveni Üzerine Bir Deneme

Naci ERKAN - 17P / HOLMES

Adnan ERKURT - Galaksi Kümelerinin Morfolojisi

H. Gökhan GÖKAY - Tübitak Ulusal Gözlemevi Tayfsal Sönümleme Eğrisi ve g'r'i' Fotometrik Sönümleme ve Alet Katsayıları

Asuman GÜLTEKİN - Hα Spektrel Çizgisinde Gözlenen Kromosferik İnce Yapılara Ait Fiziksel Parametreler

Ümit KIZILOĞLU - Uzun, Orta Ve Kısa Dönemli Değişimler Gösteren Bazı Be/X-Işın Çıft Yıldız Sistemleri

H. Hüseyin MENTEŞE - Kuruluşundan Günümüze İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Ve Uzay Bilimleri Bölümü

Özgecan ÖNAL - XRO 080109: Şok Kırılması Olayı mı?

Çağlar PÜSKÜLLÜ - Seçilmiş Bazı Sıcak Yıldızların HST - Moröte Tayflarında P Cygni Profilleri

Talat SAYGAÇ - Nemrut Dağındaki Aslan Horoskop

Günay TAŞ - NGC 1342 Kümesinin Mavi Aykırı Yıldızları

Zahide TERZİOĞLU - Fotometrik Kütle Oranının Bulunması

Cahit YEŞİLYAPRAK - Palandöken Dağı'nın Atmosferik Özellikleri
Ccd Verilerinden Değişen Yıldız Tespiti Ve Analizi
Rotse Ve Açık Kümelerde Değişen Yıldız Avı

TÜRKİYE'DE ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI: 2006-2007

Osman Demircan
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü ve Gözlemevi

ÖZET

2006 ve 2007 yıllarında Türk Üniversitelerinde astronomi/astrofizik araştırmalarının (yayınlar ve projeler) güncel durumu, ve astronomi/astrofiziği de kapsayan birçok alanın genel Türk bilimine katkıları çalışılmış, çizelgeler ve grafikler halinde sunulmuştur.

ABSTRACT

Current status of the astronomy/astrophysics research (publications and running projects) in Turkish Üniversities in two years 2006 and 2007, and contribution in different areas including astronomy/astrophysics to Turkish owerall science were studied and presented in tabular and graphical forms.

1. Giriş

Türkiye'de bilimin ölçülmesi (scientometry) çalışmalarını ben 1974 yılında Prof Dr Erdal İnönü'den öğrendim. Erdal Bey o yıl Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi'nde TÜBİTAK'in desteklediği genel fen bilimleri kongresinde böyle bir tebliğ sunmuştu ve öz olarak Türkiye'de batılı anlamda bilimsel araştırmanın ilk kez 1933 üniversite reformuyla yabancı bilim adamları tarafından tez

çalışmalarıyla nasıl başlatıldığını ve çalışmaların nasıl geliştiğini anlatmıştı. Daha sonra Prof Dr Muammer Dizer'den 1984 Ulusal Astronomi Toplantısı'nda dinlediğim 'Türk Astronomisinin uluslar arası Ortamdaki Yeri' başlıklı tebliğinde Türk astronomlarının ilk yurt dışı makalesinin 1935 te yayınlanan bir tez çalışması olduğunu, Türk üniversitelerinde çalışan yabancı uyruklu astronomların 1967 ye kadar Türk astronomisine katkıda bulunduklarını öğreniyoruz. Benzer çalışmayı 1988 yılında ben de yaptım ve o yıl Ege Üniversitesi'nde yapılan VI. Ulusal Astronomi Kongresi'nde sundum. Bu çalışmalardan anlıyoruz ki Türkiye'de astronomi altyapısı, olanakları, yetişmiş insan gücü ve etkinlikleri zaman geçtikçe birbirine paralel olarak hızla artmıştır. Bu çalışmada Türkiye'de astronomi çalışmalarının güncel durumu 2006 ve 2007 yıllarında doktoralı yetişmiş insan gücünün kurumlara dağılımı, bu yıllarda atıf indekslerine giren dergilerde yapılan yayınlar, yürütülen projeler ve son olarak birçok alanla beraber astronomi/astrofizik çalışmalarının genel Türkiye bilimine katkısı özetlenecektir.

2. Türk Üniversitelerinde Çalışan Doktoralı Öğretim üyesi/elemanı sayıları

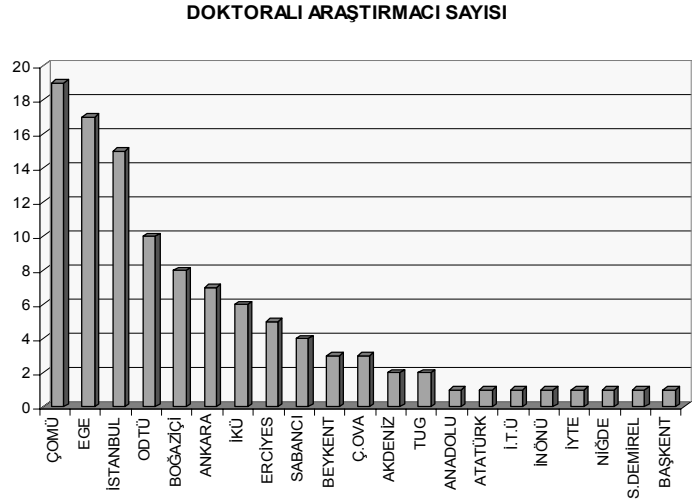
Türkiye'de 2006 ve 2007 yıllarında toplam 20 üniversite ve TUG olmak üzere 21 ayrı kurumda astronomi/astrofizik alanında doktoralı 109 öğretim üyesi/elemanı çalışmaktadır. Çalışanların kurumlara göre dağılımı aşağıdaki çizelgede ve grafikte verilmektedir.

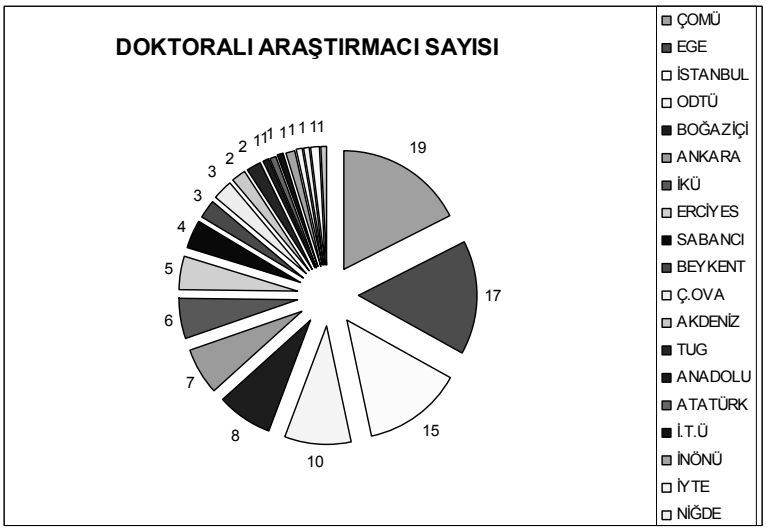
Çizelgede sadece 21 üniversitede astronomi/astrofizik alanında doktoralı eleman bulunduğu görülmektedir. Ayrıca, Sabancı ve Erciyes Üniversitelerinde astronomi/astrofiziğin yakın geçmişte yapılandığı, Ankara Üniversitesinde astronomi/astrofizik alanında doktoralı eleman sayısının geçmiş yıllarda başka üniversitelere ve emekliye ayrılma nedeniyle hızlı bir azalma gösterdiği, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi'nde de yeni eleman alımlarıyla astronomi/astrofizik alanında doktoralı eleman sayısının 2000 yılı sonrasında hızla arttığı bilinmektedir. Yakın geçmişte Samsun 19

Mayıs Üniversitesine eğitim amaçlı bir gözlemevi kurulduğu halde burada astronomi/astrofizik alanında doktoralı eleman bulunmadığı için çizelgede yer almamaktadır.

Tablo 1. *Türk üniversitelerinde çalışan doktoralı elemanların kurumlara dağılımı*

No	Kurum	Doktoralı Ö.Ü./ Ö.Elemanı
1	ÇOMÜ	19
2	EGE	17
3	İSTANBUL	15
4	ODTÜ	10
5	BOĞAZİÇİ	8
6	ANKARA	7
7	İKÜ	6
8	ERCİYES	5
9	SABANCI	4
10	BEYKENT	3
11	Ç.OVA	3
12	AKDENİZ	2
13	TUG	2
14	ANADOLU	1
15	ATATÜRK	1
16	İ.T.Ü	1
17	İNÖNÜ	1
18	İYTE	1
19	NİĞDE	1
20	S.DEMİREL	1
21	BAŞKENT	1


DOKTORALI ARAŞTIRMACI SAYISI
20
18
16
14
12
10
8
6
4
2
0
ÇOMÜ
EGE
İSTANBUL
ODTÜ
BOĞAZİÇİ
ANKARA
İKÜ
ERCİYES
SABANCI
BEYKENT
Ç.OVA
AKDENİZ
TUG
ANADOLU
ATATÜRK
İ.T.Ü
İNÖNÜ
İYTE
NİĞDE
S.DEMİREL
BAŞKENT


DOKTORALI ARAŞTIRMACI SAYISI
19
17
15
10
8
7
6
5
4
3
3
2
2
1
1
1
1
1
ÇOMÜ
EGE
İSTANBUL
ODTÜ
BOĞAZİÇİ
ANKARA
İKÜ
ERCİYES
SABANCI
BEYKENT
Ç.OVA
AKDENİZ
TUG
ANADOLU
ATATÜRK
İ.T.Ü
İNÖNÜ
İYTE
NİĞDE

3. Türk astronomlarının 2006-2007 yıllarında yaptığı yayınlar

Yayınlar "Web of Science" veri tabanında ve NASA/ADS veri tabanında karşılaştırmalı araştırılmış ve doktoralı araştırmacıların yaptıkların yayın sayıları çıkarılmıştır.

Ortak yazarlı makaleler çok sayıda olduğundan iki yıllık toplam yayın sayısını söylemek çok kolay değildir. Bunun yanında, bu iki yıl içinde kurulan ve başka üniversitelere giderek adres değişikliği yapanların yayınlarının hangi kuruma ait olduğu konusunda karışıklıklar olabilir. İsim isim yapılan araştırmada kişilerin iki yıllık yayın sayılarında olası hatalar daha azdır.

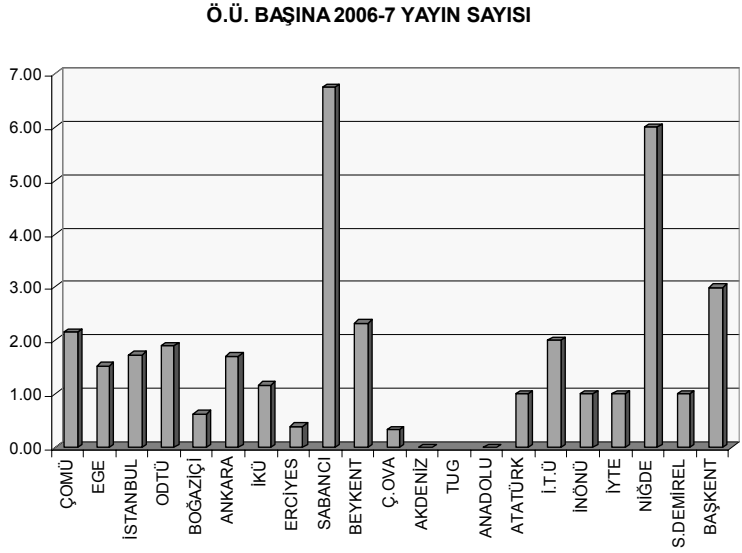
108 doktoralı çalışan araştırmacının kurumları ile birlikte yayın sayıları aşağıda 2 çizelgede verilmiştir. Yayınların kurumlara dağılımını gösteren Çizelge 2 nin son sütununda ilgili kurum için öğretim üyesi başına yayın sayısı verilmiştir.

Tablo 3 de, ilk 23 sırada aynı yayın sayısına sahip olanlar, tek yazarlı makale + A grubu dergide yayın sayısı fazla olanlar ön sırada yer almışlardır. Daha sonraki sıralamalarda aynı yayın sayısına sahip olanlar rasgele dizilmiştir.

Tablo 2. *2006-2007 yayınlarının kurumlara dağılımı ve öğretim üyesi başına yayın sayıları*

No	Kurum	Doktoralı Sayısı	Toplam Yayın	Yayın/Ö.Ü.
1	ÇOMÜ	19	41	2.16
2	EGE	17	26	1.53
3	İSTANBUL	15	26	1.73
4	ODTÜ	10	19	1.90
5	BOĞAZİÇİ	8	5	0.63
6	ANKARA	7	12	1.71
7	İKÜ	6	7	1.17
8	ERCİYES	5	2	0.40
9	SABANCI	4	27	6.75
10	BEYKENT	3	7	2.33
11	Ç.OVA	3	1	0.33
12	AKDENİZ	2	0	0.00
13	ANADOLU	1	0	0.00

14	ATATÜRK	1	1	1.00
15	İ.T.Ü	1	2	2.00
16	İNÖNÜ	1	1	1.00
17	İYTE	1	1	1.00
18	NİĞDE	1	6	6.00
19	S.DEMİREL	1	1	1.00
20	BAŞKENT	1	3	3.00



Tablo 2 de kurumlar eleman sayılarına göre sıraya konmuştur. İki yılda toplam 188 yayın 108 kişi tarafından yapılmıştır. İki yılın ortalaması yıllık yayın sayısı 94 ve kişi başı yayın sayısı 1.7 dir. Çok kişinin çalıştığı kurumlar arasında öğretim üyesi başına yayın sayısı bakımından çok eleman çalıştırdığı halde ÇOMÜ'nün eniyi konumda olması eleman seçimini iyi yaptığını göstermektedir. Az yayın yapanlar ilgili kurumun Yayın/Ö.Ü. oranını düşürmektedir.

Tablo 3. *Türkiye'de astronomi/astrofizik alanında çalışan 108 doktoralı araştırmacının "web of science" veritabanına göre 2006-2007 (iki yıllık) yayın sayıları.*

ASTRONOMİ/ASTROFİZİK ALANINDA DOKTORALI ARAŞTIRMACILAR LİSTESİ - YAYIN SIRALAMASI

NO	AD-SOYAD		2006-2007 YAYIN SAYISI	KURUM
1	Osman DEMİRCAN	Ö.Ü.	16	ÇOMÜ
2	Ersin GÖĞÜŞ	Ö.Ü.	15	SABANCI
3	Cafer İBANOĞLU	Ö.Ü.	12	EGE
4	İhsan YILMAZ	Ö.Ü.	12	ÇOMÜ
5	Selçuk BİLİR	Ö.Ü.	11	İÜ
6	Ümit KIZILOĞLU	Ö.Ü.	11	ODTÜ
7	Faruk SOYDUGAN	Ö.Ü.	9	ÇOMÜ
8	S. Selim SELAM	Ö.Ü.	9	ANKARA
9	Emrah KALEMCİ	Ö.Ü.	8	SABANCI
10	M. Emin ÖZEL	Ö.Ü.	8	ÇOMÜ
11	Esin SOYDUGAN	Ö.Ü.	7	ÇOMÜ
12	Ahmet ERDEM	Ö.Ü.	7	ÇOMÜ
13	Salih KARAALİ	Ö.Ü.	7	BEYKENT
14	Melis AYGÜN	Dr. Arş. Gör.	7	ÇOMÜ
15	Berahitdin ALBAYRAK	Ö.Ü.	7	ANKARA
16	Altan BAYKAL	Ö.Ü.	6	ODTÜ
17	Orhan DÖNMEZ	Ö.Ü.	6	NİĞDE
18	M. Ali ALPAR	Ö.Ü.	6	SABANCI
19	Zeynep BOZKURT	Dr.Arş.Gör.	5	EGE
20	Kadri YAKUT	Dr.Arş.Gör.	5	EGE
21	Ömer L. DEĞİRMENCİ	Ö.Ü.	5	EGE
22	Serap AK	Ö.Ü.	5	İÜ
23	İsmail TARHAN	Ö.Ü.	5	ÇOMÜ
24	Hüsnü BAYSAL	Ö.Ü.	4	ÇOMÜ
25	İbrahim BULUT	Ö.Ü.	4	ÇOMÜ
26	Hicran BAKIŞ	Ö.Ü.	4	ÇOMÜ
27	Volkan BAKIŞ	Dr. Arş.Gör.	4	ÇOMÜ
28	Ömür ÇAKIRLI	Dr. Arş.Gör.	4	EGE
29	Zeki ASLAN	Ö.Ü.	4	İKÜ
30	Yüksel KARATAŞ	Ö.Ü.	4	İÜ
31	Tansel AK	Ö.Ü.	4	İÜ
32	Ünal ERTAN	Ö.Ü.	4	SABANCI
33	Kutluay YÜCE	Ö.Ü.	3	ANKARA
34	Zeki EKER	Ö.Ü.	3	ÇOMÜ
35	Uğur CAMCI	Ö.Ü.	3	ÇOMÜ
36	Edwin BUDDİNG	Ö.Ü.	3	ÇOMÜ
37	Serdar EVREN	Ö.Ü.	3	EGE

38	Günay TAŞ	Ö.Ü.	3	EGE
39	Nilgün KIZILOĞLU	Ö.Ü.	3	ODTÜ
40	Şölen BALMAN	Ö.Ü.	3	ODTÜ
41	S. Çağdaş İNAM	Ö.Ü.	3	BAŞKENT
42	İrek KHAMITOV	Araştırmacı	3	TUG
43	Mustafa HELVACI	Ö.Ü.	2	ANKARA
44	Esat HAMZAOĞLU	Ö.Ü.	2	BEYKENT
45	E. Nihal ERCAN	Ö.Ü.	2	BOĞAZİÇİ
46	Atilla ÖZGÜÇ	Ö.Ü. / Kandilli	2	BOĞAZİÇİ
47	Tamer ATAÇ	Ö.Ü. / Kandilli	2	BOĞAZİÇİ
48	Caner ÇİÇEK	Ö.Ü.	2	ÇOMÜ
49	M. Can AKAN	Ö.Ü.	2	EGE
50	Mutlu YILDIZ	Ö.Ü.	2	EGE
51	Melike AFŞAR	Dr.Arş.Gör.	2	EGE
52	Hasan AK	Ö.Ü.	2	ERCİYES
53	Hakan ERKUT	Ö.Ü.	2	İKÜ
54	Hülya ÇALIŞKAN	Ö.Ü.	2	İÜ
55	K. Yavuz EKŞİ	Ö.Ü	2	İTÜ
56	Birol GÜROL	Ö.Ü.	1	ANKARA
57	Cahit YEŞİLYAPRAK	Ö.Ü.	1	ATATÜRK
58	Aşkın ANKAY	Ö.Ü.	1	BOĞAZİÇİ
59	Saffet YEŞİLYURT	Ö.Ü. / Kandilli	1	BOĞAZİÇİ
60	Aysel KARAFİSTAN	Ö.Ü.	1	ÇOMÜ
61	Hüseyin ÇAVUŞ	Dr. Arş.Gör.	1	ÇOMÜ
62	İlhami YEĞİNGİL	Ö.Ü.	1	ÇUKUROVA
63	Muhittin ŞAHAN	Ö.Ü.	1	ÇUKUROVA
64	Can Battal KILINÇ	Ö.Ü.	1	EGE
65	Varol KESKİN	Ö.Ü.	1	EGE
66	Rennan PEKÜNLÜ	Ö.Ü.	1	EGE
67	M. Türker ÖZKAN	Ö.Ü.	1	İÜ
68	Tuncay ÖZDEMİR	Ö.Ü.	1	İNÖNÜ
69	Belinda KALOMENİ	Ögr. Gör.Dr.	1	İYTE
70	Selçuk BAYIN	Ö.Ü.	1	ODTÜ
71	Halil KIRBIYIK	Ö.Ü.	1	ODTÜ
72	Rikkat CİVELEK	Ö.Ü.	1	ODTÜ
73	Sinan Kaan YERLİ	Ö.Ü.	1	ODTÜ
74	Melahat ASLAN	Ö.Ü	1	S. DEMİREL
75	Tuncay ÖZIŞIK	Araştırmacı	1	TUG
76	Hüseyin KILIÇ	Ö.Ü.	0	AKDENİZ
77	Fatma GÖK	Ö.Ü.	0	AKDENİZ
78	Metin ALTAN	Ö.Ü.	0	ANADOLU
79	Ethem DERMAN	Ö.Ü.	0	ANKARA
80	Fehmi EKMEKÇİ	Ö.Ü.	0	ANKARA
81	İlhami YAVUZ	Ö.Ü.	0	BEYKENT
82	John FREELY	Ö.Ü.	0	BOĞAZİÇİ
83	Haşmet BÖLGE	Ö.Ü. / Kandilli	0	BOĞAZİÇİ
84	Engin SÖZEN	Ö.Ü. / Kandilli	0	BOĞAZİÇİ
85	Gülnur İkis GÜN	Ö.Ü.	0	ÇOMÜ

86	Aysun AKYÜZ	Ö.Ü.	0	ÇUKUROVA
87	Zeynel TUNCA	Ö.Ü.	0	EGE
88	Ömür GÜLMEN	Ö.Ü.	0	EGE
89	Cengiz SEZER	Ö.Ü.	0	EGE
90	Ahmet DEVLEN	Ö.Ü.	0	EGE
91	İbrahim KÜÇÜK	Ö.Ü.	0	ERCİYES
92	F. Fikri ÖZEREN	Ö.Ü.	0	ERCİYES
93	Mehmet TANRIVER	Ö.Ü.	0	ERCİYES
94	İsmail YUSİFOV	Ö.Ü.	0	ERCİYES
95	Dursun KOÇER	Ö.Ü.	0	İKÜ
96	Orhan GÖLBAŞI	Ö.Ü.	0	İKÜ
97	Çetin BOLCAL	Ö.Ü.	0	İKÜ
98	Latif TOPAKTAŞ	Ö.Ü.	0	İKÜ
99	H. Gökmen TEKTUNALI	Ö.Ü.	0	İÜ
100	H. Hüseyin MENTEŞE	Ö.Ü.	0	İÜ
101	Füsun LIMBOZ	Ö.Ü.	0	İÜ
102	A. Talat SAYGAÇ	Ö.Ü.	0	İÜ
103	Nurol AL	Ö.Ü.	0	İÜ
104	Hulusi GÜLSEÇEN	Ö.Ü.	0	İÜ
105	M. Taşkın ÇAY	Ö.Ü.	0	İÜ
106	H. Hasan ESENOĞLU	Ö.Ü.	0	İÜ
107	İpek H. ÇAY	Dr. Arş.Gör	0	İÜ
108	Akif ESENDEMİR	Ö.Ü.	0	ODTÜ
109	Murat ALEV	Ö.Ü.	0	ODTÜ

Tablo 3 de göze çarpanlar: a) 108 kişiden 74 araştırmacının (%69) bir veya fazla yayını bulunmakta iken 34 kişinin (%31) 2006-2007 yıllarında hiç yayını bulunmamaktadır. b) Yayın sayısı açısından ilk onda: 4 ÇOMÜ elemanı, ilk 23 de: 8 ÇOMÜ elemanı yer almaktadır. c) Ayrıca, iki yıl hiç yayın yapmayan 34 öğretim üyesinden sadece biri ÇOMÜ elemanıdır. d) Yayın yapan ama kurumunda henüz kadro olmadığı için öğretim üyesi olamamış hiçte küçümsenmeyecek sayıda 10 tane araştırmacı bulunmaktadır.

4. 2006-2007 yıllarında yürürlükte olan projeler

Türk astronomlarının 2006-2007 yıllarında yürütmekte oldukları Avrupa Birliği, DPT ve TÜBİTAK projelerinin sayıları, TÜBİTAK – ULAKBİM tarafından yayınlanan bilimsel yayın raporlarından alınmış ve kurumlara göre aşağıdaki çizelgede

verilmiştir **(**Kaynak: TÜRKİYE'NİN BİLİMSE YAYIN HARİTASI, editörler: İ.H. Demirel ve diğ. TÜBİTAK-ULAKBİM).

Tablo 5. *Kurumların iki yıllık (2006-2007 yıllarında) yayın ve proje sayıları.*

DR. ÇALIŞAN / YAYIN / PROJE İSTATİSTİĞİ

No	Kurum	Doktoralı Sayısı	Toplam Yayın	Yayın/Ö. Ü.	DPT/EU/ TÜBİTAK Projesi
1	ÇOMÜ	19	41	2.16	8
2	EGE	17	26	1.53	4
3	İSTANBUL	15	26	1.73	3
4	ODTÜ	10	19	1.90	3
5	BOĞAZİÇİ	8	5	0.63	1
6	ANKARA	7	12	1.71	1
7	İKÜ	6	7	1.17	0
8	ERCİYES	5	2	0.40	2
9	SABANCI	4	27	6.75	6
10	BEYKENT	3	7	2.33	0
11	Ç.OVA	3	1	0.33	2
12	AKDENİZ	2	0	0.00	0
13	ANADOLU	1	0	0.00	0
14	ATATÜRK	1	1	1.00	1
15	İ.T.Ü	1	2	2.00	0
16	İNÖNÜ	1	1	1.00	0
17	İYTE	1	1	1.00	0
18	NİĞDE	1	6	6.00	0
19	S.DEMİREL	1	1	1.00	0
20	BAŞKENT	1	3	3.00	0

Tablo 6. *Türk astronomlarının 2006-2007 yıllarında yürütmekte oldukları projelerin listesi.*

No	Projeyi Destekleyen Kurum	Proje No	Proje Adı	Kurum	Durum	Açıklama
1	TÜBİTAK	107B074	Popüler ve Eritsel Astronomi Etkinlikleri	AÜ	2007-2008	
2	Vienna Uni.		Blazhko Etkisi Projesi	AÜ		
3	Fransa		Küçük Kütleli Yıldızların Kütle-Işınım Güçü Bağıntısı	AÜ		
4	Vienna Uni.		Delta Scuti Türü Değişenler	AÜ		
5	TÜBİTAK	106T475		AtÜ	Yeni Kabul edildi	
6	TÜBİTAK	106T310	Abell Kümelerindeki Galaksilerin Doğası: X-ışın ve Optik Bant Mukayeseli Analizleri	BÜ	Devam Ediyor	
7	DPT	2007K120660	Büyük Teleskop Projesi	ÇOMÜ	Devam Ediyor	
8	TÜBİTAK	104T327	Türkiye'nin Meteorit Çarpma Kraterleri Envanteri: Kraterlerin Morfolojik Özellikleri ve Uydu Görüntüleriyle Bulunması	ÇOMÜ	Tamamlandı - 2008	
9	TÜBİTAK	104T508	Aktif Kromosferli Çift Yıldızlar Kataloğu	ÇOMÜ	Tamamlandı	
10	TÜBİTAK	105T083	Uzun Dönemli RS CVn Çift Yıldızlarında Işıkkürenin ve Renkkürenin Aktivitesi	ÇOMÜ	Tamamlandı - 2008	
11	TÜBİTAK	106T051	ÇOMÜ Gözlemevinde Asteroidlerin Fotometrik Gözlemleri	ÇOMÜ	Devam Ediyor	
12	TÜBİTAK	106T669	Uzay-Zamanların Eğrilik Simetrilerinin ve Bunların Diğer Geometrik Simetriler ile İlişkilerinin Belirlenmesi	ÇOMÜ	Devam Ediyor	
13	TÜBİTAK	107T634	Boğaziçi Üniversitesi	ÇOMÜ	Devam Ediyor	Kariyer
14	Avrupa Birliği		Astronomi Gençlik Projesi	ÇOMÜ		
15	TÜBİTAK		TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde Kurulan DEFPOS Tayfölçerini RTT150 Teleskopu Kullanarak Samanyolu Gökadası ve	ÇÜ	Devam Ediyor	M. Sanan
			Diğer Gökadaların Yıldızlararası Ortamlarındaki İyonlaşmış Hidrojen Bölgelerinin Detaylı Olarak İncelenmesi			
16	TÜBİTAK		Yakın Sarmal Galaksilerde Gama ışın Patlama Kaynaklarının Optik Bölgede Araştırılması	EÜ	Devam Ediyor	Hızlı Destek - Aysun Akyüz
17	TÜBİTAK	104T138	Çeşitli Dönme Özelliklerine Göre Yıldız İç Yapı Modelleri Hesaplanması ve Bu Modellere Dayalı Gözlenebilir Özellikler	EÜ	Devam Ediyor	
			Ön Veri Tabanı Oluşturulması			
18	TÜBİTAK	105T276	Seçilmiş Algol Türü Örten Çiftlerin Işıkölçüm ve Tayfsal Gözlemleri	EÜ	Tamamlandı - 2007	
19	TÜBİTAK	106T210	Küçük Kütleli Örten Çift Yıldızların Işıkölçüm Ve Tayfsal Gözlemleri	EÜ	Devam Ediyor	Hızlı Destek
20	TÜBİTAK	106T237	Gökadamızda Keşfedilen Tür II Cepheid Bileşenli İlk Örten Çift Yıldız Sisteminin Işıkeğrisi	EÜ	Devam Ediyor	
21	DPT		RADYO Gözlemevi Kurma Projesi	ErÜ		
22	TÜBİTAK		Nükleer Fizik ve Astrofizikteki Reaksiyon Gözenebilirlerine Transfer ve Quasi-Elastik Reaksiyonların Etkisi	ErÜ	Tamamlandı	Fizik Böl. İsmail Boztepun
23	TÜBİTAK	106T688	Ayrık Örten çift Yıldızlarının Kinematiği ve Yörünge Evrimleri	İÜ	Devam Ediyor	
24	Av. Uz. Ali		Observation Of U Gem During Outburst With XMM-Newton	İÜ	2006-2008	
25	TÜBİTAK	TÜBİTAK 2219	Dördüncü Galaktik Kuadrantdaki açık Kümeler ile Galaktik Yapı ve evrim	İÜ	2006-2007	
26	TÜBİTAK	106T040	Bileşenlerinden Biri Sıkı Cisim Olan Çift Yıldız Sistemlerdeki Disk Yapılarının İncelenmesi	ODTÜ	Devam Ediyor	
27	TÜBİTAK		CERN-CMS Deneyinde Süpersimetri ve Süpersimetrik Kökenli Kozmolojik Bulgular	ODTÜ		Mehmet Tevfik Zeyrek
28	TÜBİTAK		?	ODTÜ		Akif Esendemir
29	Avrupa Birliği		ASTRONS- Astrophysics of Neutron Stars, supported by EU, under the Marie Curie Transfer of Knowledge Program	SÜ	2007-2011	
30	Avrupa Birliği		Black Hole Universe, supported by EU, under the Initial Training Networks program of FP7	SÜ	2008-2012	
31	TÜBİTAK	108B024	Bilim Eğitiminde Astronomi	SÜ		Bilim Toplum
32	TÜBİTAK	105T443	Yüksek Manyetik Alana Sahip Nötron Yıldızlarının Detaylı X-ışın Zamanlama Karakteristikleri	SÜ	Devam Ediyor	Kariyer
33	TÜBİTAK	106T570	Karadeliklerin Değişik Dalga Boylarında Gözlemleri	SÜ	Devam Ediyor	Kariyer
34	TÜBİTAK	107T013	Genç Nötron Yıldız Sistemlerinin Gözlemsel ve Kuramsal Araştırılması	SÜ	Devam Ediyor	

AÜ: Ankara Üniversitesi, AtÜ: Atatürk Üniversitesi, BÜ: Boğaziçi Üniversitesi, ÇOMÜ: Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, ÇÜ: Çukurova Üniversitesi, EÜ: Ege Üniversitesi
ErÜ: Erciyes Üniversitesi, İÜ: İstanbul Üniversitesi, ODTÜ: Ortadoğu Teknik Üniversitesi, SÜ: Sabancı Üniversitesi

5. Astronomi / Astrofiziğin Türkiye Bilimine Katkısı

Aşağıda ULAKBİM raporlarından 1981-2006 yılları arasında 24 ayrı bilim dalında Türkiye adresli yayınların sayıları ve Türkiye bilimine katkı oranları, bu 25 yılda astronomi/astrofizik yayınlarının kurumlara dağılımı, yine aynı dönemde en çok yayın yapmış olan 10 kurum çizelgeler halinde verilmiştir. ÇOMÜ Astronomi / Astrofizik Grubu 2000 yılından itibaren yayın yapmaya başladığı halde son çizelgede en çok yayın yapmış olan 10 kurum arasına girmiştir.

Astronomi / astrofiziğin Türkiye bilimine katkısı bağlamında ayrıca yine aynı dönemde fakat farklı konu katagorilerinde yayın sayıları, atıf sayıları ve etki değerleri(makale başına atıf sayıları), 5 yıllık dönemlerle uzay bilimlerinde ve ürolojide yayın ölçütlerinin nasıl geliştiği, son olarak ta yine aynı dönem için farklı konu katagorilerinde kendine atıfların yayın ölçütlerini nasıl etkilediği çizelgeler halinde verilmiştir.

Bu çizelgelere göre astronomi astrofizikte yetişmiş insan gücü azlığı ve altyapı eksiklikleri nedeniyle Türkiye bilimine katkının % 0.6 düzeyinde olduğu, ancak astronomi ve astrofiziğin Türkiye bilimine katkı sıralamasında 4. sırada olan Fizik dalının önemli alt dalları olduğu, altyapı ve eleman sayısı bakımından gelişmeleri gerektiği anlaşılmaktadır.

Tablo 7. *1981-2006 dönemi 24 bilim dalında Türkiye adresli yayınların sayısı ve yüzde katkı oranları.*

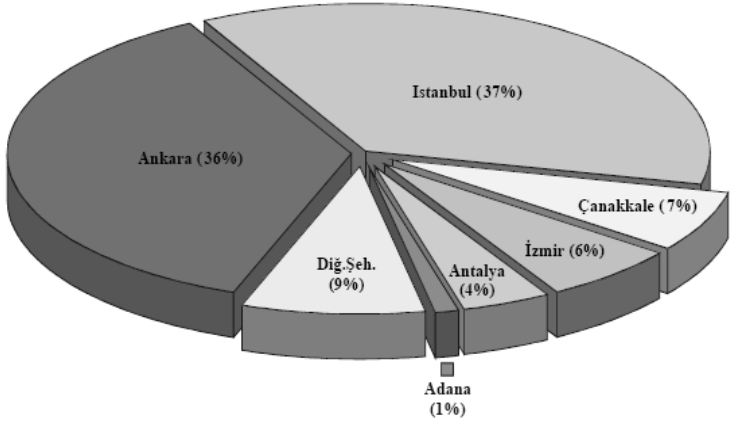
Konu Kategorileri	Toplam Yayın Sayısı	Katkı Oranı %	Kümülâtif Toplam %
Klinik Tıp	59.198	33,04	
Kimya	21.523	12,01	45,05
Mühendislik	16.922	9,44	**54,49**
Fizik	12.353	6,89	61,38
Biyoloji ve Biyokimya	10.245	5,71	67,09
Moleküler Biyoloji ve Genetik	7.244	4,04	71,13
Bitki ve Hayvan Bilimleri	7.062	3,94	75,07
Malzeme Bilimleri	5.484	3,06	78,13
Farmakoloji	4.919	2,75	80,88
Ortak Disiplinler	3.882	2,17	**83,05**
Zirai Bilimler	3.857	2,15	85,20
Ekoloji ve Çevre	3.432	1,92	87,12
Matematik	3.264	1,82	88,94
Sosyal Bilimler	3.136	1,75	90,69
Nörolojik Bilimler	3.047	1,70	92,39
Yerbilimleri	2.965	1,65	94,04
Bilgisayar Bilimleri	2.743	1,53	95,57
Psikoloji ve Psikiyatri	2.376	1,33	96,90
İmmünoloji	2.040	1,14	98,04
Mikrobiyoloji	1.099	0,61	98,65
Astrofizik	1.067	0,60	99,25
Ekonomi ve İşletme	1.033	0,58	99,83
Eğitim	265	0,14	99,97
Hukuk	23	0,012	**99,982**
TÜRKİYE	**179.179**		

Tablo 8. *Kurumların astrofizik alanındaki yayın katkıları*

ASTROPHYSICS/ASTROFİZİK (1067 = % 0,60)			
Şehirler	**Kurumlar (Enstitüler)**	**Yayın Sayısı**	**Katkı Oranı (%)**
Adana	Çukurova Üniv.	13	1,22
Afyon	Kocatepe Üniv.	3	0,28
Ankara	Ankara Üniv.	83	7,78
Ankara	ASELSAN	1	0,09
Ankara	Başkent Üniv.	5	0,47
Ankara	Bilkent Üniv.	16	1,50
Ankara	Çankaya Üniv.	2	0,19
Ankara	Gazi Üniv.	12	1,12
Ankara	Hacettepe Üniv.	20	1,87
Ankara	Meteoroloji Genel Müd.	14	1,31
Ankara	ODTÜ	226	21,18
Ankara	**TÜBİTAK**	**11**	**1,03**
Antalya	Akdeniz Üniv.	28	2,62
Antalya	**TÜBİTAK**	**16**	**1,50**
Balıkesir	Balıkesir Üniv.	6	0,56
Bolu	Abant İzzet Baysal Üniv.	1	0,09
Bursa	Uludağ Üniv.	8	0,75
Çanakkale	Onsekiz Mart Üniv.	72	6,75
Denizli	Pamukkale Üniv.	5	0,47
Elazığ	Fırat Üniv.	3	0,28
Eskişehir	Anadolu Üniv.	12	1,12
Hatay	Mustafa Kemal Üniv.	1	0,09
Isparta	Süleyman Demirel Üniv.	2	0,19
İstanbul	Beykent Üniv.	1	0,09
İstanbul	Boğaziçi Üniv.	77	7,22
İstanbul	Fatih Üniv.	2	0,19
İstanbul	Hava Harb Okulu	5	0,47
İstanbul	İstanbul Ticaret Üniv.	4	0,37
İstanbul	İstanbul Üniv.	94	8,81
İstanbul	İTÜ	116	10,87
İstanbul	Kültür Üniv.	3	0,28
İstanbul	Marmara Üniv.	10	0,94
İstanbul	Sabancı Üniv.	38	3,56
İstanbul	TAEK	1	0,09
İstanbul	**TÜBİTAK**	**33**	**3,09**
İstanbul	Yıldız Teknik Üniv.	6	0,56
İzmir	Dokuz Eylül Üniv.	30	2,81
İzmir	Ege Üniv.	37	3,47
Kayseri	Erciyes Üniv.	6	0,56
Kocaeli	Gebze Yüksek Teknoloji Enst.	7	0,66
Kocaeli	**TÜBİTAK**	**5**	**0,47**
Kütahya	Dumlupınar Üniv.	5	0,47
Malatya	İnönü Üniv.	3	0,28
Manisa	Celal Bayar Üniv.	1	0,09
Muğla	Muğla Üniv.	2	0,19
Niğde	Niğde Üniv.	5	0,47
Sivas	Cumhuriyet Üniv.	5	0,47
Şanlıurfa	Harran Üniv.	1	0,09
Trabzon	Karadeniz Teknik Üniv.	10	0,94

Tablo 9. *1981-2006 arasında astrofizik alanında en çok yayın yapan 10 kurum.*

ASTROPHYSICS/ASTROFİZİK (1067 = % 0,60)			
Şehirler	**Kurumlar (Enstitüler)**	**Yayın Sayısı**	**Katkı Oranı (%)**
Ankara	ODTÜ	226	21,18
İstanbul	İTÜ	116	10,87
İstanbul	İstanbul Üniversitesi	94	8,81
Ankara	Ankara Üniversitesi	83	7,78
İstanbul	Boğaziçi Üniversitesi	77	7,22
Çanakkale	Onsekiz Mart Üniversitesi	72	6,75
İstanbul	Sabancı Üniversitesi	38	3,56
İzmir	Ege Üniversitesi	37	3,47
Antalya	**TÜBİTAK**	**33**	**3,09**
İzmir	Dokuz Eylül Üniversitesi	30	2,81



Tablo10. *Türkiye'nin 1981-2006 döneminde bütün bilim alanlarında DED Konu Kategorilerine göre toplam Yayın sayısı ve Atıf sayısı.*

KURUMLARIN BILIM DALLARINDAKI YAYIN DAGILIMI (1981 – 2006)			
Bilim Alanları	*Yayın Sayısı*	*Atıf Sayısı*	*Etki Değeri*
Acil Tıp	226	259	1,15
Adli Tıp	293	307	1,05
Afrika, Avustralya, Kanada Edebiyatı	3	0	0,00
Agronomi	633	1.987	3,14
Aile Çalışmaları	33	110	3,33
Akışkanlar Fiziği	211	1.006	4,77
Akustik	708	2.563	3,62
Alan Çalışmaları	142	200	1,41
Alerji	412	1.349	3,27
Alman, Hollanda, İskandinav Edebiyatı	1	0	0,00
Amerikan Edebiyatı	6	2	0,33
Analitik Kimya	2.016	12.542	6,22
Anatomi ve Morfoloji	439	1.086	2,47
Androloji	111	262	2,36
Anestezi	994	2.468	2,48
Antropoloji	119	418	3,51
Araştırma ve Deneysel Tıp	1.795	4.773	2,66
Arkeoloji	121	195	1,61
Astronomi ve Astrofizik	880	5.416	6,15
Asya Çalışmaları	75	22	0,29
Atomik, Moleküler ve Kimyasal Fizik	755	4.568	6,05
Bahçe Bitkileri	290	623	2,15
Balıkçılık	278	670	2,41
Beslenme ve Diyetetik	657	2.171	3,30
Beşeri Bilimler, Ortak Disiplinler	36	15	0,42
Bilgi, Belge Yönetimi	93	215	2,31
Bilgisayar Bilimleri, Bilgi Sistemleri	343	744	2,17
Bilgisayar Bilimleri, Disiplinler Arası Uygulamalar	1.267	3.827	3,02
Bilgisayar Bilimleri, Donanım ve Mimari	517	2.048	3,96
Bilgisayar Bilimleri, Sibernitik	68	295	4,34
Bilgisayar Bilimleri, Teori ve Metotlar	910	1.238	1,36
Bilgisayar Bilimleri, Yapay Zeka	666	1.724	2,59
Bilgisayar Bilimleri, Yazılım Mühendisliği	230	587	2,55
Bilim Tarihi ve Felsefesi	34	44	1,29
Bitki Bilimleri	1.844	8.757	4,75
Bitki Scis	4	25	6,25
Biyodiversite Korunumu	46	184	4,00
Biyofizik	479	3.609	7,53
Biyokimya ve Moleküler Biyoloji	3.534	19.527	5,53
Biyokimyasal Araştırma Metotları	408	2.043	5,01
Biyoloji	438	1.026	2,34
Biyoloji (muhtelif)	1	2	2,00
Biyolojik Psikoloji	204	713	3,50
Biyoteknoloji ve Uygulamalı Mikrobiyoloji	1.869	8.801	4,71
Biyotıp Mühendisliği	715	3.812	5,33
Cerrahi	10.176	30.069	2,95
Coğrafya	49	59	1,20
Çevre Bilimleri	3.106	12.445	4,01
Çevre Çalışmaları	227	488	2,15
Çevre Mühendisliği	1.245	5.497	4,42

Tablo 10 (devamı). *Türkiye'nin 1981-2006 döneminde bütün bilim alanlarında 5 yıllık dönemler halinde DED Konu Kategorilerine göre toplam Yayın sayısı ve Atıf sayısı.*

Yıllar	Uzay Bilimleri			Üroloji		
	Yayın Sayısı	*Atıf Sayısı*	*Etki Değeri*	*Yayın Sayısı*	*Atıf Sayısı*	*Etki Değeri*
1981 – 1985	45	116	2,58	9	5	0,56
1982 – 1986	43	126	2,93	13	5	0,38
1983 – 1987	49	112	2,29	20	8	0,40
1984 – 1988	60	135	2,25	32	5	0,16
1985 – 1989	74	80	1,08	44	14	0,32
1986 – 1990	83	112	1,35	61	28	0,46
1987 – 1991	86	110	1,28	80	52	0,65
1988 – 1992	97	113	1,16	99	67	0,68
1989 – 1993	99	125	1,26	120	76	0,63
1990 – 1994	100	132	1,32	145	76	0,52
1991 – 1995	99	165	1,67	186	125	0,67
1992 – 1996	102	181	1,77	249	159	0,64
1993 – 1997	102	153	1,50	303	303	1,00
1994 – 1998	100	125	1,25	367	468	1,28
1995 – 1999	97	146	1,51	437	558	1,28
1996 – 2000	96	194	2,02	501	732	1,46
1997 – 2001	118	209	1,77	570	912	1,60
1998 – 2002	120	252	2,10	669	1.163	1,74
1999 – 2003	156	281	1,80	775	1.282	1,65
2000 – 2004	187	348	1,86	893	1.575	1,76
2001 – 2005	241	568	2,36	1.074	1.933	1,80
2002 – 2006	287	680	2,37	1.213	2.343	1,93

Tablo 11. *Türkiye'nin 1981-2006 döneminde 24 ayrı Bilim Dalı bazında "Kendine Atıflar Dahil" ve "Kendine Atıflar Hariç" yapılan toplam Yayon Sayısı, Atıf Sayısı ve Etki Değeri verileri. Burada verilen Yayın Sayısı değerleri sadece atıf yapılan yayınların sayılasını göstermektedir.*

TÜRKİYE (1981 – 2006 DÖNEMİ)						
	Kendine Atıflar Dâhil			*Kendine Atıflar Hariç*		
Bilim Dalları	*Yayın Sayısı*	*Atıf Sayısı*	*Etki Değeri*	*Yayın Sayısı*	*Atıf Sayısı*	*Etki Değeri*
Bilgisayar Bilimleri	727	1.625	2,24	511	458	0,90
Bitki ve Hayvan Bilimleri	5.040	13.791	2,74	3.508	2.601	0,74
Biyoloji ve Biyokimya	4.310	25.127	5,83	2.463	5.289	2,15
Eğitim	137	170	1,24	125	77	0,62
Ekoloji / Çevre	2.969	11.903	4,01	1.833	2.885	1,57
Farmakoloji	3.143	17.587	5,60	1.626	4.269	2,63
Fizik	7.359	39.435	5,36	347	4.040	1,16
Hukuk	14	1	0,07	13	0	0,00
İktisat ve İşletme	1.050	3.243	3,09	759	1.203	1,58
İmmünoloji	570	4.195	7,36	379	1.008	2,66
Kimya	13.118	71.515	5,45	5.798	7.700	1,33
Klinik Tıp	38.138	150.689	3,95	30.155	66.999	2,22
Malzeme Bilimleri	3.786	14.283	3,77	2.196	2.758	1,26
Matematik	1.197	2.649	2,21	747	498	0,67
Mikrobiyoloji	896	5.872	6,55	489	1.203	2,46
Moleküler Biyoloji ve Genetik	1.076	16.074	14,94	524	1.497	2,86
Mühendislik Bilimleri	10.346	32.891	3,18	6.341	6.899	1,09
Nöroloji ve Davranış Bilimleri	2.212	17.756	8,03	1.392	5.197	3,73
Ortak Disiplinler	732	3.760	5,14	379	506	1,34
Psikoloji / Psikiyatri	1.108	4.979	4,49	757	1.358	1,79
Sosyal Bilimler (genel)	1.178	2.708	2,30	907	1.080	1,19
Uzay Bilimleri	647	3.455	5,34	341	545	1,60
Yerbilimleri	2.593	19.655	7,58	1.393	1.982	1,42
Zirai Bilimler	3.593	13.459	3,75	2.354	3.773	1,60

KAYNAK

TÜBİTAK – ULAKBİM, ed. İ.H. DEMİREL, C. SARAÇ VE E.A. GÜRSES 2007

Aktif Galaktik Çekirdeklerde Yıldız Parçalaması ile Oluşan Disklerin Evrimi

K. Yavuz Ekşi, Burçin Mutlu

Tüm aktif galaksilerin merkezinde etrafındaki bir diskten kütle aktarımı yapmakta olan 10^6-10^8 Güneş kütlesi'nde kara delikler olduğu düşünülmektedir. Kara deliğin yakınlarındaki bir yıldızı gel-git kuvvetleri ile parçalayarak böyle bir disk oluşturabileceği önerilmiş ve buna dair olduğu düşünülen gözlemsel parlama olayları kaydedilmiştir. Bu çalışmada bu disklerin evrimi analitik ve nümerik olarak incelenecek, daha önce varolan analitik modeller geliştirilerek evrimin diskin başlangıç kütlesi ve açısal momentumu ile nasıl belirlendiği ortaya konacaktır. Gözlemsel parlama olayları modellenerek parçalanan yıldızın kütlesi ve açısal momentumu hakkında kestirimlerde bulunulacaktır.

GÖKADA MERKEZİNDEKİ GENÇ YILDIZ DİSKLERİ İÇİN EĞRİLİKLİ DİSK OLUŞUM SENARYOSU

Ayşe ULUBAY-SIDDİKİ[1], Ortwin GERHARD[1] ve Magda ARNABOLDI[2]

Özet

Gökadamız Samanyolu'nun merkezi, süperkütleli karadeliğe yakınlıkları yüzünden oluşumları açıklanamayan bir grup genç yıldız barındırmaktadır. Bu genç yıldızlardan bir kısmına dair açıklanamayan diğer bir özellik ise, bu yıldızların birbirine nereyse dik iki diskin üzerinde bulunmalarıdır. Bu çalışmada, bahsi geçen yıldızların yörüngelerinin bir eğrilikli disk (warped disk) senaryosu ile açıklanıp açıklanamayacağını araştırdık. Diskleri, karadeliği çevreleyen, içiçe geçmiş, dairesel, ve çekimsel olarak birbirleri ile ve SgA* civarında bulunan yaşlı yıldız kümesi ile etkileşen halkalar olarak ele aldık ve tüm halkaların aynı frekansta presesyon hareketi yaptığı denge konumlarını hesapladık. Disklerin sahip oldukları çıkarsanan toplam kütleyi ve gözlemlenen radyal genişliklerini kullanarak belirli presesyon frekansları için aralarındaki açının alabileceği değerleri hesapladık. Daha sonra diskleri oluşturduğunu varsaydığımız halkaların hareket denklemlerini integre ederek disklerin kararlılığını inceledik. Gözlemlerle uyuşan parametreler için kararlı ve yarı-kararlı denge durumlarının bulunabileceğini gösterdik.

Anahtar Kelimeler: *gökada merkezi, eğrilikli diskler*

Abstract

The center of our galaxy hosts a group of young stars. The origin of these stars is a puzzle because of their proximity to the supermassive black hole. For a fraction of these young stars, youth is not the only unexplained property, but also is their orbital distribution. These stars are observed to lie on two

mutually inclined disks. In this study, we develop a warp origin scenario for these disks. We model a warped disk as a collection of concentric circular rings which are inclined with respect to each other. We consider the torques as induced by the disk self-gravity, and by the central old stellar cluster. We evaluate the warped equilibria where all the rings precess with a common frequency. We then perform time integration of the equations of motion, and show that Galactic Center stellar disks are consistent with having a stable/quasi-stable warped disk origin.

Keywords: *Galactic Center, warped disks*

[1] Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Giessenbachstasse, D-85748, Garching/Almanya
[2] ESO, Karl-Schwarzschildstrasse 2, D-85748, Garching/Almanya

1. Giriş

Gökadamız Samanyolu'nun merkezi, bize yaklaşık 8 parsek uzaklığı ile en yakın gökada merkezidir. Bu yakınlık nedeni ile bizlere, diğer gökada merkezlerinde gerçekleşmesi de olası pek çok astrofiziksel süreç hakkında değerli bilgiler sağlamaktadır. Gökada merkezinin çok yakın komşulugunda genç yıldızların var olduğu son yıllarda yapılan gözlemlerle ortaya konmuştur (Genzel ve diğ. 2003, Paumard ve diğ., 2006). Halbuki teorik beklentiler gökada merkezindeki yaklaşık $4x10^6$ $M_{güneş}$ kütleli karadeliğin, yakın civarında yıldız oluşumuna olanak sağlamayacağı yönündedir.

SgA* a yaklaşık 0.04-0.4pc uzaklıkta bulunan genç yıldızlar O/WR tipi yıldızlar olup yörüngeleri eş yönlü değildir. Şu ana kadar gözlenen 90 yıldızdan 60`ı gökyüzü düzleminde saat yönünde (SY) haraket eden bir disk üzerinde oturmaktadır (Levin ve Beloborodov, 2003, Genzel ve diğ.,2003). Geri kalan yıldızlardan 18`inin gökyüzü düzleminde saat yönünün tersinde (SYT) hareket eden diğer bir disk oluşturduğu gözlenmiştir (Genzel ve diğ.,2003, Paumard ve diğ.,2003, Bartko ve diğ.,2008). Bu iki disk arasinda 90 dereceye varan bir eğim bulunmaktadır. Süper kütleli karadeliğin bu kadar yakın

komşuluğunda o yıldızların nasıl oluştuğu sorusu halen cevap beklerken, oluşturdukları disklerin arasındaki bu yüksek eğim açısı da bir diğer bilinmeyen durumundadır.

Gerhard (2001) yaptığı calışmada genç yıldızların gökada merkezinde oluşmadığı, merkeze bir kaç 10 pc uzaklıkta bir yıldız kümesinde oluşarak dinamik sürtünme ile merkeze sürüklendiği yönünde bir senaryo ortaya attı. Bu senaryoyu takip eden sayısal benzetimler, senaryonun geçerli olabilmesi için gereken bulut yoğunluklarının gökada merkezinde gözlenen molekül bulutlarının yoğunlugundan çok daha fazla olduğunu gösterdi.

Genç yıldızların varlığını açıklamaya çalışan diğer bir senaryoya göre ise, düşük açısal momentumlu bir molekül bulutu SgA* tarafından yakalanır, ve bir toplanma diski oluşturur. Yıldızlar bu disk üzerinde, yani şu anda gözlendikleri konumda oluşurlar. Bu senaryoyu temel alan pek çok sayısal benzetim de yapılmış ancak yine doyurucu sonuçlar elde edilememiştir. İlk olarak bu benzetimlerin çoğu disklerin gözlendiği uzaklıkta zaten çekimsel kararsız olan toplanma disk(ler)i ile başlatıldı ve evrimleri incelendi (Nayakshin ve diğ., 2006). Doğal olarak çekimsel kararsız olan toplanma diski üzerinde yıldızlar oluştu. İkinci olarak ise, başlangıç koşulları ne olursa olsun herhangi bir süreç ile ikinci bir diskin oluşmasi gözlenemedi (Cuadra ve diğ., 2008).

Bu çalışmada, bahsi geçen O/WR yıldızlarının standart düzlemsel bir toplanma diskinden değil, yıldız oluşumu başlamadan önce eğrilik(warp) kazanmiş öz çekimsel bir diskten oluşmuş olabileceklerini gösteriyoruz. 2. bölümde disklerin ışınım basıncına maruz kaldıklarında eğrilik kazanabilecekleri modeli özetliyoruz. 3. bölümde, varsayılan diskin sahip olacağı özellikleri gözlemsel veriler ışığında belirlemeye çalışıyoruz. 4. bölümde eğrikli disk modelimizi tanıtıyor ve son olarak sonuçlarımızı tartışıyoruz.

2: Işınım Basıncı ve Nükleer Disklerde Eğrilik

Optikçe kalın eğrilikli bir diskin yüzeyi merkezi bir kaynak, veya diskin iç kısımları tarafından aydınlatıldığında, diskin yüzeyinden dik açıyla yansıtılan fotonlar disk üzerine eksensel simetrik olmayan bir basınç uygular. Bu basınç disk elementlerinin eğriliklerinin artmasına neden olur (Petterson, 1977). Başlangıçta tamamen düzlemsel olan bir disk de ışınım basıncı ile eğrilik kazanmaya karşı kararsızdır (Pringle, 1996). Bu kararsızlığın ortaya çıkabilmesi için gerekli olan şart, eğriliğin büyüyeceği zaman ölçeğinin (t_e), diskteki eğriliği ortadan kaldırmaya çalışan dikey viskozite zaman ölçeğinden (t_v) küçük olması ile aşağıdaki şekilde ifade edilir (Pringle, 1997):

$$\frac{12\pi\Sigma r^3\Omega c}{L} \le \frac{2r^2}{\nu_2} \tag{1}$$

Burada Σ, merkezden r uzaklıktaki yüzey yoğunluğu, Ω açısal hız, c ışık hızı, L merkezdeki kaynağın ışıtması ve ν_2 dikey viskozite katsayısıdır.

3: Yıldız Oluşumunu Gerçekleştiren Diskin Özellikleri

Bir diskin üzerinde yıldız oluşumunun gerçekleşip gerçekleşemeyeceği Toomre sayısı Q ile belirlenir. Toomre sayısı (Toomre, 1964)

$$Q = \frac{c_s\Omega}{\pi G\Sigma} \approx \frac{\sqrt{T}\,\Omega}{\pi G\Sigma} \tag{2}$$

ile verilir ve Q>1 durumu diskin yıldız oluşumuna kararlı olduğu duruma, Q<1 ise diskin yıldız oluşumuna olanak sağlayacağı duruma karşılık gelir. Burada c_s ortamdaki ses hızı, T ise diskin sıcaklığıdır. Q<1 olduğu durumda yıldız oluşumunun gerçekleşmesi için diskin aynı zamanda etkin bir şekilde soğuması gerekir. Bu süreç

$$t_s = \frac{\beta}{\Omega} \tag{3}$$

kadar bir süre alır. Buradaki β soğuma katsayısıdır ve 3-13 arasında değerler alabilmektedir.

SgrA* etrafındaki yıldızların bir moleküler disk üzerinde oluştuğunu kabul edersek bugünkü gözlemler sayesinde o moleküler diske ait bazı bilgilere ulaşabiliriz. Şu ana kadarki gözlemler, SY diskin üzerinde 60, SYT diskin üzerinde ise 18 yıldızın bulunduğunu göstermektedir (Bartko ve diğ., 2008). Bu sayılar yıldızları oluşturduğu varsayılan diske ait başlangıç kütle fonksiyonuna, ($\xi(M)=\xi_0 M^{\alpha}$), aşağıdaki şekilde bağlıdır:

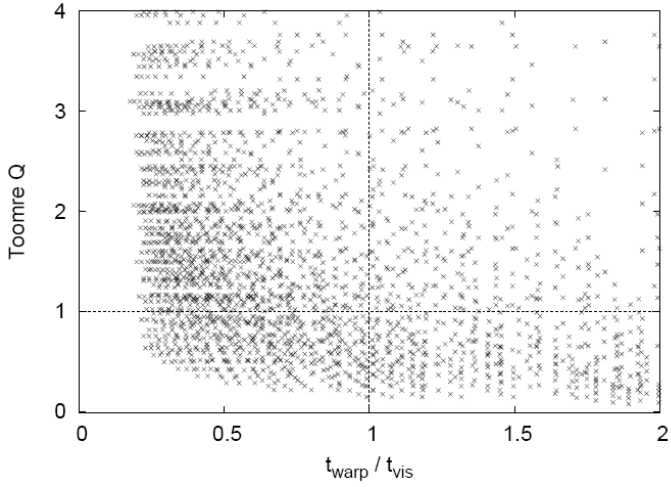
$$N_* = \int_{M_1}^{M_2} \xi(M)\, dM. \qquad (4)$$

Yapılan gözlemler α katsayısının değerini yaklaşık -0.85 olarak belirlemiştir (Paumard ve diğ. 2006). Bunu kullanarak ξ_0 sabitini belirlenebilir, ve buradan da diskin toplam kütlesi aşağıdaki şekilde hesaplanır

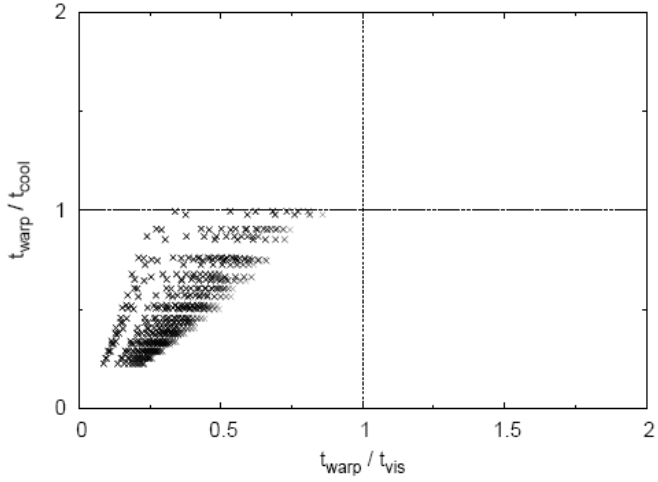
$$M_* = \int_{M_1}^{M_2} M\,\xi(M)\, dM. \qquad (5)$$

Alt kütle limiti olarak 1 $M_{güneş}$, üst kütle limiti olarak 120 $M_{güneş}$ alındığında toplam kütleyi yaklaşık 5000 $M_{güneş}$ olarak buluruz. Bu kütle, yıldızları oluşturduğunu varsaydığımız diskin toplam kütlesinin belirli bir kısmını oluşturur. Diskin yıldızlar oluşmadan önceki toplam moleküler kütlesini belirleyebilmek için yıldız oluşturma verimliliği (ε_{SF}) hakkında bir tahminde bulunmalıyız. ε_{SF}'ın 1'den 100'e kadar alacağı değerler için toplam kütleyi yüzey yoğunluğuna dönüştürebilir ve bu yüzey yoğunluğunun Toomre Q değerine ne şekilde etkidiğine bakabiliriz. Q>1 olan diskler için aynı zamanda $t_e<t_v$, ve $t_e<t_s$ eştitsizlikleri sağlandığında oluşan disk yıldız oluşturmaya vakit bulamadan eğrilik kazanacaktır. Merkezde bulunan yaşlı yıldız kümesinin etkisi altında (bölüm 4e bakınız) bu eğriliğin değeri artacak ve disk bu denge durumuna evrimine devam edecektir. SgrA* parametreleri göz önüne alındığında bu koşuların sağlanabileceği değerler bulunduğunu şekil 1 ve 2 de gösteriyoruz. Şekil 1de sol üst köşedeki alan bizim için önemli olurken, şekil 2de

bu parametre aralığında buluna ve $t_e<t_s$ koşulunu da sağlayan disk çözümleri olduğunu görüyoruz.



***Şekil 1**: SgA* etrafindaki oluşan disk icin Toomre parametresine karşılık eğrilik kazanma zamanı. Bu şekide disk parametereleri r; 0.01-1 pc, T; 50-500 K, L/L_{Edd}; 10^{-5}-1 aralığında değiştirilmiştir. Karadeliğin kütlesi ise $4x10^6$ $M_{güneş}$ olarak kabul edilmiştir.*



***Şekil 2**: Q>1 ve $t_e<t_v$ koşullarını sağlayan disklerden $t_e<t_s$ koşulunu da sağlayan çözümlerin de bulunduğu bu şekilden görülmektedir.*

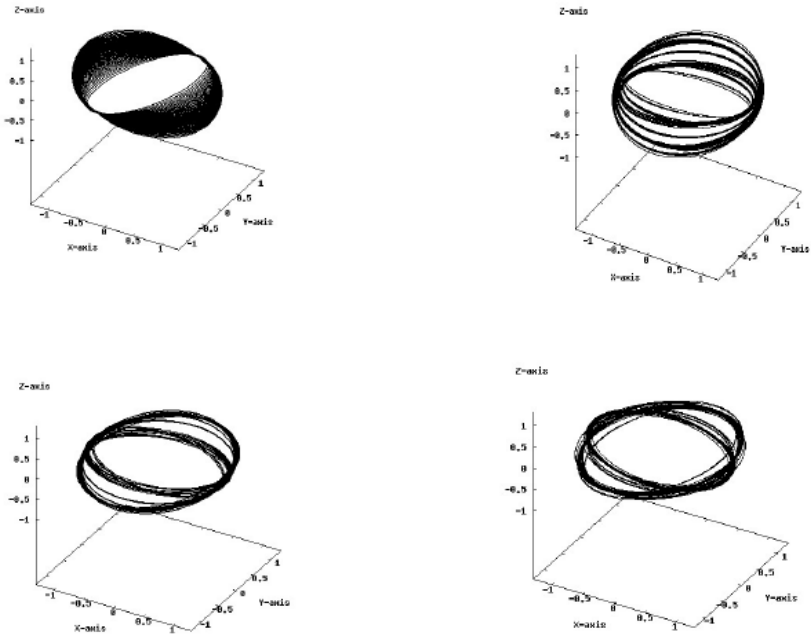
4: Eğrilikli Disk Modeli

Kullandığımız modeldeki eğrilikli disk, noktasal bir kaynağı (kara delik) çevreleyen, içiçe geçmiş ve birbirine belirli açılarla eğimli dairesel haklaların toplamı olarak ele alındı.
Disklerin üzerine etkiyen iki döndürme momentinin diskin kendi öz çekiminden ve karadeliği çevreleyen yaşlı yıldız kümesinden kaynaklandığı varsayıldı. Bu kuvvetlerin oluşturduğu döndürme momenti, halkaların toplam disk açısal momentumu yönü etrafında presesyon hareketi yapmasına neden olur. Denge durumu, halkaların eğim açılarının zaman içinde değişmemesi koşulundan elde edilir: hareket denklemleri yazılır ve düğümler çizgisi etrafındaki döndürme momenti

$$\dot{p_\theta} = \frac{mr^2}{2}\dot{\phi}^2 \sin\theta\cos\theta - \dot{\phi}\dot{p_\psi}\sin\theta - \left(\frac{\partial V_m(r,\theta,\phi)}{\partial\theta} + \frac{\partial V_g(r,\theta)}{\partial\theta}\right) \quad (6)$$

her halka için ortak bir presesyon frekansı $\dot{\phi}$ için sıfıra eşitlenir. Bu denklemin çözümleri denge durumundaki haklaların eğim açılarını verir. Burada m söz konusu olan halkanın kütlesi, r yarıçapı, θ presesyon düzlemine olan eğim açısıdır. $\partial V_m(r,\theta,\phi)/\partial\theta$ halkaların öz çekiminden kaynakalanan, $\partial V_g(r,\theta)/\partial\theta$ ise merkezdeki yıldız kümesinin kuadupol momentinden kaynaklanan döndürme momentini temsil eder. $\partial V_g(r,\theta)/\partial\theta$ terimi halkalara, sadece öz çekim etkisi altında ulaşacakları dengeden daha yüksek eğim açılı bir denge durumu sağlar.

Denklem (6) nın çözümü ile elde edilen denge durumuna gelen halkaların zaman içindeki hareketlerini inceleyebilmek için hareket denklemleri integre edilir. Şekil 4'te üzerine kütle aktarımı gerçekleşen bir diskin yarı kararlı bir denge durumu için evrimi gösterilmektedir. Diskin evrimi yaklaşık 200 yörünge dönemi boyunca takip edilmiştir.



Şekil 4: *Üzerine kütle aktarımı gerçekleşen bir diskin yarı kararlı bir denge durumu için evrimi. Diskin evrimi yaklaşık 200 yörünge dönemi boyunca takip edilmiştir (soldan sağa ve yukarıdan aşağıya doğru).*

Sonuçlar ve Özet

Bu çalışmada gökada merkezinde bulunan yıldız disklerinin bir eğrilikli disk orijini olabileceğini gösterdik. SgA* etrafında oluşan bir diskin üzerine merkezden kaynaklananışınım basıncının etkidiğinde eğrilik oluşabiceğini, bu eğriliğin derecesinin yaşlı yıldız kümesinin etkisiyle artabileceğini ve diskin yarı kararlı bir dengede şu an gözlenen yapıya ulaşabileceğini savunduk.

Kaynaklar:

Bartko ve diğ. 2008, hazırlık aşamasında

Cuadra, J.,Armitage, P.J., Alexander, R.D.,2008,'Stellar dynamical evidence against a cold disc origin for stars in the Galactic Centre', *MNRAS Letters,* 388, L64-L68

Gerhard, O.,2001,'The Galactic Center HE I Stars: Remains of a Dissolved Young Cluster?', *Astrophysical Journal Letters,*546,L39-L42

Genzel, R.,Schödel, R.,Ott, T.,Eisenhauer, F., Hofmann, R.,Lehnert, M.,Eckart, A.,Alexander, T., Sternberg, A.,Lenzen, R.,Clenet, Y.,Lacombe, F., Rouan, D.,Renzini, A.,Tacconi-Garman, L.E. 2003,'The Stellar Cusp around the Supermassive Black Hole in the Galactic Center', *Astrophysical Journal,* 594, 812-832

Levin, Y.Beloborodov, A.M. 2003,'Stellar Disk in the Galactic Center: A Remnant of a

Dense Accretion Disk?', *Astrophysical Journal Letters*, 590,L33-L36

Nayakshin, S.,Dehnen, W.,Cuadra, J.,Genzel, R. 2006,'Weighing the young stellar discs around Sgr A*', *MNRAS*,366,1410-1414

Paumard, T.,Genzel,R.,Martins, F.,Nayakshin,S., Beloborodov, A.M.,Levin,

Y., Trippe,S.,Eisenhauer, F., Ott, T.,Gillessen}, S.,Abuter, R.,Cuadra, J., Alexander, T.,Sternberg, A. 2006, 'The Two Young Star Disks in the Central Parsec of the Galaxy: Properties, Dynamics, and Formation', *Astrophysical Journal,* 643, 1011-1035

Petterson, J.A., 1977, ,'Twisted accretion disks. I - Derivation of the basic equations', *Astrophysical Journal*, 214, 550-559

Pringle, J.E. 1997, 'Self-induced warping of accretion discs - Non-linear evolution and application to AGN', *MNRAS*, 292, 136-+

Pringle, J.E. 1996, 'Self-induced warping of accretion discs', *MNRAS*, 281, 357-361

Toomre, A., 1964, 'On the gravitational stability of a disk of stars', *Astrophysical Journal,* 139,1217-1238

M101 GALAKSİSİNDE GAMA IŞIN PATLAMA KALINTILARININ OPTiK BÖLGEDE ARAŞTIRILMASI

Eda SONBAŞ[1,2], Aysun AKYUZ[2], Ilham NASIROĞLU[2]

Özet

Bu çalışmada, M101 galaksisinde bulunan Gama Işın Patlama Kalıntıları (GIPK' lar) optik bölgede araştılmıştır. Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) bünyesinde bulunan RTT150 teleskopu ve TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası (TFOSC) ile OIII (5007), Hbeta,, HeII, OIII(4363) ve OII kullanılarak yapılmıştır. Gözlemler sonucu GIP kalıntılarında teorik olarak önerilen, OIII(5007)/Hbeta, HII/Hbeta ve OIII(4363)/OII çizgi oranlarının yüksek olduğu fotoiyonizasyon bölgeleri temel alınarak galaksinin gözlenen kısmında 6 bulutsu GIPK adayı olarak belirlenmiştir. Bulunan GIPK ların diğer yayınım bulutsularıyla (süpernova kalıntıları, gezegenimsi bulutsular gibi) pozisyon uyumuna bakılmıştır. Yeni gözlem dönemlerinde galaksinin fotometrik gözlemlerinin tamamlanması ve belirlenen GIPK ların tayfsal gözlemleri de yapılarak onaylanması planlanmaktadır.

Anahtar Kelimeler: *GIP, GIP kalıntıları, tfosc, süpernova kalıntıları, Gezegenimsi Bulutsular*

[1] *Special Astrophsical Observatory, Tel:--, e-posta: edasonbas@yahoo.com*

[2] *Çukurova Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, 01360, Adana,*
*Tel:03223386084 - 2480, e-posta:*akyuz@cu.edu.tr, *nasirbuf@yahoo.com*

Abstract

In this work, we present the results of an optical search for Gamma Ray Burst Remnants (GRBR) in the spiral galaxy M101. These observations were performed with the 1.5m Russian-Turkish Telescope (RTT) Spectrograph TFOSC's (TUG Faint Object Spectrograph and Camera) CCD imaging system using narrowband interference filters (OIII (5007), Hbeta,, HeII, OIII(4363) ve OII) at Turkish National Observatory (TUG) in May and June 2008. According to high photometrical line flux ratio (like as; OIII/Hbeta, HeII/Hbeta ve OIII/OII) in photoinozied regions, we identified 6 emission nebulae as GRBR. Knowing the positions of the GRBRs, we can compare their distributions relative to other emission nebulae (e.g. Supernova Remnants, Planetary Nebulae). We are also planning to make spectroscopical observations to confirm these candidates as GRBR.

Keywords: *GRBR nearby galaxies, supernova remnants, Planetary Nebulae*

1.Giriş

Gama Işın Patlamaları (GIP' lar), Büyük Patlamadan sonra, Evren'deki en güçlü patlamalar olarak kabul edilmektedirler. Bu patlamalar, yaklaşık olarak günde birkaç kez ve çok kısa sürede oluşan oldukça yoğun 'gama ışın çakmaları' olarak tanımlanmaktadır. Bir gama ışın patlamasında yalnızca bir saniyede açığa çıkan enerjinin, Güneş'imizin bütün ömrü boyunca üreteceği toplam enerjiye eşit veya onu aşabilecek miktarlarda ($10^{50\text{-}52}$ erg) olduğu hesaplanabilmektedir.

Gökyüzünün hemen her yönünden gelen ve birkaç milisaniye ile birkaç yüz saniye süresince devam eden bu güçlü ışımaların kaynağı tesadüfen keşfedildikleri 1967 yılından bu yana çözüm bekleyen gizemli bir problemdir (Piran, 2004). GIP' ların kaynağını (atalarını) açıklayabilmek için patlamanın ardından beliren ve radyasyonun x-ışını, görünür, kızılötesi ve radyo dalga boylarındaki ardıl ışınım gözlemlerinden gelen önemli bilgileri de kullanarak farklı ata modelleri öne sürülmektedir. Bu ata modelleri esas olarak iki

sınıfta toplanabilir. Kütleli yıldızların merkezlerinin, üzerindeki çok yüksek kütleden dolayı süpernova ile maddesini atamayıp kendi üzerine geri çökmesi ile tanımlanan çökertici (collapsar) veya hipernova modelleri (Woosley, 1993; McFadyen ve Woosley, 1999; Zhang ve Meszaros, 2004) uzun süreli patlamalar için önerilen ata modelleridir. Ayrıca uzun süreli GIP' lar standart süpernova görünümündeki kütleli yıldızların çekirdek çökmesiyle oluşabilen patlamalardır. İlk olası süpernova – GIP ilişkisini veren GRB980225' in pozisyonunun hata sınırları içinde SN1998bw nin keşfedilmesidir (Woosley,2002; Zhang ve Meszaros, 2004, Woosley ve Bloom, 2006).

Nötron yıldızı – Nötron yıldızı, Kara delik – Nötron yıldızı veya Beyaz cüce – Nötron yıldızı gibi iki yoğun cismin kütle çekimsel dalga yayınımıyla ve yörüngesel açısal momentum kaybı sonucu birleşme modeli de kısa süreli patlamalar için önerilen ata modelleridir (Eichler ve ark.,1989; Fryer ve ark., 1999; W. Zhang ve Fryer, 2001; Belczynski ve ark.,2001; Zhang ve Heger, 2003; Zhang ve Meszaros, 2004, Belczynski ve ark. 2006).

GIP çevresinin yoğunluğunun bilinmesi, GIP' ların atalarını tanımlayan modellerin belirlenmesine yardımcı olabilir. Kütleli yıldızların yaşam süresi çok kısadır, ömürlerinin sonunda madde yoğunluğunun fazla olduğu yıldız oluşum bölgelerinde patlayacaklardır. Diğer bir taraftan birleşen nötron yıldızlarının çoğu yaşlı olmalıdır ve tipik olarak doğdukları yerden uzaklara hareket etmelidir. Böylece yoğun çift senaryosundaki ata yıldızların düşük yoğunluklu bölgelerde olduğu önerilebilir (Perna ve ark., 2000).

Kozmolojik GIP' ların ardıl ışınım yayınımı için geçerli basit sinkrotron modelleri galaksilerin yıldızlararası ortamının karakteristiği olan ~1cm^{-3} 'lük bir ortam yoğunluğu öngörür (Waxman,1997a,1997b; Wijers ve Galama 1999). Gerçekten de konumu iyi tespit edilmiş GIP' ların çevresinin doğrudan görüntülenmesi bazı durumlarda kozmolojik uzaklıklardaki sönük ev sahibi galaksilerinin tanımlanmasını mümkün kılar (Bloom ve ark.,1999).

GIPK' lar için önerilen teoreme göre, patlamanın ardıl ışınım yayınımının X-ışın ve UV bileşenleri galakside ~100pc' lik yarıçapta $n^{-1/3}$ lük iyonize bir baloncuk oluşturur (n = 1cm^{-3}) (Perna ve Loeb, 1998). GIP ardından, süpernova patlamalarında olduğu gibi güçlü bir

patlama dalgası ortamda ilerler. İlerleyen dalga ortamın denge durumunu, patlamadan gelen X – ışın ve UV yayınım süresine kıyasla çok kısa sürede değiştirir. Ortamın eski haline dönmesi ise çok daha uzun sürer. Bu da, yakın galaksilerde bir GIP olayı gözleme olasılığının çok düşük olmasına karşın bir GIP kalıntısı bulma olasılığının oldukça yüksek olduğuna işaret etmektedir. n yoğunluklu bir ortamda 10^{52} erg enerjili tipik bir patlama şokunun [OIII] λ 5007 yayınım çizgilerinden $t \approx 4.6 \times 10^4$ yılda 300 kms^{-1}' lik bir hıza ulaşacağı hesaplanabilir. bu durumda GIP kalıntılarından gelen yayınım ~35 pc' lik bir bölgede kalıntının etrafını saran yıldızlararası ortamda yayılmakta olan erken GIP ardıl ışınımının, radyatif iyonizasyon etkisiyle çoğunlukla etkilenecektir. $t \approx 10^6$ yılda bu yayınımın 50pc lik bir uzaklığa ulaşabileceği teorik olarak öngörülmektedir. Bu aşamada GIP kalıntıları genç ve yayınım yapan kalıntılardır. Çünkü GIP kalıntılarının enerji salınımı itici olduğundan, kalıntılar oldukça erken evrelerde özgün tayfsal imzalarıyla tanımlanabilirler. Yüksek enerjili ve düşük eğimli (sert) iyonizasyon yayınımının itici enerji salınımı GIP kaynaklarına özgüdür ve genç GIP kalıntılarını çoklu süpernova kalıntılarından ayırır.

Atoyan ve ark. (2006) GIP kalıntılarını sıradan süpernova kalıntılarından ayırt edebilecek tayfsal ve uzaysal imzalarının olabileceğini belirtmişler ve yıldızlararası ortamda relativistik parçacıkların etkileşimleri ve ışıma prosesleri ve dağılımlarının detaylı hesaplamalarıyla GIP kalıntılarının gözlenebilen sinkrotron yayınımı olmaksızın güçlü TeV yayıcıları olabileceği olasılığını araştırmışlardır. Çalışmalarında Galaksi düzleminde bizden ~ >10 kpc uzaklıkta binlerce yıl önce patlamış GIP kalıntısının HESS ortak çalışmasıyla tesadüfen keşfedilen tanımlanmayan TeV kaynağı ile eşleşebileceğini göstermişlerdir.

Bu çalışmada TUG da bulunan TFOSC ve girişim filtreleri kullanarak M101 galaksisinin görüntülenen kısmındaki GIP kalıntıları olabileceği varsayılan yüksek fotometrik çizgi oranlarına sahip bölgeler belirlenmiştir. Seçtiğimiz M101 (NGC5457) galaksisinin özellikleri Tablo 1' de gösterilmektedir.

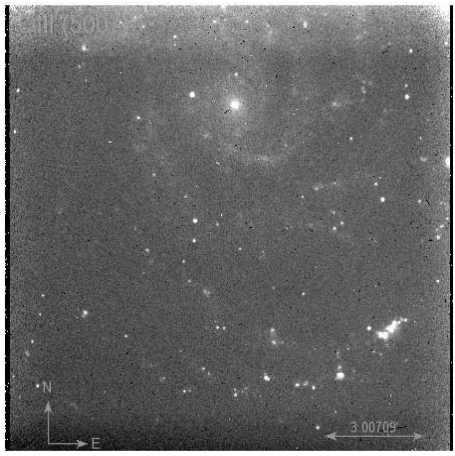
Galaxy	RA (J2000)	DEC (J2000)	Type	Inc.ang (derece)	Distance (Mpc)
M101 (NGC5457)	14:03:12.5	+54:20:53	Scd	0	5.4(Matonick et al., 1997)

Tablo 1: M101 galaksisinin özellikleri

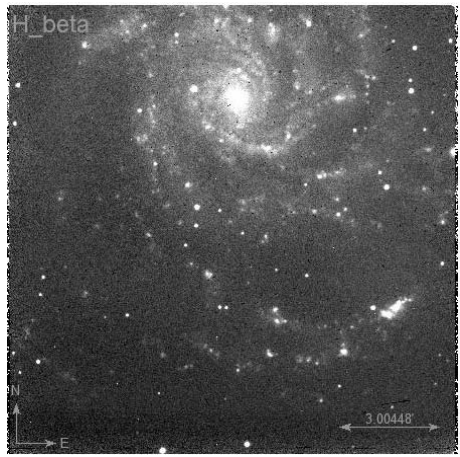
2. Yapılan Çalışmalar

GIPK adaylarını belirleyebilmek için Mayıs ve Haziran 2008 tarihlerinde TUG da gözlemler yapıldı. Bu gözlemlerde RTT150 cm teleskop ile 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 2 ve Tablo 3' de verilmektedir.

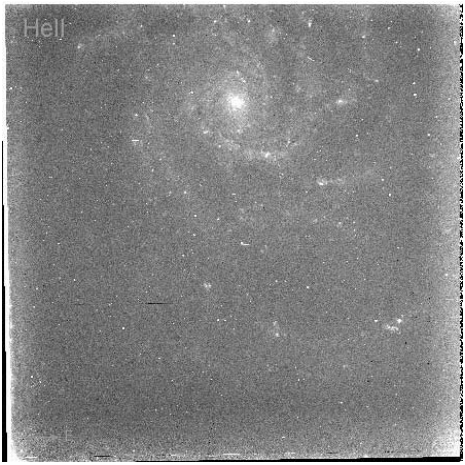
Alınan veriler LINUX işletim sisteminde ESO – MIDAS (The European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System) paket programı kullanılarak analiz edildi. [OIII]λλ4363,5007; [OII] λλ3727,3729; HeII λ4686 ve H_β ve bunlara karşılık gelen dalgaboyundaki sürekli filtreleriyle alınan her bir görüntü için standart veri indirgeme işlemleri olan bias çıkarılması (0 poz süreli okuma), düz alan (flat fielded) ve yönlendirme (alignment) yapılmış ve sonra her bir filtreye ait toplam görüntüyü elde etmek üzere toplanmıştır. Bütün bu işlemlerden sonra elde edilen toplam görüntülerden yıldız ışığını çıkarabilmek için bunlara ait sürekli ışımaların çıkarılması gerekmektedir. M101 galaksisi için yeni görüntüler Şekil 1(a- d) ' de gösterilmektedir.



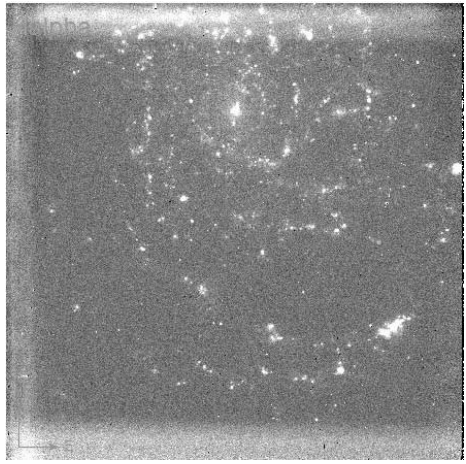
Şekil 1(a): M101 *OIII(5007) görüntüsü*



Şekil 1(b): *M101 H_beta görüntüsü*



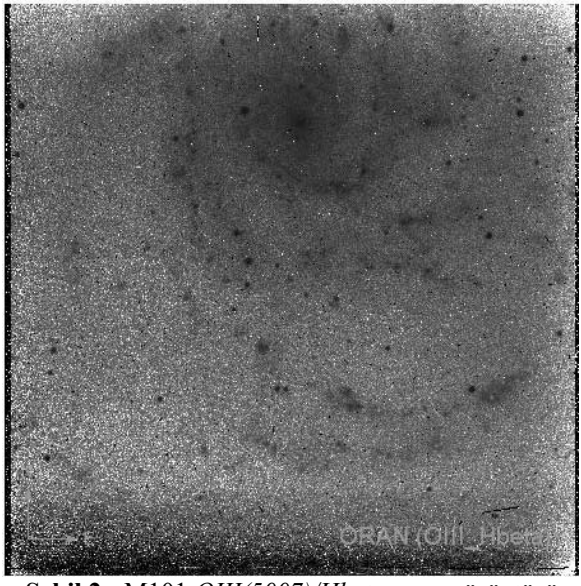
Şekil 1(c): M101 *HeII görüntüsü*



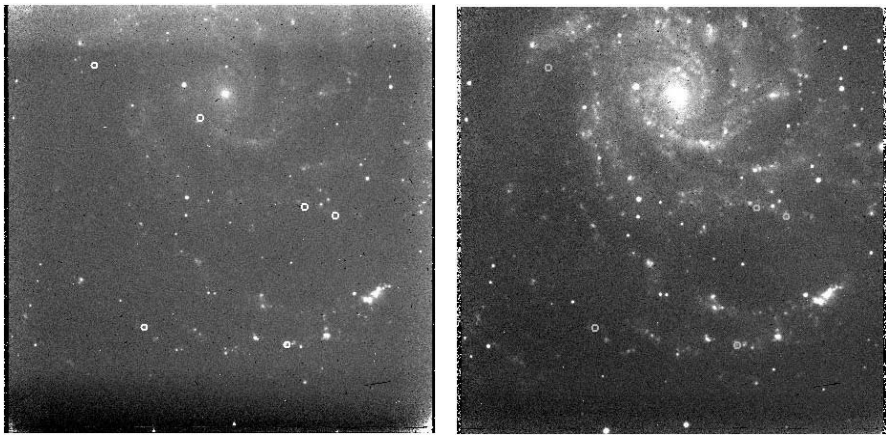
Şekil 1(d): *M101 Halfa görüntüsü*

GIPK adayları sürekli ışıma çıkarılmış [OIII]λ5007 görüntüsü ve sürekli ışıma çıkarılmış H_β görüntülerinin oranlanmasıyla belirlenmiştir. Oran görüntüsündeki (Şekil 2) parlak bölgeler GIPK

adayları olarak belirlenmiştir. Belirlenen kalıntı adaylarının galaksinin HII bölgeleri, süpernova kalıntıları ve gezegenimsi bulutsular gibi diğer yayınım bölgeleri ile karşılaştırılarak pozisyon uyumuna bakılmıştır. Sonuçta M101 galaksisinin gözlenen kısmında 6 tane GIPK adayı belirlenmiştir (Şekil 3a ve 3b). Belirlenen 6 adayın pozisyonları ve yarıçapı 4 piksele karşılık gelen alan içerisindeki foton sayı oranı Tablo 4 de verilmektedir. Önümüzdeki dönemlerde TUG da yapılması planlanan gözlemlerle belirlenen adayların mümkünse tayfsal gözlemleri yapılacak bu gözlemlerden elde edilecek tayfsal oranlarla kalıntılar onaylanabilecektir.



Şekil 2: M101 *OIII(5007)/Hbeta oran görüntüsü*



(a) **(b)**

Şekil 3:(a)*OIII(5007) görüntüsü uzerinde GIPK larin pozisyonlari* **(b)** Hbeta *görüntüsü uzerinde GIPK larin pozisyonlari*

Filtreler	Dalgaboyu, λ	FWHM
[OIII]	4363	50
[OIII]	5007	56
[OII]	3727	50
HeII	4686	50
H_β	4861	50
Hα	6563	80
Mavi	5125	44
Hα_sürekli ışınım	6446	123

Tablo 2. *Girişim filtrelerinin karakteristik özellikleri*

Filtreler	Tarih	Exposure (s) Seeing(″)
[OIII]5007	13 Mayis 2008	1200x3 2"
HeII4686	20 Haziran 2008	1200x3 1.8"
	13 Mayis 2008	1200x3 2"
Hα	20 Haziran 2008	1200x3 2"
Mavi	13 Mayis 2008 & 20 Haziran 2008	600x1 2" & 600x1 1.8"
Hα_sürekli ışınım	20 Haziran 2008	600x1 1.8"

Tablo 3. *M101 galaksisinin gözlem özellikleri*

NO	RA (J2000)	DEC (J2000)	OIIIλ5007 / Hβ	HeII/ Hβ
1	14:03:18.723	+54:25:00.50	3.3	26.1
2	14:02:22.760	+54:23:34.70	3.2	25.1
3	14:02:18.854	+54:19:06.59	5.8	44.9
4	14:02:46.365	+54:17:32.66	3.2	24.2
5	14:02:48.217	+54:18:29.03	4.6	38.4
6	14:03:07.38	+54:21:42.37	3.9	31.5

Tablo 4. *M101 de belirlenen GIPK adayları*

3. Sonuçlar ve Tartışmalar

M101 sarmal galaksisinin TUG' da yapılan gözlemler sonucu yayınım çizgi oranı OIIIλ5007 / Hβ ve HeII/ Hβ kriteri temel alınarak 6 bulutsu GIPK adayı olarak belirlenmiştir. Bulunan GIPK adaylarının seçilen farklı kataloglardaki diğer yayınım bulutsularıyla pozisyon uyumlarına bakılmış ve herhangi bir pozisyon uyumu görülmemiştir.

Yakın galaksilerde bulunan GIPK' ların optik bölgede araştırılması devam eden bir projedir. TUG da bulunan RTT 150 cm' lik teleskopla önümüzdeki gözlem dönemlerinde galaksinin üst kısmının da dar band girişim filtreleriyle görüntüleri alınarak GIPK adaylarının belirlenmesi ve galaksinin alt kısmının da daha uzun poz sürelerinde gözlenmesi planlanmaktadır. Belirlenen GIPK adaylarının tayflarının da önümüzdeki gözlem dönemlerinde alınarak adayların onaylanması planlanmaktadır.

4. Referanslar

ATOYAN, A.M. ve ark.. 2006. The Astrophysical Journal, Volume 642, Issue 2, pp. L153-L156.

BELCZYNISKI, K. ve ark., 2001. ASP Conference Series, Vol. 229

BELCZYNISKI, K. ve ark., 2006. The Astrophysical Journal, Volume 648, Issue 2, pp. 1110-1116.

BLOOM, J. S., ve ark. 1999, ApJ, 518, L1

EICHLER, D. ve ark., 1989. Nature, vol. 340, July 13, 1989, p. 126-128.

FRYER, C. L.; WOOSLEY, S. E.; HARTMAN, D. H., 1999. Astrophysical Journal, 526, 152 – 177
PERNA, R., & Loeb, A. 1998, ApJ, 501, 467

PERNA, R. ve ark., 2000. The Astrophysical Journal, Volume 533, Issue 2, pp. 658-669.

WAXMAN, E. 1997a, ApJ, 485, L5

WAXMAN, E. 1997b, ApJ, 489, L33

WIJERS, R. A. M. J., ve Galama, T. J. 1999, ApJ, 523, 1

WOOSLEY, S. E. ve BLOOM, J. S., 2006. Annual Review of Astronomy & Astrophysics, vol. 44, Issue 1, pp.507-556

WOOSLEY, S. E. ve ark., 2002. RvMP, vol. 74, Issue 4, pp. 1015-1071

WOOSLEY, S. E., 1993. Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 25, p.894

MACFADYEN, A. I.; WOOSLEY, S. E., 1999. Astrophysical Journal, v. 524, p. 262 –289

ZHANG, W.; FRYER, C. L., 2001. The Astrophysical Journal, Volume 550, Issue 1, pp. 357-367

ZHANG, B.; MESZAROS, P. 2004. Int.J.Mod.Phys. A19 2385-2472

Be/X-IŞIN SİSTEMLERİNE GENEL BAKIŞ: GRO J2058+42 SİSTEMİNİN TAYFSALGÖZLEMLERİ

Mehtap Özbey, Ümit Kızıloğlu

Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fizik Bölümü
http://astroa.physics.metu.edu.tr/

ÖZET

Bu çalışmada GRO J2058+42 Be/X-ışın sistemi optik bileşeninin Mayıs 2006-Haziran 2008 yılları arasında 1.5 metrelik Rus-Türk teleskopunun TFOSC tayçekeriyle yapılan tayfsal gözlemleri yer almaktadır. Tüm tayflarda salma profili göstren Hα salma çizgisi, Be yıldızının etrafındaki diskin X-ışın patlamasından sonraki dönemde de varolduğunu göstermektedir. Sistemin son X-ışın patlaması sırasında yapılan gözlemler diskin Hα salma çizgisi üreten dış bölgesinin yoğunluğunun arttığını işaret etmektedir. Ayrıca eşdeğer genişlik değerlerindeki değişimin , optik parklaklıktaki değişimle korelasyon içinde olduğu bulunmuştur. Kaynak aynı zamanda disk içindeki yüksek yoğunluklu bir bölgenin devinimi sonucu oluşan V/R değişimleri göstermektedir.

Anahtar Kelimler: Be/X-ışın çiftleri, Hα salma çizgisi, V/R değişimleri, tayfsal analiz

ABSTRACT

In this study the observations of the optical counterpart to the Be/X-ray binary system GRO J2058+42 , taken with Russian-Turkish 1.5 m telescope and its medium resolution spectrometer TFOSC between May 2006 and June 2008, are presented. The Hα emission lines which was presented in all spectra pointed out that the circumstellar disk of the optical companion existed during and after the last X-ray activity of the system. Furthermore, the spectra of the source

show clear evidence for the changes in the ratio of the double peaks of Hα emission line indicative of the precession of the high-density regions confined in the disk.

Keywords: Be/-ray binaries, Hα emission lines, V/R variations, spectral analysis

1. GİRİŞ

Yüksek kütleli X-ışın çiftlerinin en kalabalık üyesi olan Be/X-ışın çiftleri, Roche lobunu henüz doldurmamış Be tipinde büyük kütleli bir yıldız ve nötron yıldızından oluşmaktadır. 'Be' tip adlandırılması yalnızca spektral tipi B olan yıldızlar için değil, tayfında salma çizgileri gösteren veya göstermiş, kırmızıöte bölgede oldukça büyük bir artığa sahip, süperdev olmayan erken tip yıldızlar için kullanılan genel bir terimdir (Slettebak 1978). Be tip yıldızlar kritik hızlarının neredeyse 0.8 ´i katı bir dönme hızına sahiptirler. Hızlı dönme özelliğinin asıl sebebi bilinmemekle birlikte, anakoldaki yaşamları sırasında açısal momentumlarının evrimleri nedeniyle yıldızın dış katmanlarının daha hızlı hareket ettiği düşünülmektedir (Heger ve Langer 2000). Be yıldızlarının bir diğer önemli özelliği de salma çizgilerinin ve kırmızıöte artığın üretildiği yer olan ve yıldızın ekvator bölgesinde yer alan yoğun diskin varlığıdır. Yıldızdan atılan maddeler tarafından beslenen kepler disklerinden oluşmuş bu yapı, açısal momentumun iç diskten dış bölgelere akışkanlık yoluyla transfer edildiği akışkan disk modeline göre açıklanmaktadır (Lee ve diğ. 1991, Okazaki 2001). Be/ X-ışın çiftlerinde görülen X-ışınımı ise diskteki maddenin nötrona yıldızına atılmasıyla oluşan, geçiçi pulsarlardır ve iki türdür. **i)**Normal patlamalar (tip I); genellikle periyodik ve küçük X-ışın patlamalarıdır (L_x~10^{36}-10^{37} erg/sn). **ii)**Dev patlamalar (tip II); büyük X-ışınıma sahip ve orbital modülasyon göstermeyen patlamalardır.

198 sn dönme periyodu ve 55.04 gün dolanma periyoduna sahip bir X-ışın pulsarı olan GRO J2058+42, 1995 yılındaki dev X-ışın patlamsı sırasında Compton Gama Işın Uydusunun (CGRO) Batse dedektörü tarfından keşfedilmiştir (Wilson ve diğ., 1996). Keşfedildikten sonra 2002 yılına kadar, sistemde toplam beş küçük X-ışın patlaması kaydedilmiştir. Yaklaşık üç ay öncesine kadar X-ışında sessiz bir dönemde olan sistem, Mayıs 2008´deki 13-50 keV enerji aralığındaki 13 mcrab´lik tip I patlamayla bu sessizliği bozmuştur. Sistemin optik bileşeni O9.5-BO tayf türünde,

ışınım sınıfı IV-V aralığında bulunan ve tayfında çift tepeli Hα (λ6562.8 Å)salma çizgisi gösteren bir yıldızdır (Wilson ve diğ., 2005). Uzun dönemli optik gözlemler, yıldızda radyal olmayan 2.404 gün^{-1} frekansında bir pulsasyonun varolduğunu göstermiştir (Kızıloğlu ve diğ., 2007).

2. GÖZLEMLER VE ANALİZ

Sistemin Mayıs 2006-Haziran 2008 gözlemleri 1.5 metrelik Rus-Türk teleskobunun orta dereceden ayırma gücüne sahip TFOSC tayfçekeriyle yapılmıştır. Gözlemsel detaylar Tablo2.1´de yeralmaktadır. Tayf için kullanılan grismlerin duyarlı oldukları dalgaboyu aralıkları ve ayırma güçleri sırasıyla: grism G7 3850-6850 Å´de ~ 1.5 Å/pixel, grism G8 5800-6300 Å´de ~ 1.1 Å/pixel, grism G14 3275-6100 Å´de ~ 1.4 Å/pixel ve grism G15 3300-9000 Å´de ~ 3 Å/pixel şeklindedir.

Tayfsal analiz MIDAS programının LONGSLIT paketiyle yapılmış, tayftaki çizgilerin eşdeğer genişlik ve yarı yükseklikteki tam genişlik değerleri ise programın ALICE içeriğiyle hesaplanmıştır.

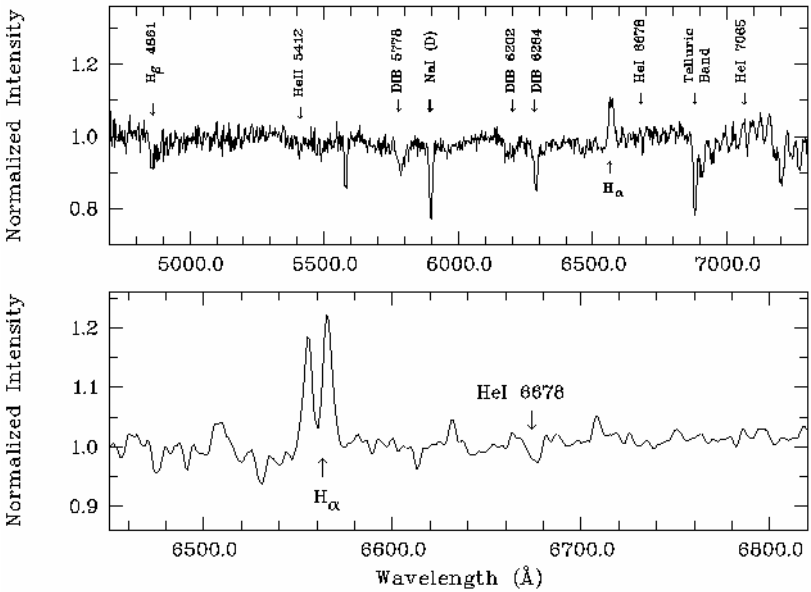
Date	MJD[a]	Grism	Exp. (s)	Slit (μ)
2006 May 23	53878	G7	4×600	54
2006 July 29	53945	G7	2×1200	54
		G8	2×1800	54
		G15	1800	54
2006 August 19	53966	G8	1800	67
		G14	1800	67
2006 September 26	54004	G8	1800	67
		G14	3600	67
2007 June 14	54265	G8	2400	67
2007 December 14	54448	G8	2400	67
2007 December 19	54453	G8	2400	67
2008 May 12	54598	G8	2400	67
2008 June 19	54636	G8	2400	67

[a]Modified Julian Date = JD (Julian Date)- 2400000.5

TABLO 2.1 : GRO J2058+42 sistemi optik bileşenine ait gözlemsel detaylar.

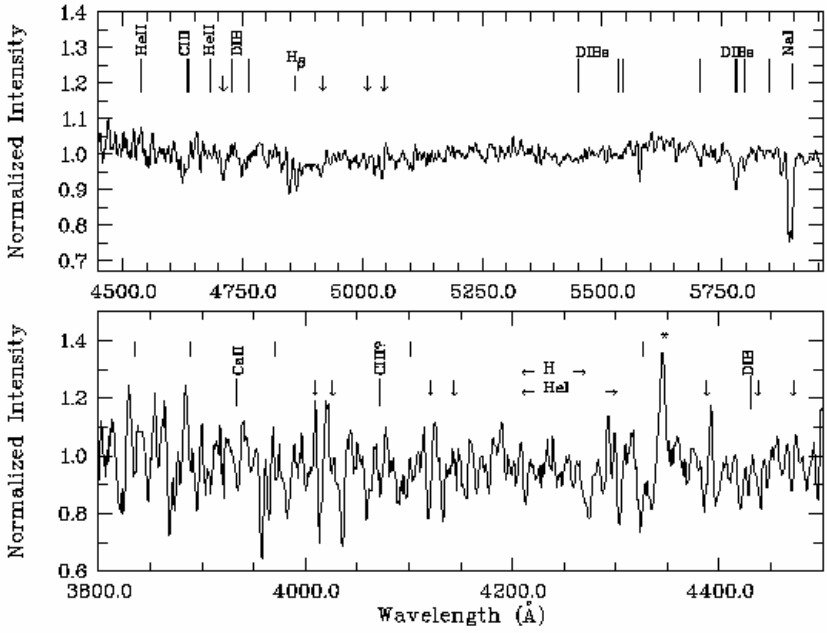
3. TAYFSAL ÇİZGİLERİN TANIMLANMASI

Kaynağın tayflarındaki en belirgin yapı diskin varlığını kanıtlayan çift tepeli görünümdeki Hα salma çizgisidir. Bunun dışında HeI λλ6678 ve 7065 Å çizgileri merkezi soğurması derin çift tepeli salma profilindedir (Şekil3.1). Bunun dışında diğer λλ4026, 4121, 4144, 4387 ve 4471 HeI çizgileri soğurma olarak görülmektedir (Şekil3.2).



ŞEKİL 3.1: Kaynağın uzun bant (grism G15, üst panel) ve orta ayırma güçlü (G8, alt panel) tayfları.

O tayf türünden yıldızlarlarda baskın bir şekilde görülen HeII λλ4541, 4684 ve 5412 çizgileri, GRO J2058+42 sistemi optik bileşeninin tayfında soğurma şeklinde görülmektedir. Ayrıca tayfın mavi bölgesinde Hidrojen Balmer serisi çizgileri kolayca ayırtedilebilmektedir. Orta ve uzun bant tayflarda yeralan yaygın yıldızlarası soğurma bantları (DIB) en güçlü çizgiler arsında yerini almaktadır.



ŞEKİL 3.2: Kaynağın orta bant (grıism G7, üst panel) ve mavi bölge tayfları (grism G14, alt panel). Balmer serisi çizgileri kısa dikey çizgilerle, HeI çizgileri aşağı yönlü oklarla ve kozmik ışınlar yıldız (*) ile gösterilmiştir.

4. Hα SALMA ÇİZGİSİ ve V/R DEĞİŞİMLERİ

Yaklaşık 2 yıllık gözlem süresi boyunca salma profili gösteren Hα çizgisi, sistemin optik bileşeninin diskinin valduğunu göstermektedir. Eşdeğer genişlik değerinde gözlenen artma diskin Hα üreten (dış disk) bölgesinin yoğunluğundaki artışın bir sonucudur. Tablo 4.1 Hα salma çizgisine ait bazı ölçümleri içermektedir. Salma çizgisinin tayfın mor tarafındaki (V) ve kırmızı tarafındaki (R) tepeleri arasındaki hızını belirten ΔV (tepe ayrıklık hızı) Doppler formülü kullanılarak elde edilmiş ve izdüşümsel dönme hızı Vsin(i) Buscombe (1969) yaklaşımından yararlanılarak bulunumuştur. Bu yaklaşıma göre,

$$V\sin(i) = \frac{FWHM}{2\lambda_0\sqrt{(\ln 2)}} \times c$$

λ_0 çizginin laboratuar dalgaboyunu, FWHM çizginin yarı yükseklikteki tam genişlik değerini ve c ışık hızını belirtmektedir. Vsin(i)=357.67±67 km/sn,

ΔV=394.39 km/sn olarak bulunan ortalama izdüşümsel dönme hızı ve tepe ayrıklığı hızı, Huang yasasına (1972) uygulandığında,

$$\frac{R_e}{R_*} = \left(\frac{2V \sin(i)}{\Delta V} \right)^2$$

(R_e diskin salma çizgileri üreten bölgesinin yarıçapı, R_* yıldızın fotosferik yarıçapı)

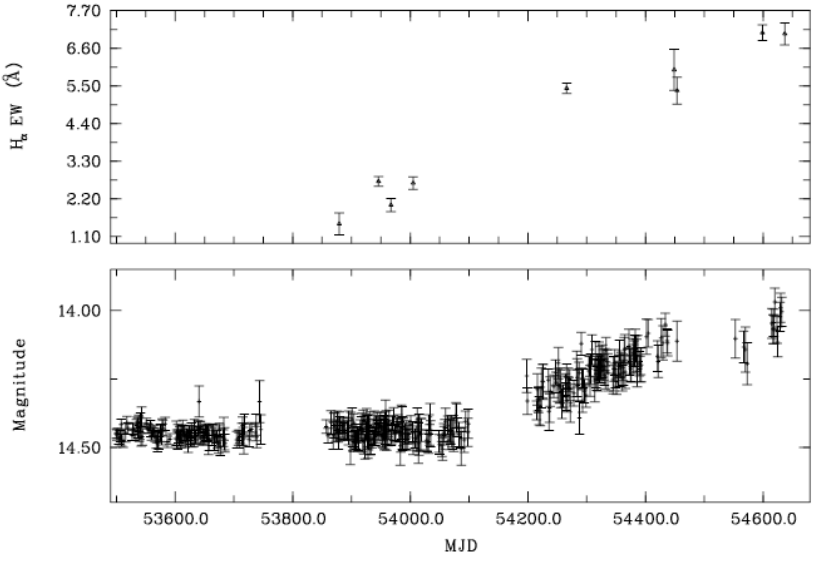
diskin salma çizgilerinden sorumlu olan bölgesinin yıldızın fotosferik yarıçapının yaklaşık 4 katı olduğu hesaplanmıştır ($R_e = 4R_*$).

MJD	EW (Å)	FWHM (Å)	Vsin(i) (Km/s)	ΔV (Km/s)	Profile Shape
53879.03	1.47±0.32	15.70±4.32	432.22±118.93	435.18	V>R
53945.88	2.71±0.14	8.99±3.82	247.49±105.16	459.86	V<R
53967.04	2.02±0.19	12.84±5.01	353.48±137.92	500.55	V<R
54004.78	2.66±0.18	12.85±5.45	353.76±150.04	402.47	V>R
54266.01	5.43±0.15	14.67±6.23	403.86±171.51	336.90	V<R
54448.81	5.97±0.60	13.99±5.94	385.14±163.53	256.45	V<R
54453.69	5.36±0.39	15.27±5.90	420.38±162.43	369.35	V∼R
54598.95	7.05±0.23	13.56±2.43	373.30±66.90	-	Single
54637.02	7.02±0.32	9.06±3.52	249.42±96.90	-	Single

Tablo 4.1: Hα salma çizgisine ait ölçümler.

Haziran-Eylül 2006 (Mayıs 2006 verisi düşük sinyal görüntü oranı nedeniyle hesaba katılmamıştır) verilerinin eşdeğer genişlik değeri ortalaması 2.46±0.17 Á iken takip eden Haziran-Aralık 2007 ortalaması 5.59±0.38 Á bulunmuştur. Yaklaşık 2 katlık bir artışa denk gelen bu sonuç, aynı zamanda X-ışın aktivitelerinden önce salma çizgilerinin belirgin bir

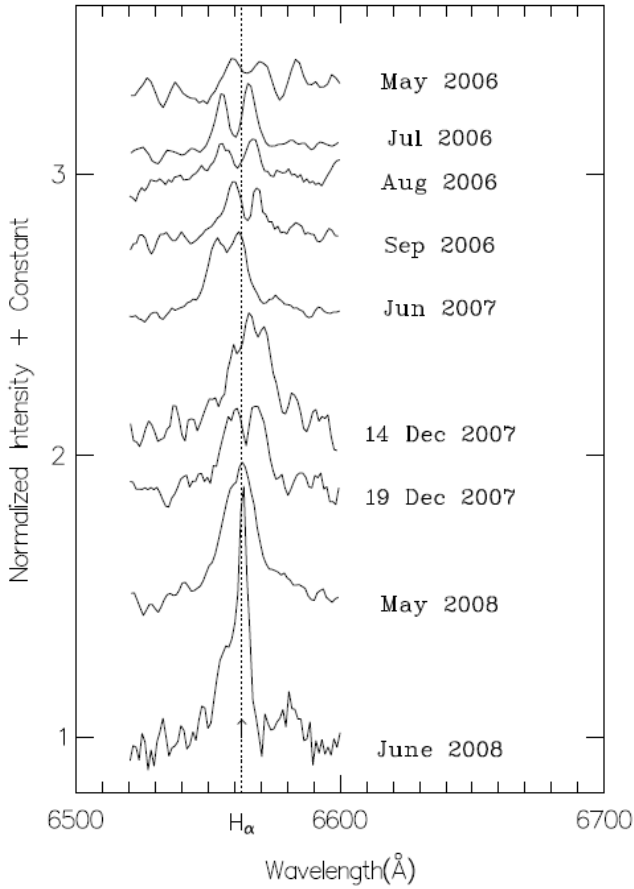
biçimde arttığı gerçeğini de doğrulamaktadır (Okazaki ve Negueruela 2001). Sistemin son X-ışın patlamasını gerçekleştirdiği gece yapılan 12 Mayıs gözlemi salma çizgisinin eşdeğer genişliğindeki artışın aynı oranda devam ettiğini göstermektedir. Yaklaşık bir ay sonrasında da bu değer artmaya devam etmiş ancak yarı yükseklikteki tam genişlik değeri aynı oranda azalmıştır. Başka bir önemli sonuç ise eşdeğer genişlik değerlerindeki bu değişimin, optik bileşenin parlaklık değişimiyle paralel olarak hareket edişidir (Şekil 4.1).



Şekil 4.1: GRO J2058+42 optik bileşeninin parlaklık değişimi ve Hα salma çizgisinin eşdeğer genişlik değişimi.

Bu korelasyon diskin salma çizgilerinden sorumlu olan dış bölgesindeki madde miktarının arttığının (dolayısıyla yoğunluğunun artması) ve bu artışın eşdeğer genişlik değerinde görülen artmaya neden olduğunun göstergesidir.

Eşdeğer genişlikteki değişimlere ek olarak Hα salmaçizgisi profili de X-ışın aktivitesinden sonra çift tepeli görünümünü değiştirmiştir (Şekil 4.2) . Sistemin X-ışın aktivitesi



Şekil 4.2: Hα salma profilinin gözlem süresi boyunca olan değişimi.

gösterdiği tarihte salma çizgisi çift tepeli durumdan tek tepeli duruma geçmiştir. Aktiviteden bir ay sonra da tek tepeli olarak görünmeye devam etmiştir. Aynı zamanda salma çizgisi çift tepeli görünümdeyken de değişimler göstermiştir. Salma çizginin V ve R tepelerinin oranındaki değişim olarak adlandırılan bu durum (V/R değişimi) küresel tek kollu salınım modeliyle (GAOM) açıklanmaktadır (Okazaki 1991, Hanuschik ve diğ., 1995). Bu modele göre disk içinde yer alan yüksek yoğunlulu bir bölgenin devinimi salma çizgisindeki tepelerin görünümünde bir değişime yol açmaktadır. Yüksek yoğunluklu bölgenin hareketinin diskin harektiyle aynı yönde olduğu kabul edilirse: yüksek yoğunluklu bölge gözlemciye doğru hareket ettiğinde V>R, gözlemciden uzaklaşırken V<R şeklindeki

profiller görülecektir. Yüksek yoğunluklu bölgenin yıldızın önünde ve arkasında olduğu her iki durumda da V=R olacaktır.

GRO J2058+42 optik bileşenine ait Hα salma çizgisi : **V>R → V<R → V<R → V>R → V<R → V<R → V=R** sırasıyla bir değişim gösterdiğinden, diskte yeralan yüksek yoğunluklu bir bölgenin varlığından söz etmek mümkündür.

KAYNAKLAR

[1] Buscombe W., 1969, MNRAS, 144,1
[2] Hanuschik R. W., Hummel W., Dietle O., Sutoris E., 1995, A&A, 300, 163
[3] Heger A., Langer N., 2000, ApJ, 554, 1016
[4] Huang S. S., 1972, ApJ, 171, 549
[5] Kızıloğlu Ü., Kızıloğlu N., Baykal A., Yerli S. K., Özbey M., 2007, A&A, 470, 1023
[6] Lee U., Saio H., Osaki Y., 1991, MNRAS, 250, 342
[7] Okazaki A. T., 1991, PASJ, 43,75
[8] Okazaki A. T., 2001, PASJ, 53, 119
[9] Okazaki A. T. ve Negueruela I., 2001, ASPC, 234, 281
[10] Slettebak A., 1978, SSR, 23, 541
[11] Wilson C. A., Zhang S. N., Finger M. H., Wilson R. B., Scott M., ve diğ. 1995, IAU Circ., 6283
[12] Wilson C. A., Strohmayer T., Chakrabarty D., 1996, IAU Circ., 6514

SUZAKU X-IŞIN UYDUSU ve GALAKSİ KÜMELERİ VERİ SONUÇLARI

M. Hüdaverdi[1], E. N. Ercan[1], M. Bozkurt[1], A. Furuzawa[2], H. Kunieda[2]

1- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342, İstanbul
Email: murat.hudaverdi@boun.edu.tr
2- Nagoya Üniversitesi, Fizik Bölümü, Furu-cho, Chikusa, 464-8602, Japonya

ÖZET

JAXA/ISAS (JP) ve NASA (US) ortak yapimi olan X-ray uydusu *Suzaku*, 2005 yılında yörüngeye fırlatıldı. Geniş algı aralığı (0.3-600 keV), yüksek enerji çözünürlüğü (~6.5eV@6keV) ile sıcak X-ışın plazmasının dinamik hareketleri üzerine önemli sonuçlar sunmaktadır. Biz bu çalışmamızda uydunun tanıtımı ve son durumu, galaksi kümeleri gözlemleri ve analiz sonuçlarımızı özetledik. Teorik modeller ile gözlem sonuçları kıyaslamaları, salınım çizgileri ışığında küme içi galaksiler arası gazın dinamik hareketleri tartışıldı.

Anahtar Kelimeler: *X-Işın uyduları, SUZAKU uydusu, Galaksi kümeleri*

ABSTRACT

Suzaku is JAXA/ISAS and NASA joint mission, launched on 2005. Having large energy range (0.3-600 keV) and high spectral resolution (~6.5eV@6keV), the mission is very promising to study dynamics of X-Ray plasma. In this work, we introduce *Suzaku* with brief information about the latest status, summarize observations of galaxy clusters and present our analysis results. Theoretical models are compared with the observational results, based on the information derived from emission lines dynamics of ICM plasma is discussed.

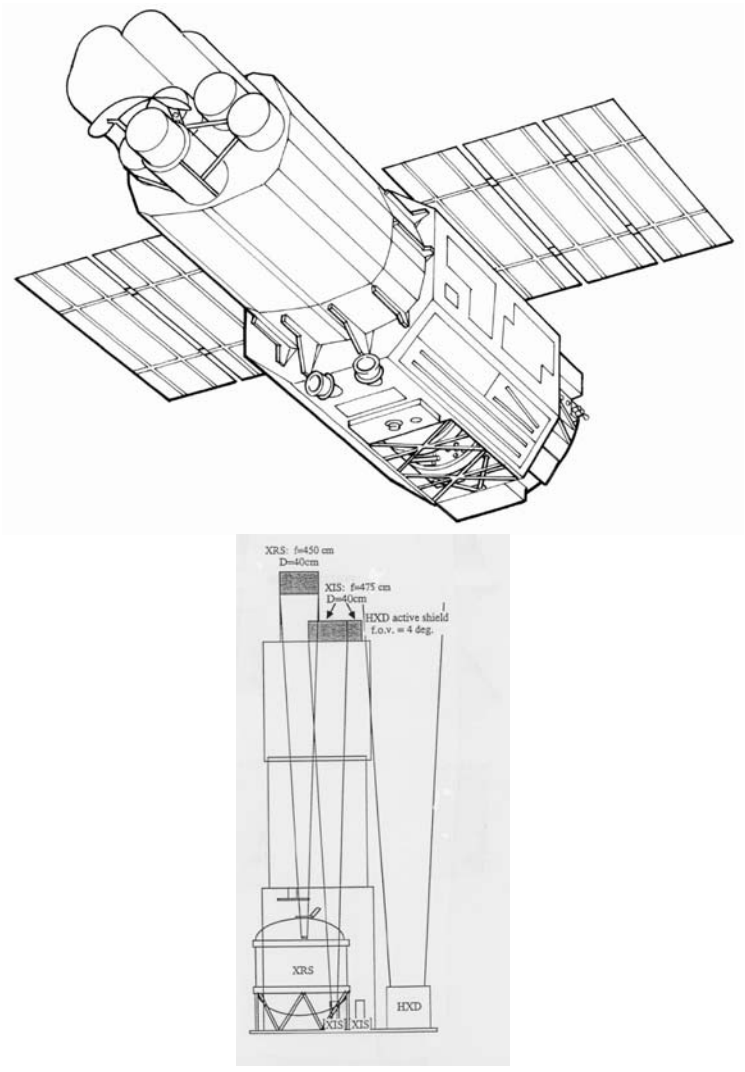
Key Words: *X-Ray missions, Suzaku, Clusters of Galaxies*

1.Giriş

Japonya'nın 5. X-ışın uydusu Astro-E2, 2005 yılı Temmuz ayında yörüngeye fırlatıldı. Kısa süre sonra Asya mitolojisine göre güney gökkürenin muhafızı anka kuşuna ithafen *Suzaku* olarak ismi değiştirildi. 570 km yükseklikteki dairesel yörüngesini yaklaşık 96 dk tamamlamaktadır. Kalibrasyon dönemlerinde başarılı olan X-Işın Tayfölçeri (XRS) mikro-kalorimetresi, katı neon ve sıvı helium karışımı soğutucu tankındaki arıza sebebiyle sıvı helium uzaya sızmış, ve sistemi çalışmaz hale getirmiştir. Uydunun diğer kısımları performansı iyi durumdadır. *Suzaku* uydusu, geniş algı aralığı, düşük gürültü kirliliği ve CCD enerji çözünürlüğü ile astrofizik sorularımıza çözüm sunmada önemli bir araçdır.

2. *Suzaku* Genel Özellikler

Suzaku noktalama, yörünge ve takip özellikleri ile *ASCA*'ya çok benzese de, ağırlığı 4 kat fazladır (1706 kg). 5 adet X-ışın ayna seti ve bunlara eş 5 adet detektörü bulunmaktadır (Şekil 1). Uydu 6.5m odak uzaklığına sahiptir. Uydu yüksekliği 4 set reaksiyon tekeriyle sabitlenirken, 3 adet jiroskop ve 2 yıldız takip kamerasıyle ölçülmektedir. Gökkürenin herhangi bir alanı yılda en azından 2 görüşe sahiptir.



Şekil 1: *Suzaku* şematik çizimi (sol) ve uydunun yandan görünümü (sağ).

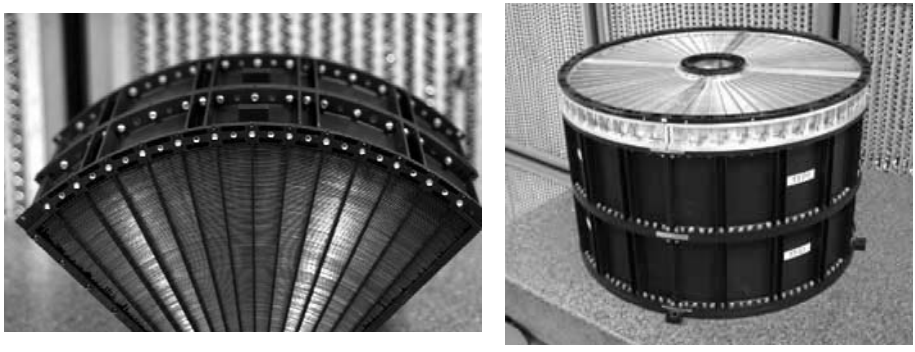
3. Teknik Özellikler

Suzaku uydusunun 3 adet eş-yönlü enstrümanı bulunmaktadır. İlk alet XIS'in dört adet görüntüleme CCDsi ortalama enerji çözünürlüğüne sahiptir (Koyama ve diğ. 2007). Herbir XIS, x-ışın teleskoplarının (XRT) odağına yerleştirilmiştir (Serlemitsos ve diğ. 2007). 10-600 keV algı aralığı (Kokubun ve diğ. 2007) ile

uydunun görüş aralığını büyük ölçüde artıran, ikinci alet HXD (Takahashi ve diğ. 2007) görüntüleme özelliğine sahip değildir. Son alet XRS sıvı-helium sızıntısı sonrası devre dışı kaldığı için burada anlatılmayacakdır.

3.1 X-Işın Teleskobu (XRT)

NASA/GSFC, Nagoya Üniversitesi, Tokyo Metropolitan Üniversitesi, ISAS/JAXA ortak yapımı olan X-Işın Teleskobu (XRT), 5 set olarak üretildi. Bunlar sık olarak yuvalanmış 175 adet ince-foil konik aynalardan oluşmaktadır. Şekil 2'de aynaların geometrik yapısı görülmektedir. 20 kg ağırlığındaki aynaların enerji görüş aralığı 0.2-12 keVdir. XRT'lerin 4 seti, XIS detektörlerine odaklanmıştır. XRT açısal çözünürlüğü 1`.8-2`.3 arası değerdedir. Etkin alan 1.5keV'de 440cm^2, 8keV'de 250cm^2 olarak kaydedilmiştir.



Şekil 2: 175 adet yuvalanmış çok katlı XRT aynaları. Sol panelde teleskobun 1/4'lik quadran kısmı, sağ panelde 20kg ağırlığında XRT görünüyor.

3.2 X-Işın Görüntüleme Tafyölçer (XIS)

Suzaku'nun şekil 3'de gösterildiği gibi 4 X-ışın Görüntüleme Tafyölçeri (XIS) bulunmaktadır. Bunlarda, foton-sayım modunda işleyen ASCA SIS, *Chandra* ACIS, ve *XMM-Newton* EPIC çiplerine özdeş silikon CCDler yer alır. X-ışın CCDleri gelen x-ışın fotonunu yüklü iyon bulutuna dönüştürme pirensibi ile çalışır. Yük miktarı gelen x-ışın foton enerjisiyle orantılıdır. Yüklü iyonlar zaman-değişkenli elektirik potensiyel uygulamasıyla çıkış transistörü kapısına doğru kayarlar. Tüm bu işlemler 'pulse hight' olarak adlandırılan,

voltaj seviyesi oluşumu ile neticelenir. Algı aralığını olabildiğince yukarıya çekerek geniş bir hassasiyet aralığı oluşturmakdır.

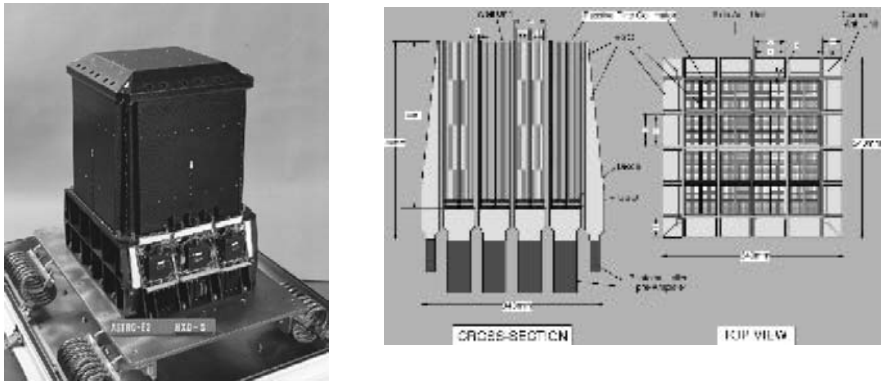
X-ışın teleskoplarının odak düzleminde yer alan 4 *Suzaku* XIS detektörü XIS0, 1, 2 ve 3 olarak adlandırılır. XRT-I0, XRT-I1, XRT-I2, ve XRT-I3 olarak de bilinirler . Herbir CCD, 1024∗1024 piksele sahiptir ve 18`*18`görüş alanına sahiptirler. Piksel 24μm^2, ve herbir CCD 25mm*25mm. XIS1 detektöründe *back-side illumine*, diğer detektörlerdeyse *front-side illumine* chip kullanılmıştır. XIS birçok kurumda üretilen (MIT: CCD sensor, analog elektronik, thermo-elektrik soğutucu, ısı kontrol unitesi; Kyoto, Osaka, Rikkyo, Ehime Univ. ve ISAS: dijital elektronik ve sersör yuvaları) parçaların birleştirilmesi ile oluşturuldu.

Şekil 3: Suzaku'da yer alan 4 XIS detektörü.

3.3 Sert X-Işın Detektörü (HXD)

10-600 keV enerji aralığına duyarlı HXD görüntüleme özelliği olmayan bir detektördür. Şekil 4 genel görünüm ve işleyiş mekanizmasını göstermektedir. Üretiminde temel amaç *Suzaku'*nun duyarlılık aralığını olabildiğince yukarıya çekerek geniş bir algı aralığı oluşturmakdır.

HXD-sensör böceklerdeki gibi çoklu göz sistemi ile çalışır. Sıralı (4*4) 16 ana algaç bulunur. Aktif kalkanlama 20 kiristal sintilatör ile sağlanır. Sintilatör sinyalleri photomultiplier tüpler tarafından okunur. Şekil 4 sağ panel şematik çizimi göstermektedir. HXD etkin alanı 20keV'de 160cm^2 ve 100keV'de 100cm^2 olarak kaydedilmiştir. PIN diyotları için enerji çözünürlüğü 4.0 keV (FWHM), sintilatör için ise $7.6/(E)^{1/2}$ % (FWHM). Burada E enerjidir ve MeV birimindedir. HXD 61μs zaman çözünürlüğüne sahiptir.



Şekil 4: Suzaku HXD (sol-panel). HXD şematik çizimi (sağ-panel).

4. Galaksi Kümeleri

Galaksi kümeleri evrendeki en büyük yapılardır. Evreni en iyi temsil eden birimler oldukları için çalışmaları evrenin oluşumu ve kimyasal yapısı hakkında önemli bulgular sunar. Kümenin kütlesi galaksiler (%10), sıcak yaygın X-ışın plazma (%20) ve kara madde (%70)den ibarettir (Şekil 5). Şuanki bilgilerimizle, kümeyi bir arada tutan çekimsel güç kara-madde olduğunu biliyoruz. Ancak kara-maddenin doğası ve evrendeki dağılımı halen esrarını korumaktadır. X-ışınım gazı (ICM) küme içini, galaksiler arasını doldurur ve kara-madde dağılımı hakkında ipuçları sunar. *Suzaku*'nun yüksek enerji

çözünürlüğü x-ışın plazmasının detaylı çalışılmalırına imkan sunar. *Suzaku* bu gazın hareketlerini ölçecek donanıma sahiptir. Plazma kümenin merkezine doğru, ışınım yaparak, soğuyarak düşer. *Suzaku* öncesi uydular beklenilen ışımaları tayfsal olarak yakalayacak kapasitede değillerdi. *Suzaku* bu çizgiler, şayet gerçekten orada iseler, yakalayabilecekdir.

Şekil 5: Kurşun kümesi (A576). Galaksiler sarı, X-ışın kırmızı, karamadde mavi.

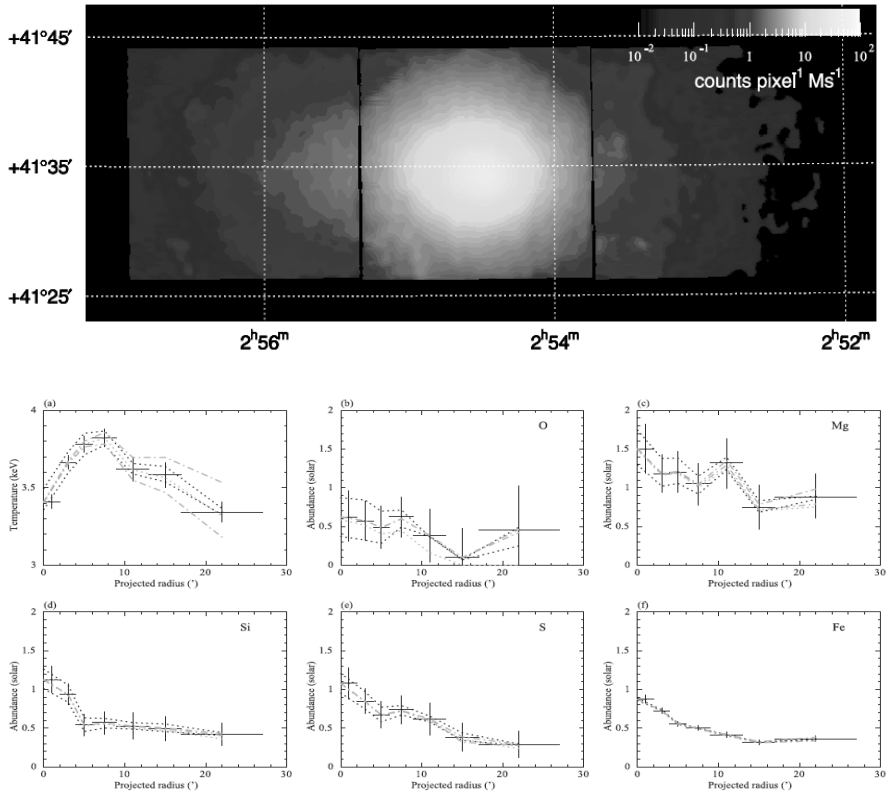
5. Galaksi Kümelerinde Metal Dağılımları

Metallerin kimyasal bolluk çalışması, galaksi kümelerinin oluşum evrim süreci hakkında önemli ipuçları sunar. Galaksi kümeleri çok büyük (2~3 Mpc) yapılar oldukları için, oluşumlarından beri üye galaksilerden bırakılan bütün metalleri barındırmaları beklenilir. Her bir metalin bolluk miktarı supernova patlamaları (SNe Ia ve Sne II) ile üretilen toplam kadar olmalıdır.

6. AWM 7 kümesi

AWM 7 galaksi kümesi SUZAKU ile 3 kere gözlemlendi. Sıcaklık ve metal radial profilleri detaylı olarak çalışıldı. Sıcaklık 3.8 keV'den 3.4 keV'ye küçük bir düşme göstermektedir. Si, Mg, O, S ve

Fe dağılımlarından tip-II supernova (O ve Mg) ile tip-Ia supernova (Si ve Fe) bariz farklılıklar gösterdiği anlaşıldı (Sato ve diğ. 2008). Şekil ve tablolar bu dağılımların detaylarını göstermektedir.



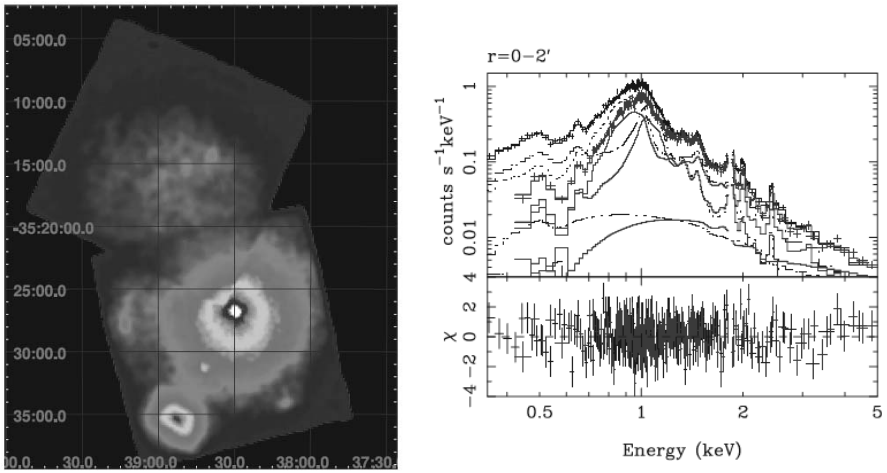
Region	*Norm*†	*kT* (keV)	O (solar)	Ne (solar)	Mg (solar)	Si (solar)	S (solar)	Fe (solar)	Ni (solar)	χ^2/dof
0′–2′	1007 ± 36	$3.41^{+0.04}_{-0.04}$	$0.62^{+0.34}_{-0.31}$	$2.11^{+0.40}_{-0.37}$	$1.50^{+0.32}_{-0.31}$	$1.13^{+0.18}_{-0.17}$	$1.08^{+0.20}_{-0.20}$	$0.87^{+0.05}_{-0.04}$	$1.71^{+0.61}_{-0.58}$	1872/1493
2′–4′	595 ± 16	$3.66^{+0.04}_{-0.04}$	$0.57^{+0.26}_{-0.25}$	$1.65^{+0.28}_{-0.27}$	$1.18^{+0.24}_{-0.24}$	$0.94^{+0.13}_{-0.13}$	$0.85^{+0.16}_{-0.15}$	$0.73^{+0.03}_{-0.03}$	$1.47^{+0.47}_{-0.46}$	1899/1493
4′–6′	342 ± 10	$3.78^{+0.05}_{-0.05}$	$0.49^{+0.28}_{-0.26}$	$1.38^{+0.29}_{-0.28}$	$1.20^{+0.27}_{-0.27}$	$0.54^{+0.14}_{-0.14}$	$0.67^{+0.17}_{-0.17}$	$0.56^{+0.03}_{-0.03}$	$0.56^{+0.53}_{-0.52}$	1805/1493
6′–9′	182 ± 5	$3.82^{+0.06}_{-0.06}$	$0.63^{+0.25}_{-0.27}$	$1.33^{+0.28}_{-0.29}$	$1.05^{+0.26}_{-0.27}$	$0.57^{+0.14}_{-0.15}$	$0.74^{+0.18}_{-0.18}$	$0.50^{+0.03}_{-0.03}$	$2.11^{+0.57}_{-0.56}$	1816/1493
9′–13′	113 ± 4	$3.62^{+0.08}_{-0.08}$	$0.39^{+0.33}_{-0.34}$	$1.08^{+0.33}_{-0.32}$	$1.32^{+0.32}_{-0.33}$	$0.53^{+0.17}_{-0.17}$	$0.62^{+0.21}_{-0.21}$	$0.41^{+0.04}_{-0.04}$	$2.33^{+0.70}_{-0.68}$	2361/2014
13′–17′	72 ± 2	$3.58^{+0.08}_{-0.08}$	$0.10^{+0.37}_{-0.10}$	$0.86^{+0.30}_{-0.31}$	$0.75^{+0.29}_{-0.28}$	$0.50^{+0.16}_{-0.15}$	$0.38^{+0.19}_{-0.18}$	$0.32^{+0.03}_{-0.03}$	$1.22^{+0.64}_{-0.61}$	2370/2014
17′–27′‡	29 ± 1	$3.34^{+0.07}_{-0.07}$	$0.46^{+0.57}_{-0.46}$	$0.91^{+0.32}_{-0.31}$	$0.88^{+0.29}_{-0.27}$	$0.42^{+0.15}_{-0.14}$	$0.29^{+0.17}_{-0.17}$	$0.36^{+0.04}_{-0.04}$	$1.88^{+0.64}_{-0.60}$	—‡

Şekil 6: AWM 7 Suzaku görüntüsü, sıcaklık ve metal dağılımları

.

7. Fornax Kümesi

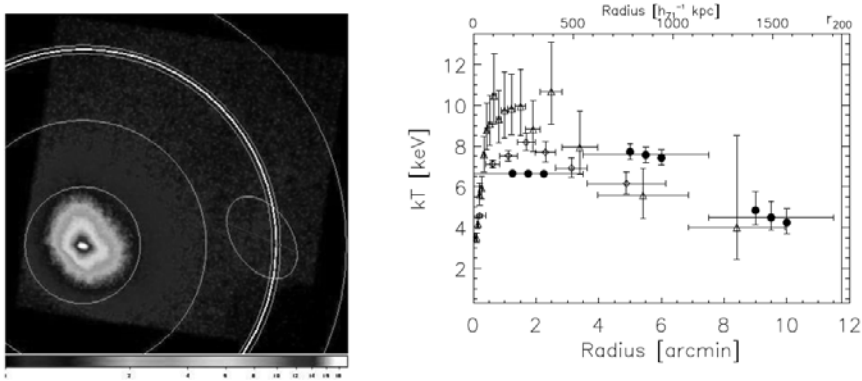
O, Mg, Si, S ve Fe dağılımları Fornax Kümesinde de detaylı bir şekilde çalışıldı. 2 *Suzaku* gözlemiyle taranan küme alanı ve merkezi bölgenin detaylı x-ışın tayf modellemesi Şekil-7'de görülmektedir. Matsushita ve diğ. (2007) Fornax kümesi üye galaksilerden olan metal püskürmelerini detaylı şekilde çalışmıştır.



Şekil 7: Fornax mozaik gözlemi ve XIS merkezi bölge tayfı.

8. Abell 2204

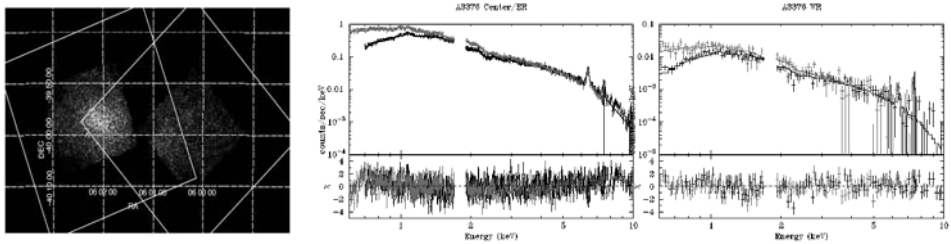
A2204 kısmen uzak kümelerdendir (z=0.152). Diğer uydular ile de gözlemlense de, *Suzaku* düşük arka alan ışıması sayesinde x-ışın plazması radyal özellikler detaylı şekilde çalışılmıştır (Reiprich ve diğ. 2008). Şekil-8 A2204 *Suzaku* mozaik görüntüsü ve yeşil çizgilerle gösterilen bölgelerden alınan x-ışın tayf radial analiz tablosu görülmektedir. Tablo *Suzaku* (siyah nokta), *Chandra* (üçgen) ve *XMM-Newton* (elmas) verilerini göstermektedir.



Şekil 8: A2204 *Suzaku* gözlemi ve radial profil sıcaklık dağılımı.

9. Abell 3376

A3376 yakın uzay (z=0.046) galaksi kümelerindendir. ikili alt bir küme yakınlaşma halindedir. ICM sıcaklığı Fukuzawa ve diğ. (2004) tarafından ~4 keV olarak tanımlanmıştır. A3376 termal ışımanın yanında, non-termal özelliklerin birlikte çalışmak amacıyla gözlenmiştir. Kawano N. ve diğ. (2008) kümenin *Suzaku* verilerini detaylı olarak analiz etmişlerdir. *Suzaku* XIS detektörü 0.5-8 keV bandı mozaik görüntüsü ve heriki (sol ve sağ) alt grubun merkezi bölegelerinin tayf modellemeleri şekil-9'da gösterilmiştir. Kümenin geniş alan radyo ışıması da yapması, dinamik sürecini tamamlamış olmadığını düşündürmektedir.

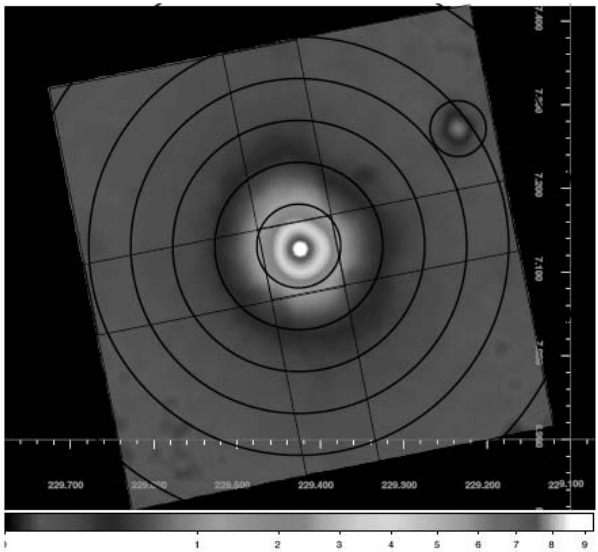


Şekil-9: A2204 *Suzaku* gözlemi ve radial profil sıcaklık dağılımı.

10. Abell 2052

Suzaku performans kontrolu sırasında gözlemlenen kaynaklardan birisi A2052'dir (z=0.0356). Düşük x-ışın emisyon fazlalığına bir açıkla bulmak amacı ile ağustos 2005'de 4 kere

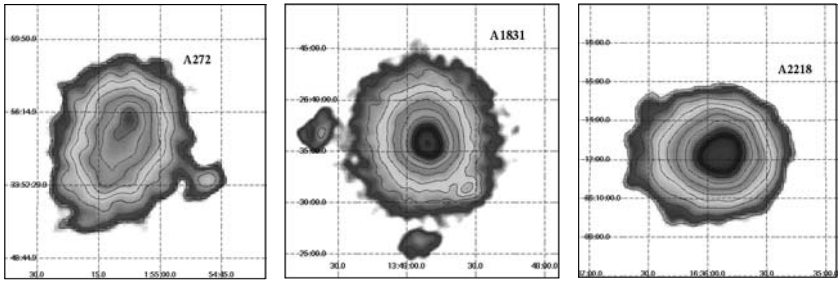
gözlemlendi. Şekil-10 Mozaik *Suzaku* 1-3 keV görüntüsünü göstermektedir. Kirlilik veren kaynak sağ-üst halka ile işaretlenmiştir. Tamura ve diğ. (2008) kaynağı detaylı olarak çalişmışlardır.

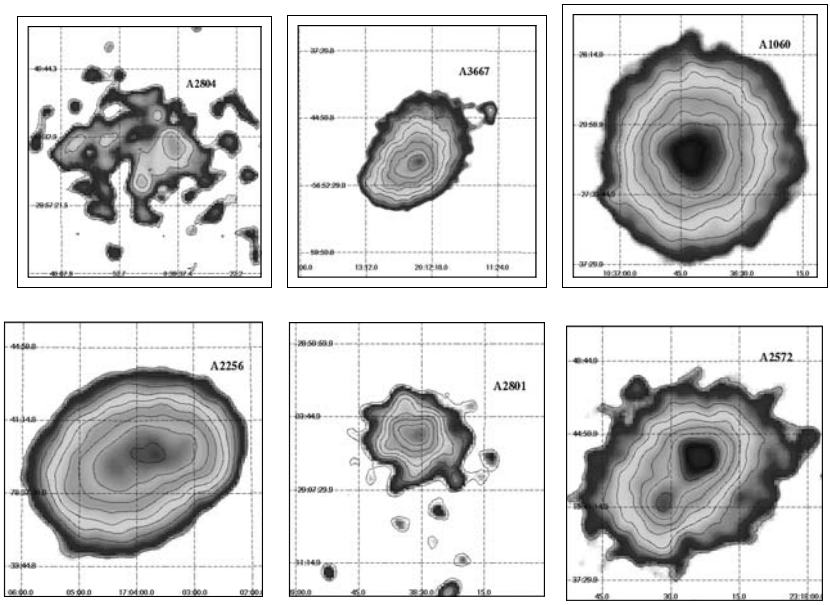


Şekil-10: A2052 *Suzaku* 1-3 keV XIS görüntüsü ve tayfı alınan bölgeler.

11. BOUN-Galaksi Kümeleri *Suzaku* Analizleri

BOUN, Astro-lab grubu olarak biz de, öncelikle Suzaku arşiv verilerinden faydalanarak her morfolojik türden küme örnekleri ile analizlerimize devam etmekteyiz. Çalışmakta olduğumuz bazı kaynaklar şekil-11'de gösterilmistir. Bunların dışında Perseus kümesi metal dağılımları projemiz devam etmektedir.





Şekil-11: BOUN, Astro-labda çalışılan kümelerin *Suzaku* görüntüsü.

Kaynaklar

Fukazawa Y. ve diğ. 2004, PASJ, 56, 965
Kawano N. ve diğ. 2008, arXiv:0805.3582
Kokubun, M., et al. 2007, PASJ, 59, S53
Koyama, K., et al. 2007, PASJ, 59, S23
Matsushita K. ve diğ. 2007, PASJ, 59, 327-338
Reiprich T. H. ve diğ. 2008, A&A, arXiv:0806.2920v1
Sato K., ve diğ. 2008, PASJ, 60, 333-342
Serlemitsos, P., et al. 2007, PASJ, 59, S9
Takahashi, T., et al. 2007, PASJ, 59, S35
Tamura T. ve diğ. 2008, arXiV:0804.0077v1

Bu çalışma, **106T310** nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmiştir.

X-IŞIN ÇİFTLERİNİN YÜKSEK ENERJİ BÖLGESİNDEKİ UZUN DÖNEMLİ DAVRANIŞLARININ İNCELENMESİ

Sacit ÖZDEMİR*

Özet : Seçilmiş bazı X-ışın çiftlerinin ışınım şiddetlerindeki uzun dönemli değişimler, yüksek enerji bölgesinde incelenmiştir. Veriler RXTE uydusu üzerindeki ASM (All Sky Monitor) dedektörüne ait veritabanından sağlanmıştır. İncelenen sistemler, üç ayrı enerji bant aralığında elde edilen ASM ışık eğrileri ve renk eğrileri, dönemli ve/veya yarı-dönemli değişimler bakımından analiz edilmiştir. Sistemlerden bazılarında uzun dönemli değişimlerin zamanla dönemlilik doğasını değiştirdiği gözlenirken, iki adet X-ışın çiftinin ise (GX354-0 ve X Per) uzun dönemli değişime sahip olduğu ilk defa ortaya konulmuştur.

Anahtar kelimeler: X-ışın çiftleri, ASM dedektörü, uzun süreli (süper orbital) dönemlilik

A SEARCH FOR LONG TERM PERIODICITIES OF X-RAY BINARIES IN X-RAY REGION

Abstract : Long term behaviours of a few selected X-ray binaries were studied on the basis of high energy data. The data were collected through the database of All Sky Monitor (ASM) on board of RXTE X-ray satellite. Periodic or quasi periodic variations were investigated by considering ASM's data collected in three energy bands. Some systems involved in this study exhibit time dependent semi-regular variations in their long term monitoring. Super orbital periods of two X-ray binaries (GX354-0 and X Per) were first discovered.

Key words: X-ray binaries, ASM dedector, long term (super orbital) periodicity

* Ahi Evran Üniversitesi, Fizik Bölümü, KIRŞEHİR, sozdemir@ahievran.edu.tr

1. GİRİŞ

X-ışın çiftleri, nötron yıldızı veya kara delikten oluşan bir yoğun yıldız ve aşağı yukarı normal bir yıldızdan oluşmuş çift yıldız sistemleridir. Normal yıldızdan yoğun madde bileşen üzerine akan madde, bu bileşen etrafında birikim diskinin oluşmasına neden olur. Birikim diskinden ve bunun yoğun bileşenle etkileşmesinden, yüksek enerji (X-ışın) bölgesinde ışınım yayınlanır. Normal yıldızın tayfsal türüne göre, büyük kütleli (HMXB) ve düşük kütleli (LMXB) X-ışın çiftleri olmak üzere iki gruba ayrılırlar.

X-ışın çiftlerinin ışınım şiddetlerinde görülen uzun dönemli değişimler, bu sistemlerin doğası hakkında önemli ipuçları sağlamaktadır. Değişimlerin incelenmesi tüm elektromanyetik bölgelerde (radyodan X-ışınlarına kadar) izlenmekle beraber, özellikle yüksek enerji bölgesindeki veriler birikim diskinin yapısını anlamada çok daha yararlı olmaktadır.

Son yıllarda bazı X-ışın çiftlerinde uzun dönemli değişimlerin varlığı bir çok araştırmacı tarafından ortaya konmuştur (örn. Sood vd. 2006, Dieters vd. 2005, Body ve Smale 2004, Clarkson vd. 2004 gibi). Sistemin yörünge döneminden daha uzun süreli olan bu değişimlere **süper orbital/yörünge dönemleri** (ya da **üçüncül dönem**) adı verilmektedir. Uzun dönemli süper orbital değişimler için en çok kabul gören fiziksel mekanizma, merkezi X-ışın kaynağının güçlü ışınım basıncı nedeniyle eğilmiş birikim diskinin presesyonu olarak düşünülmektedir (Petterson 1977). Bunun yanı sıra, presesyon yapan manyetik eksen (Trümper vd. 1986) ve üçüncü cisim etkisi (Chou ve Grindlay 2001) gibi mekanizmalar da öne sürülmüştür.

Literatürde süper orbital döneme sahip olduğu önerilen X-ışın çiftleri arasında, SMC X-1, LMC X-3, LMC X-4, Her X-1, Cyg X-1, Cyg X-2, Cyg X-3, Sgr X-4, V1405 Aql, V662 Cas, V725 Tau ve V572 Pup sayılabilir. Bu çalışmada RXTE X-ışın uydusu üzerinde bulunan ASM dedektörü ile alınmış ~12.5 yıllık veri, uzun dönemli değişimler bakımından 29 adet X-ışın çifti için analiz edilmiştir. İncelenen sistemlerden bazılarının süper orbital dönemlerini zamana bağlı olarak değiştirdikleri veya değişim profillerini değiştirdikleri görülürken, GX354-0 ve X Per'in sırasıyla 9.5 yıl ve 15.7 yıllık süper orbital dönemlere sahip oldukları gösterilmiştir.

2. GÖZLEMLER ve ANALİZ

RXTE X-ışın uydusu üzerinde bulunan ASM (All Sky Monitor) dedektörü günde 70'den fazla X-ışın kaynağının gözlemini yapmaktadır. Bu gözlemler 3 ayrı enerji bandında (1.3-3.0, 3.0-4.8 ve 4.8-12 keV) gerçekleştirilmektedir. Her bir kaynaktan gelen ışınım, 90 saniyelik integrasyon zamanlarında ("dwell") kaydedilmekte ve ASM'nin anonim veri tabanı arşivine yerleştirilmektedir. İncelenen veriler, Ocak 1996 ile Ağustos 2008 tarihleri arasındaki yaklaşık 12.5 yıllık dönemi kapsamaktadır. ASM dedektörüne ait ayrıntılı bilgi, veri kalibrasyonu ve indirgeme yolları Levine vd. (1996) tarafından verilmiştir.

Üzerinde çalışılan 29 adet X-ışın çiftine ait bazı fiziksel parametreler, Guseinov vd. (2000) ve Liu vd. (2007ab) kataloglarından alınmıştır.

Her biri 1 "dwell" integrasyon zamanıyla tüm bantlarda alınmış olan 12.5 yıllık veriye, uzun dönemli değişimleri görebilmek amacıyla Fast Fourier Transformu (FFT) algoritması uygulanmıştır. Bu algoritmayı esas alan Period98 paketi (URL: http://dsn.astro.univie.ac.at/period98) veriler üzerine uygulanmıştır. Bunun sonucunda oluşan kuvvet/güç spektrumundaki (PDS) pikler incelenmiştir. PDS'de oluşan power/güç değerleri normalize edilmediğinden, her bir sistem için elde edilen güç değerleri kendine özgü değerlerdir. Bulunan dönemliliklere göre oluşturulan evrelendirilmiş ışık eğrilerinin (EIE), en az 3 çevrim içermesine dikkat edilmiştir. Literatürde süper orbital dönemlilik açısından ele alınan sistemler de dahil olmak üzere, bu çalışmada 29 adet X-ışın çiftine ait güç spektrumlarına dayalı uzun dönemlilikleri incelenmiştir.

SMC X-1 / 0115-737 (HMXB; $P_{orb}= 3.^{g}89$; $P_{puls}=0.^{s}717$) : Süper orbital dönemlilik açısından incelendiğinde karşılaşılabilecek belki de en ilginç sistemdir. Clarkson vd. (2003) RXTE/ASM ve CGRO/BATSE verilerine dayanarak oluşturdukları dinamik güç spektrumundan, SMC X-1'e ait üçüncül dönemin 40 ile 60 gün arasında değişim gösterdiğini ve bu değişimin döneminin yaklaşık 1600 gün olduğunu belirlemişlerdir. Bu değişimin nedenini, eğilmiş birikim diskinin presesyonuna bağlamışlardır. Üzerinde yapılan detaylı çalışmalardan dolayı bu sisteme ait ASM ışık eğrisi alınmasına rağmen güç spektrumu incelenmemiştir.

SMC X-2 / 0053-739 (HMXB) : PDS'da hiçbir belirgin pik yok.

SMC X-3 / 0050-727 (HMXB) : PDS'da hiçbir belirgin pik yok.

1705-440 (LMXB; P_{orb}= 0.^{g}054?) : Güç spektrumundaki en kuvvetli pik (P = 22) 353 gün'e karşılık geliyor. Evrelendirilmiş ışık eğrisi (EIE) bu döneme göre grafiğe aktarıldığında, tek minimumun oluştuğu ve bir çok bozulmuş sinüs eğrisinin üst üste bindiği bir şekil oluşmaktadır. Oluşan bu şekil, üst üste binen bu sinüs eğrilerinin profillerinin her çevrimde değiştiği izlenimi vermektedir. Toplam 12.5 yıllık verinin bulunduğu EIE'de bu dönem ile, 13 çevrim yeralmaktadır. Güç spektrumundaki ikinci kuvvetli pik (P = 20) 508 günlük döneme karşılık gelmektedir. Bu döneme göre EIE elde edildiğinde önceki (353 g) dönem ile elde edilene benzer bir yapı görülmekte, sadece oluşan minimumum epoğu kaymaktadır. EIE, bu dönemle, 9 çevrim içermektedir. PDS'de görülen üçüncü güçlü pik (P = 18) 453 gün'e karşılık gelmektedir. Bu döneme göre oluşturulan EIE, yüne üsttekilere benzer bir yapı sergilemekle beraber, oluşan minimumun derinliği daha azalmıştır. PDS'de 204 günlük döneme karşılık gelen (P = 13) üçüncü bir pik daha mevcuttur. Ancak bu dönem ile EIE elde edildiğinde, son 2.5 yıllık verilerin iptal edilmesi durumunda, bu değişimin (yine yukardaki oluşanlara benzer bir yapıda) hissedildiği görülmektedir.

1957+115 / V1408 Aql (LMXB; P_{orb}= 0.^{g}389) : PDS'de güçlü pikler bulunmamakta. En güçlü pikler 522 gün (P = 0.13), 709 gün (P = 0.12) ve 120 gün (P = 0.08)'e karşılık geliyor. Bu dönemlere göre EIE elde edildiğinde, ilk iki döneme göre anlamlı bir değişim profili görülemezken, (ilk 9.8 yıllık veri dikkate alındığında) 120 günlük döneme göre zayıf genlikli bir düzgün sinüs eğrisi oluşmaktadır. Yörünge dönemine karşılık gelen f = 2.57 g^{-1} frekansında hiçbir pik görülmüyor.

GX13+1 / 1811-171 (LMXB; P_{orb}= 24.^{g}065) : Güç spektrumunda, yörünge dönemine karşılık gelen f = 0.0416 g^{-1} dışında hiçbir belirgin pik bulunmuyor.

Cir X-1 / 3U1516-56 (LMXB; P_{orb}= 16.^{g}6) : ASM ışık eğrisinde düzensiz durum/hal/state değişimleri görülüyor. PDS'de en güçlü pik (Pw = 4000) 6370 gün'e (17.5 yıl) karşılık gelmektedir. Bu dönem ile EIE çizildiğinde (hal değişimiyle ilgili olabilecek) güçlü bir

sinüs değişimi verdiği görülmektedir. Ancak 12.5 yıllık ASM verisi, tüm değişim döneminin %72'sini kapsadığından ve sistemin hal değişimlerinin etkisi bulunduğundan, bu dönemliliğin onaylanabilmesi için daha uzun süreli gözlemlere ihtiyaç vardır. PDS'deki ikinci güçlü pik (Pw = 474) 348 gün'lük döneme karşılık gelmektedir. EIE'de bu dönem, hal değişimiyle ilgili görülmekte olup, düzenli bir değişim profili sergilememektedir. PDS'de 2564 gün'e karşılık gelen (Pw = 340) üçüncü güçlü pik, yine hal değişimleriyle ilgili olabileceği gibi, 6370 günlük en güçlü dönemliliğin 1. harmoniği de olabilir. Ayrıca f = 0.0603 g^{-1} frekansında (Pw = 94 güç değerine sahip) 16.58 gün'lük yörünge dönemi de görülmektedir.

EXO0748-676 / UY Vol (LMXB; P_{orb}= 0.^{g}159) : PDS'de belirgin hiçbir dönemlilik görülmüyor.

LMC X-4 / 0532-664 (HMXB; P_{orb}= 1.^{g}4083; P_{puls}=13.^{s}498) : PDS'de 30.35 gün'e karşılık gelen pik en güçlüsü (Pw = 0.12). Bu döneme göre EIE, küçük genlikli düzgün bir sinüs eğrisi vermektedir. Yörünge dönemi de Pw = 0.01 güç değerinde PDS'de görülebilmektedir.

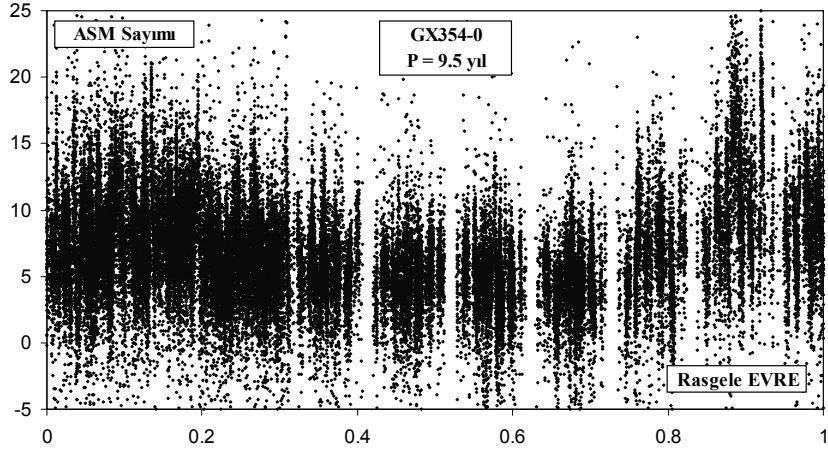
LMC X-3 / 0538-641 (HMXB; P_{orb}= 1.^{g}7) : PDS'de bir çok döneme rastlanmaktadır. En güçlü pik 467 gün'e (Pw = 0.14) karşılık gelmektedir. EIE bu dönemle, ilk 6.6 yıllık veri esas alınarak (5.2 çevrim) çizdirildiğinde çift pikli yapıya sahip bir sinüs eğrisi veriyorken, 12.5 yıllık tüm veri dikkate alındığında tek minimuma sahip zayıf bir sinüs eğrisine dönüşmektedir. İkinci güçlü pik (Pw = 0.13) 305 gün'dür. Bu döneme göre EIE, ilk 3.3 yıllık sürede bozuk bir sinüs eğrisi şeklindeyken, son 5.8 yıllık aralıkta bu profil kaymış halde görülmekte, ortada kalan ~3.5 yıllık periyotda değişim göstermemektedir. Aynı durum, 162 gün'lük (Pw = 0.10) ve 193 gün'lük (Pw = 0.09) dönemler için de geçerlidir. Bunlardan başka PDS'da bulunan 113 gün (Pw = 0.08), 592 gün (Pw = 0.03) ve 882 gün (Pw = 0.04)'lük dönemler de EIE'de farklı profiller şeklinde, farklı aralıklarda hissedilmektedir. Ancak bu çoklu dönemlerden bazılarının, birbirinin harmoniği olma olasılığı vardır.

0535+26 / V725 Tau (HMXB/Be; P_{orb}= 111^{g}; P_{puls}=104^{s}) : Literatürde, optik bölgede 103 günlük döneme sahip bir süper orbital dönem bildirilmekle beraber, ASM verisinden türetilen PDS'de hiçbir belirgin dönemlilik görülmemektedir.

Aql X-1 / 1908+005 (LMXB; P_{orb}= 0.^{g}79; P_{puls}=0.^{s}131) : ASM ışık eğrisinde düzensiz hal/durum geçişleri görülüyor. PDS'da görülen 236 gün (Pw = 5.3) ve 472 (Pw = 4) gün olan dönemler EIE'de hissedilmemekle beraber, ikinci dönem, yüksek hal geçişleri dikkate alınmadığında çok zayıf biçimde görülmektedir.

1916-053 / V1405 Aql (LMXB; P_{orb}= 0.^{g}035) : 755 gün (P= 0.03) ve 254 gün (P= 0.016) değerleri PDS'da en güçlü pikler olmasına rağmen, bu dönemlere göre çizilen EIE'lerinde hiçbir değişim hissedilmiyor. Literatürde bu sistem için uzun dönemde, quasi/yarı periyodik davranış gösterdiği ve ~83 günlük süper orbital dönemi olduğu belirtilmektedir. Oluşturulan PDS'da bu dönem, zayıf bir pik olarak (Pw = 0.016) görülmekle birlikte EIE'de hiçbir değişim hissedilmemektedir.

GX354-0 / 1728-337 (LMXB) : 3485 gün (~9.5 yıl) döneme karşılık gelen frekans en güçlü (Pw = 4.3) pike sahiptir. Gerçekten de EIE bu döneme göre çizdirildiğinde, mükemmel bir sinüs eğrisi vermektedir. GX354-0'a ait bu süper orbital dönem ilk defa keşfedilmiştir (bkz. Şekil.1). Bunun dışında PDS'da güç sırasıyla; 416 gün (Pw = 1.04), 324 gün (Pw = 0.61), 64 gün (Pw = 0.48), 52 gün (Pw = 0.48), 50 gün (Pw = 0.31), 182 gün (Pw = 0.22), 77 gün (Pw = 0.33) ve 87 gün (Pw = 0.25) değerlerine karşılık gelen bir çok dönem görülmektedir. EIE'sinde bu dönemlerle değişim, farklı veri aralıklarında (örn. 87 günlük dönem ilk 2 yıllık veride, 64 günlük dönem ilk 4.4 yıllık veride, 77 günlük dönem ilk 8 yıllık veride) farklı profiller şeklinde görülmekte, değişim şiddetlerinin genliği yüksek enerji bandında (4.8-12 keV) daha da artmaktadır. Hemen belirtmek gerekir ki bu dönemlerden bazıları birbirlerinin harmoniği olabileceği gibi, içlerinden bir tanesi de sistemin henüz bilinmeyen yörünge dönemine de karşılık gelebilir.



Şekil.1. GX354-0 sistemine ait, 3485 günlük döneme göre evrelendirilmiş ASM tüm bant ışık eğrisi. 12.5 yıllık ASM verisi sadece 1.3 çevrim içermektedir.

Sgr X-4 / 1820-303 (LMXB; P_{orb}= 0.^{g}008) : Bu sistemin 3. bileşeni olduğu Chou ve Grindlay (2001) tarafından gösterilmiştir. PDS'da en güçlü pik (Pw = 5) 172 günlük döneme karşılık gelmektedir ki 3. cismin kütle çekim etkisiyle ortaya çıktığı düşünülmektedir. EIE'de bu dönem ilk 7.8 yıllık periyotta (16.5 çevrim boyunca), tek minimuma sahip düzgün bir sinüs eğrisi şeklindedir. Oysa bundan sonraki 2.5 yıllık periyotta (5.3 çevrim boyunca) EIE'nin profili heme hemen aynı kalırken minimumun yeri daha küçük evrelere doğru kaymış görülmektedir. Oysa son 2.3 yıllık aralıkta (4.9 çevrim boyunca), EIE'nin profili (birisi daha sığ olmak üzere) çift minimuma sahip bir sinüs eğrisine dönüşürken, daha derin olan minimumun biraz daha küçük evrelere doğru kaymış olduğu görülmektedir. 12.5 yıllık ASM verisi, bu kaymanın tüm periyodunu kapsamamaktadır. Bu presesyonel kaymanın nedeni muhtemelen 3. cisim etkisidir.

Ayrıca PDS'da 117 gün (Pw = 2.4), 111 gün (Pw = 2.1), 85.5 gün (Pw = 2.0), 326 gün (Pw = 1.7) ve 54 gün (Pw = 1.3) olan dönemlere de rastlanmaktadır. Tüm bu dönemliliklerin, birbirinin harmoniği olma olasılığı bulunmakla beraber, EIE'de farklı zaman aralıklarında farklı profiller sergilemektedirler.

0114+650 / V662 Cas (HMXB; P_{orb}= 11.^{g}59; P_{puls}= 9720^{s}) : PDS'da görülen en güçlü pik olan 11.6 gün (Pw= 0.013), sistemin yörünge dönemidir. Bu dönem ile EIE çizdirildiğinde, sadece ilk 2.7 yıllık aralıkta (~85 çevrim boyunca) değişim çok zayıf hissedilmektedir. İkinci güçlü pik (Pw= 0.01) 31 günlük dönem vermekle beraber bu değişim EIE'de 4.8 yıllık aralıkta (56 çevrim boyunca) çok zayıf görülmektedir. Nitekim Farrell vd. (2006) ASM verisine dayalı olarak yaptıkları çalışmada, bu sisteminin 30.7 günlük bir süper orbital döneme sahip olduğunu bildirmişlerdir. Ayrıca 2.7 saat olarak belirledikleri sisteme ait spin dönemi, oluşturulan ASM güç spektrumunda görülmemektedir; bu dönemin bileşen yıldızının β Cep türü pulsasyon dönemi olma olasılığı da vardır.

0812.4-3114 / V572 Pup (HMXB/Be; P_{orb}= 81.^{g}3; P_{puls}= 31.^{s}9) : PDS'daki en güçlü pik (Pw= 0.006) 82 günlük dönem vermektedir ki bu zaten sistemin yörünge dönemidir. EIE'de bu değişim sadece ilk 5.8 yıllık aralıkta (26 çevrim boyunca) çok zayıf görülüyor. Bunun dışında PDS'da Power<0.004 olan 4838 gün, 1612 gün ve 40 günlük dönemlere karşılık gelen pikler de bulunmasına rağmen EIE'de bunların hiç birisi hissedilmemektedir. Ancak 1612 günlük dönemin sistemin disk oluşturma ve dağıtma dönemi olduğu bildirilmektedir.

Cyg X-1 / 1956+350 / V1357 Cyg (HMXB; P_{orb}= 5.^{g}6) : Üzerinde en çok çalışılan X-ışın çiftlerinden birisidir ve kara delikten oluşan bir yoğun bileşene sahiptir. Sistem düzensiz yüksek (HS) ve düşük (LS) hal geçişleri göstermektedir. Özdemir ve Demircan (2001) tarafından bu sistem uzun dönemlilikler açısından incelenmiştir. Bu çalışmada, sistemin sadece LS durumundayken oluşturduğu RXTE/ASM verileri kullanılarak, 159 günlük bir süper orbital dönem belirlenmiştir. Yani HS geçişleri süper orbital dönemliliği örten bir etki yapmaktadır. Daha önce yapılan çalışmalarda ise, Vela 5B ve Ariel 5 X-ışın verilerine dayanarak Priedhorsky vd. (1983), optik verilere dayalı olarak da Kemp vd. (1983), sistemin 294 günlük süper orbital döneme sahip olduğunu göstermişlerdir. Bu çalışmada Cyg X-1'e ait ASM verisi tekrar incelenmemiştir.

Cyg X-2 / 2142+380 / V1341 Cyg (LMXB; P_{orb}= 9.^{g}844) : PDS'da 69 gün (Pw= 5.4), 41 gün (Pw= 5.3), 38 gün (Pw= 4.2), 81 gün (Pw= 3.7) ve 159 gün (Pw= 3) (bazıları birbirinin harmoniği olmakla birlikte) dönemlerine rastlanmaktadır. EIE bu dönmelere göre

grafiğe aktarıldığında, farklı zaman aralıklarında farklı değişim profilleri sergilediği görülmektedir. Bu dönemlerden hiçbirisi de, 12.5 yıllık ASM gözlem verisinin tamamında görülememekte olup, sadece (birkaç çevrim boyunca devam eden) kısa zaman periyotlarında görülebilmektedir. Nitekim Cyg X-2 için quasi/yarı periyodik değişim gösterdiği ya da dönemliliğin zamanla "gezinti" yaptığı bildirilmektedir (Paul, Kitamoto ve Makino 2000). Ayrıca PDS'da $0 < f < 0.04\ d^{-1}$ aralığında $0.5 < Pw < 3$ güç değerleri aralığında bir çok pik görülmektedir.

Cyg X-3 / 2030+407 (HMXB; $P_{orb}= 0.^{g}2$) : PDS'daki 0.2 günlük (Pw= 26.2) en güçlü pik sistemin yörünge dönemidir. Bu dönem ile EIE çizildiğinde, farklı veri aralıklarında farklı değişim profilleri oluşmaktadır. Ancak EIE'de her zaman aynı yerde minimum gerçekleşmekte, değişim profili yüksek ve düşük haller arasındaki geçişler şeklinde kendisini göstermektedir. Sistemde düzensiz aralıklarla yüksek (HS) ve düşük (LS) hale geçişler görülmektedir. PDS'da ayrıca 2085 gün (Pw= 18), 683 gün (Pw= 13.4) ve 201 gün (Pw= 3.1) dönemleri de görülmekle beraber bu dönemler, EIE oluşturulduğunda hiçbir düzenli değişim göstermemektedir. Bu pikler muhtemelen sistemin HS ↔ LS geçişleriyle ilgili olabilir.

0054.9-7226 (HMXB; $P_{puls}= 59.^{s}07$) : PDS'da hiçbir belirgin pik yok.

0059.2-7138 (HMXB; $P_{puls}= 2.^{s}76$) : PDS'da 7541 günde zayıf bir (Pw= 0.0033) pik olmasına rağmen bu dönemle oluşturulan EIE'de değişim görülememektedir.

Cen X-3 / 1119-603 (HMXB; $P_{orb}= 2.^{g}087$; $P_{puls}= 4.^{s}818$) : En güçlü pik (Pw= 7.3) olan 2.09 günlük dönem, sistemin yörünge dönemine karşılık gelmektedir. Bu döneme göre EIE çizildiğinde, (değişimin düzgün sinüs yapılı profili değişmemekle beraber) ilk 4.5 yıllık süre (780 çevrim) boyunca oluşan minimumun yeri, sonraki 4.7 yıllık sürede (820 çevrim) oluşan minimumun yerine göre daha büyük evrelere doğru kaymış görülmektedir. 1.04 gün (Pw= 2.5) dönemi yukardaki yörünge döneminin 1. harmoniği olarak PDS'da görülmektedir. Başka dönemlilik görülmemektedir.

γ Cas / 0053+604 (HMXB; $P_{puls}= 8136^{s}$) : PDS'da 96 gün (Pw= 0.0017) ve 4132 gün (Pw= 0.0016) pikleri görülmesine rağmen EIE'de bunlara ilişkin hiçbir değişim hissedilmemektedir.

SNR 0101-72.4 (HMXB) : PDS'da belirgin hiçbir pik yok.

1538-522 / Nor X-2 (HMXB/Be; P_{orb}= 3.^{g}728; P_{puls}= 530^{s}) : PDS'daki en güçlü pik 3.73 gün'e (Pw= 0.23) karşılık gelen sistemin yörünge dönemidir. Bu dönemle EIE elde edildiğinde ilk 7.5 yıllık sürede (736 çevrim) oluşan minimumun yeri, sonraki 5 yıllık veriden (494 çevrim) oluşan minimum yerinden farklı çıkmaktadır. Yani minimumun epoğu kaymaktadır. Bu etki özellikle yüksek enerji bandında (4.8-12 keV) çok daha belirgindir. 1.87 gün (Pw= 0.06) ve 1.245 gün (Pw= 0.014) dönemleri ise yörünge döneminin harmonikleri olarak PDS'da görülmektedir.

1907+097 (HMXB/Be; P_{orb}= 8.^{g}37; P_{puls}= 440.^{s}3) : PDS'daki en güçlü pik (Pw= 0.06) 8.39 gün'lük yörünge dönemine karşılık gelmektedir. 4.205 gün (Pw= 0.057) ve 2.79 gün (Pw= 0.007) dönemleri ise yörünge döneminin harmonikleridir.

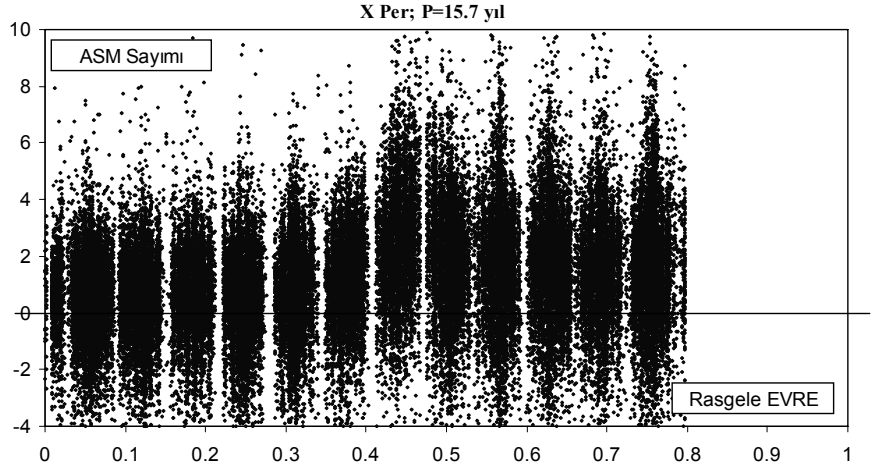
1657-415 (HMXB; P_{orb}= 10.^{g}4; P_{puls}= 37.^{s}85) : PDS'daki en güçlü pik (Pw= 0.27) 10.45 gün'lük yörünge dönemine karşılık gelmektedir. 5.23 gün (Pw= 0.05)'lük dönem ise yörünge döneminin 1. harmoniğidir.

1417-624 (HMXB; P_{orb}> 15^{g}; P_{puls}= 17.^{s}6) : PDS'da dikkate değer hiçbir pik yok.

GX304-1 / 1258-613 (HMXB; P_{orb}= 133^{g}?; P_{puls}= 272^{s}?) : PDS'da dikkate değer hiçbir pik yok.

Her X-1 / 1656+354 / HZ Her (LMXB; P_{orb}= 1.^{g}7; P_{puls}=1.^{s}23) : Üzerinde çok çalışılan X-ışın çiftlerinden birisidir. 35 günlük süper orbital döneme sahip olduğu uzun süredir bilinmektedir (Giacconi vd. 1973).

X Per / 0352+309 (HMXB; P_{orb}= 580.^{g}7; P_{puls}= 836.^{s}8) : PDS'deki en güçlü pik (Pw= 0.68) 5747 gün = 15.7 yıl dönemini vermektedir. EIE bu döneme göre çizdirildiğinde 15.7 yıllık değişim görülmektedir. X Per sistemine ait bu uzun dönem ilk defa ortaya çıkarılmıştır (bkz. Şekil.2). Ancak 12.5 yıllık ASM verisi bu dönemin ancak %80'ini kapsamaktadır. PDS'da görülen ikinci güçlü pik (Pw= 0.14) 345 gün'lük dönem vermektedir. Bu dönemlilik de EIE'de tek maksimuma sahip bir profil şeklinde zayıfça görülmektedir. Eğer bu dönem gerçek ise, bir X-ışın çiftinde rastlanan ilk **sub-orbital** değişim dönemidir. PDS'da, 580.7 günlük yörünge dönemine karşı gelen frekansta hiçbir pik görülmemektedir.



Şekil.2. X Per sistemine ait, 5747 günlük döneme göre evrelendirilmiş ASM tüm bant ışık eğrisi. 12.5 yıllık ASM verisi sadece 0.8 çevrim içermektedir.

3. SONUÇ ve YORUM

Bazı sistemler için PDS'de oluşan çoklu dönemlerden hangisinin veya hangilerinin süper orbital dönem olduğunu söylemek oldukça güçtür (örn. V1408 Aql, 1705-440, LMC X-3, GX354-0, Cyg-2,). Özellikle farklı zaman aralıklarında çizilen EIE farklı değişim profilleri göstermektedir. Ayrıca farklı zamanlarda belirlenen süper orbital dönemlerin farklı olduğu (atlama veya düzenli değişim sergilediği) görülmektedir (örn. Cyg X-1, SMC X-1). Bu tür süper orbital dönem atlamalarının/değişimlerinin görülmesi ve farklı zamanlarda (birkaç yıl içerisinde) farklı değişim profilleri göstermeleri, bu tür değişimler için öne sürülen "eğilmiş disk presesyonu" teorisini yetersiz kılmaktadır.

EIE, aynı dönemlerle farklı veri aralıklarında çizdirildiğinde, oluşan değişim profilinde (veya minimum çukurunda) evre kayması görüldüğü ortaya çıkmıştır (örn. Sgr X-4, SMC X-1, Nor X-2). Bu kayma takip edilerek (ya da dinamik güç spektrumu oluşturularak), süper orbital periyodun hangi dönemle değiştiği tespit edilebilir. X-ışın çiftlerinde görülen süper orbital periyotların da zamanla değiştiği

anlaşılmaktadır. Bu konuda uzun süreli gözlemsel veriye ihtiyaç vardır.

Bundan sonra, X-ışın çiftleri için üçüncül (belki de dördüncül, beşincil) dönemlerin ortaya çıkması çok olası görünmektedir. İlerde hazırlanacak olan X-ışın çiftleri kataloglarında süper orbital/üçüncül dönemlerin de dikkate alınması gerekecektir.

PDS'da bazı pikler görülmesine rağmen (örn. 0059.2-7138, γ Cas) EIE'de bunlara karşılık gelen değişimlerin hissedilmemesi, ASM dedektörünün duyarlık sınırıyla ilgili olmalıdır.

Süper orbital dönemi ve yörünge dönemi bilinen sistemler için oluşturulan $P_{süper_orbital}/P_{orbital}$ oranı grafiğe geçirildiğinde hiçbir bölgede kümelenmenin olmadığı, tamamen rasgele dağıldığı görülmektedir. Bu uzun dönemli değişimlere neden olan mekanizmalar i) eğilmiş birikim diskinin ışınım basıncı etkisiyle (veya 3. cisim gibi başka etkilerle) presesyon yapması, ii) nötron yıldızının manyetik ekseninin presesyonu olarak önerilmektedir. Belki de görülen hızlı dönem değişimlerinin (en azından dönemliliklerden bazılarının) nedeni, sadece presesyon hareketi değil, bunun yanında birikim diskinde oluşan madde kümelenmelerin (veya şekil bozukluklarının) X-ışın kaynağını (veya diskin merkezi bölgelerini) perdelemesi olabilir.

Bu çalışmada elde edilen sonuçlar, X-ışın çiftlerinin sadece ~%10'nun incelenmesiyle ortaya konulmuştur! Bu sistemlerin daha uzun süreli ve daha duyarlı yüksek enerji gözlemlerine ihtiyaç duyulmaktadır. Çünkü değişimin fiziksel nedeni her ne olursa olsun, kaynağı birikim diskinden gelmektedir.

Teşekkür: Bu çalışmada kullanılan veri, NASA'nın Goddard Uzay Uçuş Merkezi (GSFC) tarafından sağlanan HEASARC arşivinden alınmıştır.
(URL: *http://space.mit.edu/XTE/asmlc/ASM.html*).

Referanslar:

Body, P.T. ve Smale, A.P. 2004, ApJ 612, 1006
Chou, Y. ve Grindlay, J.E. 2001, ApJ 563, 934
Clarkson, W.I., Charles, P.A., Coe, M.J. vd. 2003, MNRAS 339, 447
Clarkson, W.I., Charles, P.A., Coe, M.J. vd. 2004, Nuclear Physics B Proceedings Supplements 132, 588
Dieters, S., O'Neill, P., Farrell, S. vd. 2005, Advances in Space Research 35, 1185
Farrell, S.A., Sood, R.K., O'Neill, P.M. 2006, MNRAS 367, 1457
Giacconi, R. vd. 1973, Ap. J., 184, 227
Guseinov, O. H., Saygac, A. T., Allakhverdiev, A., vd. 2000, AstL 26, 725
Kemp, J.C. vd. 1983, ApJ 271, L65
Levine, A.M., Bradt, H., Cui, W. vd. 1996, ApJ 496, L33
Liu, Q.Z., van Paradijs, J., and van den Heuvel, E.P.J., 2007a arXiv:0707.0549v1
Liu, Q.Z., van Paradijs, J., and van den Heuvel, E.P.J., 2007b arXiv:0707.0544v1
Özdemir, S. ve Demircan, O. 2001, Ap&SpSci 278, 319
Paul, B., Kitamoto, S., ve Makino, F. 2000, ApJ 528, 410
Priedhorsky, W.C., Terrel, J. Ve Holt, S.S. 1983, ApJ 270, 233
Petterson, J. 1977, ApJ 218, 783
Sood, R., Farrell, S., O'Neill, P. vd. 2006, 36th COSPAR Scientific Assembly, #935
Trümper, J., Kahabka, P., Ögelman, H. vd. 1986, ApJ 300, L63

XMM-NEWTON X IŞINI UYDUSU İLE GÖZLENMİŞ BEŞ TANE İKİLİ GALAKSİ KÜMESİNİN YAPISAL ANALİZİ

Burcu BEYGU[1], Murat HÜDAVERDİ[1], Nihal ERCAN[1]
1- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek, 34342, İstanbul
*e-posta:*burcu.beygu@boun.edu.tr

Özet

Galaksi Kümeleri evrendeki en büyük ölçekli yapılardır. Bu nesnelerin gözlemleri evrendeki madde dağılımı ve miktarı hakkında önemli bilgiler verir. Galaksi Kümeleri'nin X ışını gözlemleri, "Küme İçi Gaz" (KİG) hakkında detaylı analiz yapılmasını sağlar. Bu çalışmada XMM- Newton X Işını uydusunun gözlemlerinden yararlanılarak beş tane kırmızıya kayması düşük olan (yakın uzay) İkili (çift çekirdekli) Galaksi Kümesi' nin: Abell 3705 (z=0.0895), Abell 2440 (z=0.0906), Abell 2933 (z=0.0925), Abell 3888 (z= 0.1529), Abell 115 (z= 0.1930) XMM Newton veri analizi yapılmıştır. Sıcaklık ve metal haritaları çıkarılarak bu kümelerin detaylı yapısal analizleri çalışılmıştır, bunlardan yola çıkarak oluşum süreçleri araştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: X ışını; Galaksiler, Galaksi Kümeleri;A3705, A2440, A2933, A115, A3888

Abstract

Cluster of galaxies are the largest structures in the universe. Study of ICM (Intra Cluster Medium) in X- ray gives clues about the dynamical structures of cluster of galaxies. In this work five nearby binary cluster of galaxy are investigated; Abell 3705 (z= 0.0895), Abell 2440 (z= 0.0906), Abell 2933 (z= 0.0925), Abell 3888 (z= 0.1529), Abell 115 (z= 0.1930). We constructed wavelet maps to study temperature and metal abundances varitions over ICM.

Key Words: X- ray; Galaxies, Cluster of Galaxies; A3705,A2440, A2933, A115, A3888

1.GİRİŞ

Galaksi kümeleri evrendeki en parlak x ışını kaynaklarıdır. Işınım güçleri yaklaşık 10^{43} – 10^{46} erg.s^{-1} mertebesindedir. Galaksi Kümesi'nin tanımı gözlemlediğiniz dalgaboyuna şu şekilde bağlıdır; eğer galaksi kümesini görünür dalgaboyunda gözlüyorsanız sadece galaksileri görürsünüz. Zaten galaksi kümeleri ilk önce görünür dalgaboyunda keşfedildiğinden bu şekilde adlandırılmaları da gayet doğaldır. Basitçe ayni kütleçekim potansiyelinde bulunan galaksiler topluluğuna galaksi kümesi denir. İsim zaten tanımını da içinde barındırmaktadır. Ancak görünür bölgedeki gözlemler, kümenin fiziksel yapısı ve onu oluşturan elemalar hakkında yetersiz bilgi verir. X ışını gözlemlerinden öğrenilmiştirki bir galaksi kümesi optik görüntüsünün aksine birbirine bağlı sürekli bir yapıdır. Galaksi kümesinin asıl şeklini veren, küme içi gazdır. Bu gaz aslında milyarlarca derece sıcaklıkda olan ve de düşük enerjili x ışını bölgesinde ışınım yapan küme içi plazmadır. Kümelerin x ışını gözlemleri kümelerin yapıları, bileşimleri, oluşum tarihleri gibi konularda çok detaylı bilgiler vermektedir. Galaksi kümeleri evrende 1~3 Mpc mertebesinde alanlar kaplarlar, bu yüzden de en büyük ölçekli yapılar olarak adlandırılırlar. Günümüzde galaksi kümeleri, küme popülasyonu ve de büyük ölçekli yapıların oluşumunun altında yatan kozmolojik model bilgileri x ışını gözlemlerine dayanır. Bugün galaksi kümelerinin kabaca %87 karanlık madde, %11 sıcak termal plazma ve %2 oranında da galaksiden meydana gelen devasa kütleçekim potansiyelleri olduğunu biliyoruz.

Bu çalışmada beş tane galaksi kümesinin x ışını veri analizi yapılmıştır. Amaç küme içi gazın spektral analizini yaparak sıcaklık ve metal bolluğunu belirlemektir. Bu bilgiler kullanılarak kümelerin iç dinamikleri hakkında yorum yapılabilir, örneğin kümeyi oluşturan galaksilerin hareketleri, birbirleriyle olan etkileşimleri, kümenin geçirmiş olduğu ve geçirebileceği evrimler vb.

Veriler XMM-Newton X Işını Uydusu'ndan alınmıştır, hepsi arşivde bulunan verilerdir. Bu kümelerin dört tanesi ikili küme bir tanesi tek çekirdekli bir kümedir ve hepsi Abell kümesidir. Analizleri yapılan kümeler ve diğer bilgiler tablo 1`de verilmiştir.

Tablo 1

Adı	Kırmızıya kayma	α	δ	Obsid
A3705	0.0895	20 42 00.72	-35 13 54.8	0203020201
A2440	0.0906	22 23 49.34	-01 37 48.3	0401920101
A2933	0.0925	01 40 41.05	-54 34 33.6	0305060101
A3888	0.1529	22 34 34.07	-37 43 06.9	0404910801
A115N	0.1930	00 55 50.48	+26 24 43.1	0203220101

Verilerin indirgenmesi, filtrelenmesi, göruntü ve spektrumları XMM-Newton Uydusu'nun analiz programı SAS (Scientific Analysis Software) ile yapılmıştır. Ancak Analiz kısmında bahsedileceği üzere galaksi kümelerinin x ışını veri analizinin bir çok zorluğu vardır. Bunların esas nedeni özet olarak gözlenen kümenin (özellkle ikili kümenin) ccd' de birden fazla çipe yayılmasıdır. Bu da beraberinde ardalan analizinde ve bunu takiben spektral analizde bir çok soruna yol açar. Galaksi kümeleri gibi geniş alanların x ışını veri analizlerinin önemli bir kısmı ardalanın doğru bir şekilde belirlenmesi ve modellenmesinden oluşur. Bu zorlukları aşmak için öne sürülen bir kaç analiz yöntemi, modeller ve iki tane de program vardır. Bu iki program da bu çalışmada kullanılmıştır. Biri XMM-ESAS (XMM-Extended Source Analysis Software) diğeri XWSM (The X-Ray Wavelet Spectral Mapping)'dir. Spektrumların modellenmesi ise XSPEC v12 ile yapılmıştır.

2.ANALİZ

2.1.XMM-Newton X Işını Uydusu

XMM (X-ray Multi Mirror Mission) Newton X Işını Uydusu 1999 yılında fırlatılmış Avrupa Uzay Ajansı ESA'nın şimdiye kadarki en büyük bilimsel amaçlı uydusudur. Uydunun üç temel alıcısı vardır; üç tane EPIC (European Photon Imaging Camera) kamera: MOS1, MOS2 ve PN, bir tane RGS (Reflection Grating Spectrometer) ve bir tane de optik monitör. Bu çalışmada EPIC kameralarının verileri analiz edilmiştir. MOS1 ve MOS2 yedi tane çipten oluşur PN ise oniki. EPIC kameraları 30 yay dakikalık görüş alanına ve 0.15 ile 15

keV enerji aralığında duyarlılığa sahiptirler. Daha detaylı bilgi http://xmm.esac.esa.int/ adresinden elde edilebilir.

2.2.XMM-ESAS

Bu program temel olarak analizde SAS'ın paketlerini kullanmıştır, analiz perl script ve Fortran 77 programları yardımıyla yapılarak kullanıcı dostu bir paket program haline gelmiştir. Şu an sadece MOS kameralarının analizini yapmaktadır. PN için çalışmalar sürmektedir. Kullanıcının seçtiği bölgelerin parçacık ardalan modelini farklı yöntemlerle çıkarmak, pozlama süresi düzeltilmiş görüntüler yaratmak, ardalan çıkarılmış spektrum elde etmek gibi özellikleri vardır. Daha detaylı bilgi için Snoweden & Kuntz (2007)'ye bakınız.

2.3.XWSM

Bu program özellikle x ışınında parlak olan galaksiler, galaksiler arası madde ve galaksi kümelerinin spektral analizi için geliştirilmiştir. Şu anki versiyonu XMM- Newton uydusu için hazırlanmıştır. Kullanılan yazılımların çoğu açık olmasına karşın IDL gibi lisanslı yazılımlar da kullanılmıştır. Bu çalışmada XWSM'yi kullanarak sıcaklık ve metak haritaları çıkarılmıştır. Daha sonra bu haritalar XMM-ESAS ile oluşturulan ve daha sonra modellenen spektrumlarla karşılaştırılmıştır. Daha detaylı bilgi için Bourdin.H (2003)' ye bakınız.

2.4.Ardalan

Veri analizinde ardalan terimiyle kastedilen ilgilendiğimiz nesneden gelen fotonlar hariç geri kalan herşeydir. Ardalanı olusturan elemanları basitçe tablo 2'de olduğu gibi sınıflandırabiliriz. Bu tabloda parametrelerin zamana ve konuma göre olan değişimleri, profilleri diğer optik etkileri gösterilmemiştir.

Tablo 2

	PARÇACIKLAR			FOTONLAR	
	Düşük Enerjili Protonlar	Cihaz Kaynaklı Ardalan	Elektronik Gürültü	Yüksek Enerjili X Işınları	Düşük Enerjili X Işınları
Kaynak	Birkaç 100 keV'lik Güneş'ten gelen protonlar, manyetosfer tarafından ivmelendiriliyorlar	Yüksek enerjili parçacıkların (kozmik ışınlar) ccd'lerle etkileşmesi	Parlak pikseller, MOS da düşük enerji çizgileri vb..	X ışını ardalanı, AGN' ler örneğin	Galaktik Disk, Galaktik Halo

3. Analiz Yöntemi

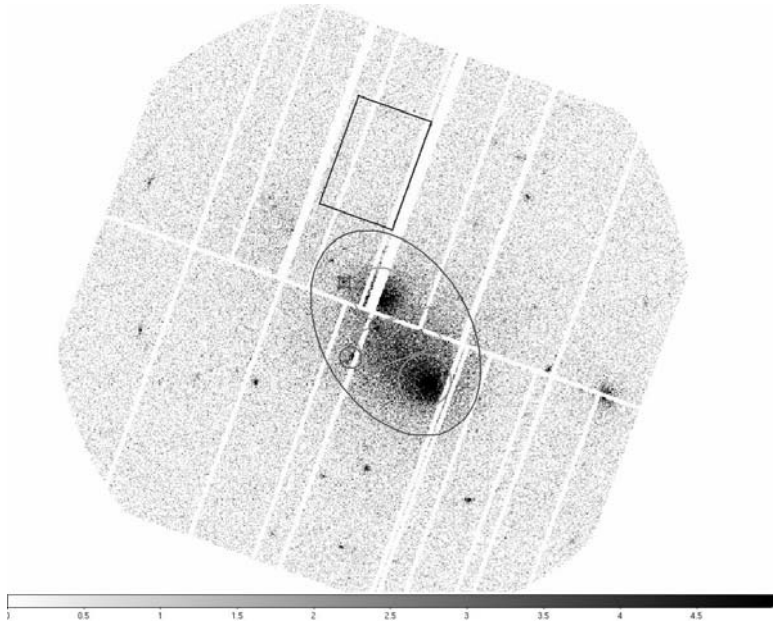
Çalışma konusu olan beş kümenin spektral analizinde izlenen yol ve yöntem şu şekildedir: Veriler arşivden alınıp ilk indirgemeler ve filtreleme işlemleri yapıldıktan sonra elde edilen temiz dosyalar ve görüntüler üzerinden hangi bölgelerin spektrumuna bakılanacğına karar verilir. Bu çalışmadaki önemli bir detay şudur; sadece küme içi gazın spektral analizi yapılmaya çalışılmıştır. Kümedeki diğer x ışını nokta kaynakların (bunlar olası x ışını galaksileridir) sıcaklığa ve metal bolluğuna katkıları çıkarılmıştır. Çalışılan kümeler ikili olduklarından en basit yaklaşım iki çekirdeğin birbirine göre hareketlerini bulmaktır. Bu amaçla bölgelerin seçimi ve adlandırılması şu şekilde olmuştur:

a) Önce görüntüden elle ya da SAS yardımıya spektrumu çıkarılcak bölgelerdeki nokta kaynaklar parlakliktan yola cikarak tespit edilmiştir. Bunlur aşağıda bahsedilen bölgelerin spektrumlarından çıkarılmıştır.
b) İlk başta dört bölgenin spektrumu oluşturulmuştur. A,B,C ve D. A ve B bölgeleri kümenin iki çekirdeği, C bölgesi A ve B bölgeleri arasında kalan bölgedir. Son olarak D bölgesi ise üç bölgeyi de kapsar (Şekil 1). Buradaki amaç çekirdeklerin arasındaki bölgenin sıcaklığını diğer bölgelerle karşılaştırmaktır. Böylece iki çekirdeğin aralarındaki gazı sıkıştırıp sıkıştırmadığına bakarak birbirlerine göre olan

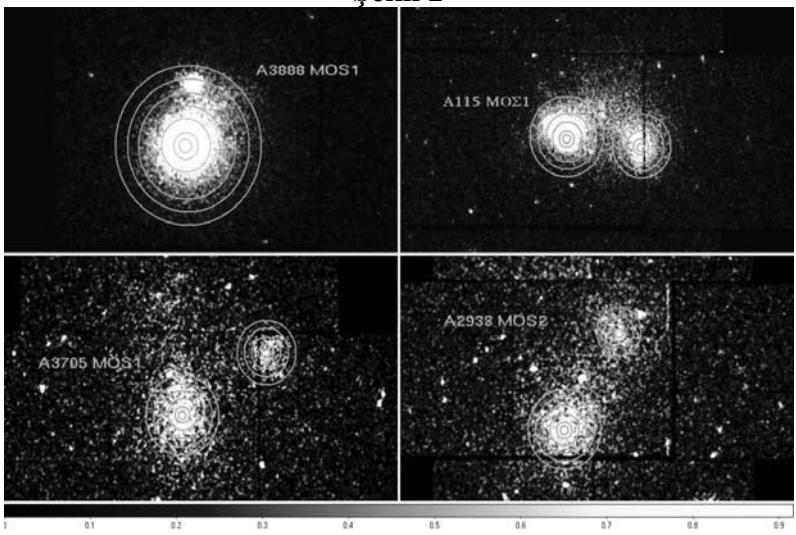
hareketlerini görebiliriz. Tabi burada iki boyutlu bir analiz yaptığımızı unutmamak gerekir. Gerçekte küme üç boyutlu bir dinamiğe sahiptir.

c) Daha sonra A ve B bölgelerinin daha deteylı spektrumları çıkarılmıştır. Yarı çapı 0.25 yay dakikası olan bir çember çekirdek merkezine yerleştirilip spektrumu çıkarılmıştır. Daha sonra merkezleri aynı olan ve yarıçapları da 0.5 yay dakikası arttırılarak oluşturulan çemberlerin spektrumları çıkarılmıştır (Şekil 2). Buradaki amaç çekirdeklerin sıcaklıklarının ve metal bolluklarının içten dışa doğru değişip değişmediğine bakarak iç dinamiği anlamaktır. Çekirdek bölgesinde parlaklıktan yola çıkarak nokta kaynak belirlemek çok zordur. Bu şekilde içiçe geçmiş bölgelerin spektrumuna bakarak ve hepsi için ayrı ayrı farklı ışınım modelleri kullanarak çekirdek içindeki olayları daha iyi anlayabiliriz.

Şekil 1



Şekil 2



Tüm bölgelerin spektrumları modellenirken altı farklı model herbirine uygulanmıştır. Bunlar sırasıyla;

ı) phabs (apec)
ıı) phabs (apec) + gauss + gauss
ııı) phabs (apec +apec)
ıv) phabs (apec +apec) +gauss +gauss
v) phabs (apec+ pow)
vı) phabs (apec+ pow) +gauss +gauss

Bu modellerin açılımları XSPEC v12 kullanım klavuzundan bulunabilir.

Kaynaklar

Bourdin,H, 2003, "*Temperature map computation for X-ray cluster of galaxies"*
Bourdin,H, 2006, "*XWSM 3.3 user guide"*Snowden,S,L, 2004, "*XMM-Newton Observation of Solar Wind Charge Exchange Emission"*
Snowden & Kuntz ,2007, "*Cookbook for analysis procedures for XMM-Newton EPIC MOS observations of extended objects and the diffuse background"*

ERKEN TÜR BİLEŞENLERE SAHİP EM CEP VE V745 CAS SİSTEMLERİNDEKİ RÜZGAR GEOMETRİSİ

Mehmet TANRIVER*, Osman DEMİRCAN**

ÖZET

OB veya WR türü bileşenli, kısa dönemli büyük kütleli çiftlerin ışık eğrilerinin, bazı anormallikler gösterdiği bilinmektedir; çevrimden çevrime değişimler, tutulma minimumların eşit olmayan genişlikleri ve asimetrilikler, seviyeleri eşit olmayan maksimumlar, tutulma aralığı dışında görülen asimetriler, gözlemlerin büyük saçılımı ve düzensiz minimum çukurları. Böyle anormalliklerin, genişleyen zarflara ve rüzgar çarpışmalarına sahip sistem etrafındaki homojen olmayan sıcak, güçlü rüzgar materyalinden ileri geldiği zannedilmektedir. Işık eğrilerine yapılan en iyi fiti temsil eden sentetik eğrilerle gözlemsel ışık eğrilerinin asimetrilerle birlikte evreye bağlı artıklar, homojen olmayan rüzgar materyali tarafından yıldız ışığının zayıflaması nedeniyle olmaktadır. Bu nedenle evreye bağlı ışık artıkları, bu asimetriliği üreten rüzgar materyalinin geometri ve yapısını modellemek için kullanılabilir.

Burada erken tür OB bileşenli çift sistemlerden yıldız rüzgarlarının yapısını (geometrisini) ortaya çıkarmak için literatürde verilen yöntemler haricinde yeni bir yaklaşım sunulmakta ve fotometrik gözlemsel verilere dayanan bir yöntem verilmektedir.

Anahtar Kelimeler: *OB bileşenli etkileşen çift yıldızlar, yıldız rüzgarları,Yıldızlar: EM Cep, V745 Cas*

ABSTRACT

It is know that the light curves of massive binaries with short period of OB or WR type components show some anomalies; variations from cycle to cycle, asymmetries and unequal widths of eclipse minima, maxima level of unequal, asymmetries seen out of eclipse interval, large scattering of observations and unsteady minimum dips. It is supposed that such anomalies are caused by hot and strong non-homogeneous wind material around system having

expanding envelopes and wind collisions. Residuals depending on phase between synthetic curves which represents best fit done in light curves and observational light curves in conjuction with asymmetries, take place by reason of weakening of star light by means of non-homogeneous wind material. Thus light residuals depending on phase can be used for modelling the structure and geometry of wind material which produces those asymmetries.

In this study, it is presented a new approach differently given in literature in order to introduce stellar winds structure (geometry) from binary system with early type OB components and a method depending on photometric observational data.

Key Words: *OB type interacting binaries, stellar winds, Individual stars: EM Cep, V745 Cas*

1. GİRİŞ

OB veya WR türü bileşenli, kısa dönemli büyük kütleli çiftlerin ışık eğrilerinin, bazı anormallikler gösterdiği bilinmektedir; çevrimden çevrime değişimler, tutulma minimumların eşit olmayan genişlikleri ve asimetrilikler, seviyeleri eşit olmayan maksimumlar, tutulma aralığı dışında görülen asimetriler, gözlemlerin büyük saçılımı ve düzensiz minimum çukurları. Böyle anormalliklerin, genişleyen zarflara ve rüzgar çarpışmalarına sahip sistem etrafındaki homojen olmayan sıcak, güçlü rüzgar materyalinden ileri geldiği zannedilmektedir. Işık eğrilerine yapılan en iyi fiti temsil eden sentetik eğrilerle gözlemsel ışık eğrilerinin asimetrilerle birlikte evreye bağlı artıklar, homojen olmayan rüzgar materyali tarafından yıldız ışığının zayıflaması nedeniyle olmaktadır. Bu nedenle evreye bağlı ışık artıkları, bu asimetriliği üreten rüzgar materyalinin geometri ve yapısını modellemek için kullanılabilir.

Burada erken tür OB bileşenli çift sistemlerden yıldız rüzgarlarının yapısını (geometrisini) ortaya çıkarmak için literatürde verilen yöntemler haricinde yeni bir yaklaşım sunulmakta ve fotometrik gözlemsel verilere dayanan bir yöntem verilmektedir.

Her şeyden önce, ışık eğrilerinde görülen asimetrilerin, sistemin etrafını saran küresel olarak homojen olmayan zarf

maddesinin soğurmasından kaynaklandığı kabul edilmiştir. Eliptik yörünge, manyetik aktivite (leke), kütle transferi, vb. gibi asimetri oluşturan etkiler dikkate alındığında bunun doğru olduğu gösterilebilinir. Çift yıldız ışık eğrilerinde asimetri oluşturan süreçler olarak, eliptik yörünge ve manyetik aktivite sürecinin olmayacağı açıktır. Çünkü küçük yörünge dönemli sistemlerde yörünge çemberdir ve erken tür sıcak yıldızlarda, sıcak-soğuk lekeler görülmez. Fiziksel olarak, yıldız rüzgarları ve kütle transferi sırasında L_1 noktasından sistemden kaçan maddenin sistem etrafını sarması ile oluşan zarf maddesinin soğurma etkisinin böyle bir asimetri oluşturduğunu düşünmek mümkündür. Zarf maddesinin soğurucu etkisinin ışık eğrisi üzerinde asimetri oluşturması, zarfın sistem etrafında küresel olarak dağılmadığını ve soğurmanın her yerde aynı olmaması da zarf maddesinin optik derinliğinin değiştiğini göstermektedir. Burada, sistemin çember yörüngelerde dolandığı kabulüyle bulunan teorik ışık eğrisi ve gözlemsel ışık eğrisi arasındaki farklar (artıklar) dikkate alınarak soğurucu ortamın optik derinliği hesaplanmıştır. Teorik ışık eğrisi oluşturulurken, gözlemsel ışık eğrisinin minimum çukurlarının iniş koluna (daha dar kısmına) uygunluğu dikkate alınmıştır ve böylelikle maksimumlar farklı normalize değerlerine gelebilmektedir. Bu, ışık eğrilerindeki soğurucu etkinin göreceli olarak değişimini vermektedir.

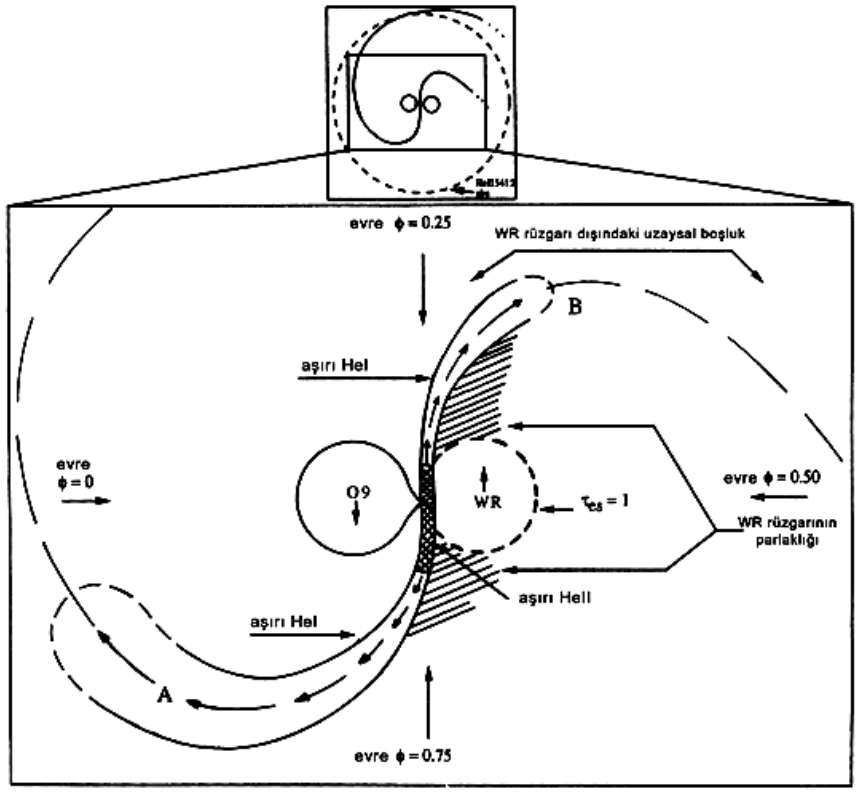
Işık eğrisi üzerinde her gözlemsel nokta ile teorik eğrinin şiddet değerleri ölçülerek evreye göre τ değerleri çıkarılmıştır. Bulunan bu τ değerleri evreye göre polar – kutupsal diagram ile çizildiğinde, zarf maddesinin sistem etrafındaki geometrik yapısı ortaya çıkmaktadır ve bu yapı da örtme örtülme göstermektedir. polar (kutupsal) diagramlar, aynı zamanda bipolar rüzgar yapısını göstermektedir. Bipolar yapılar rüzgar - rüzgar etkileşimiyle oluşmuştur. Sistemi saran zarf, rüzgar yapısı, küresel bir hacim içinde dağılmaktan ziyade yörünge hareketinin coriolis etkisiyle şekillenmektedir. Ortamdaki Thompson saçılması ve elektron yoğunluğu dikkate alınarak $N_e \sim 10^{10}$ cm^{-3} [2] sistem etrafındaki ışığı soğuran bipolar rüzgar yapısının boyutu tahmin edilebilir.

CQ Cep sistemindeki rüzgar yapısı, tayfsal çalışma sonucunda ortaya çıkarılmıştır [18]. CQ Cep deki rüzgar – rüzgar etkileşimi, UV ve optik çizgilerin profil değişimleri kulanılarak bulunmuştur. HeI ve

HeII çizgilerindeki aşırı salma güçlü rüzgar – rüzgar etkileşimi için bir delil oluşturmaktadır. Böylelikle sistemin WR + O olarak ortaya çıktığını ve sisteme ait rüzgar yapısının iki kollu olacağını belirtmişlerdir. Sisteme ait rüzgar – rüzgar etkileşimini gösteren temsili resim Şekil 1.'de gösterilmektedir. Bir diğer kanıt da, HeII λ4686 Å salma çizgisinin evreye göre değişim göstermesidir [11] (Şekil 2.). Normal ışık eğrisi gibi minimum ve maksimumlar gösteren bu eğrinin evreleri zarf yapısına uygunluk göstermektedir. Üstelik minimum ve maksimumlar tam 0, 0.25, 0.50 ve 0.75 evrelerinde değil belli bir evre kaymasıyla gerçekleşmektedir ve bu da zarfın geometrik yapısıyla açıklanabilir. Sonuç olarak HeII λ4686 Å salma çizgisi esas olarak zarf maddesinden gelmektedir ve bu da zarfın yüksek derecede iyonize, sıcak ortamdan oluştuğunu gösterir.

Eğer sistem rüzgar etkinliği gösteriyorsa, dolayısıyla gözlenen ışık eğrisinde bir soğurmaya neden olacaktır ve fotometride kendini gösterecektir. Böylelikle, fotometrik olarak erken tür çift sistemler için böyle bir rüzgar geometrisi ortaya konulabilir. CQ Cep gibi büyük kütleli OB bileşenli çift yıldız sistemlerine benzeri bir çalışma uygulanabilir.

Büyük kütleli yıldızlar, çok güçlü yıldız rüzgarlarına sahiptirler. Bu yolla yılda 10^{-5}-10^{-4} $M_{\odot}$ mertebelerinde kütle kayıpları sözkonusudur. Tek yıldız durumunda rüzgar muhtemelen küresel olacak ve yıldızdan çok uzaklara taşınacaktır. Ancak, her iki bileşeni de erken tür OB yıldızlarından oluşan bir sistemde, bu yolla sistemi terkeden madde sistem etrafında küresel olarak bir zarf oluşturmayacaktır.



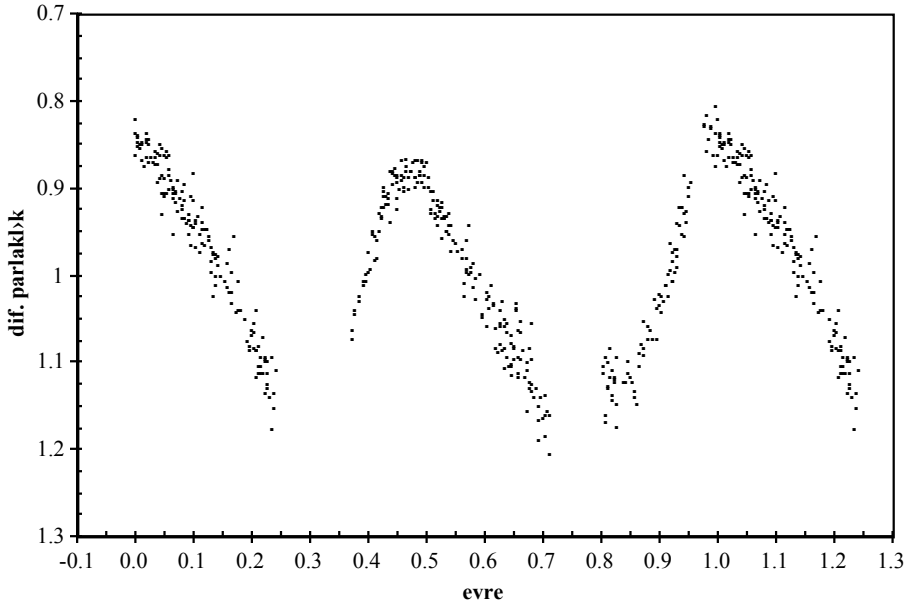
Şekil 1. CQ Cep sistemindeki rüzgar- rüzgar etkileşimini gösteren temsili bir şekil [18].

2. Gözlemler

Rüzgar yapısının belirlenmesisnde kullanılan gözlemsel veriler, fotoelektrik fotometre tekniği kullanılarak TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) de 40 cm'lik Dall - Kirkham optik modelli Cassegrain türü teleskoba bağlı, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi (ÇAAM) da 40 cm çaplı Schmidt – Cassegrain teleskobuna bağlı OPTEC SSP-5A tek kanallı fotoelektrik fotometre başlığıyla farklı gözlem mevsimlerinde yapılmıştır.

EM Cep sistemi için HD208218 ve HD208440 mukayese ve denet yıldızı olarak seçilmiştir. V745 Cas çift yıldız sistemi daha önce hiç bir araştırmaya konu olmadığı için bu çalışmada fotometrik gözlemler

sırasında HD1383 ve HD1950 yıldızları mukayese ve denet yıldızı olarak seçilmiştir.



Şekil 2. HeII (4686 Å) salma çizgisinin evre bağımlılığı. Gözlemler [11] CQ Cep sisteminin dönem ve ışık elemanına göre evrelendirilmiştir

Yıldızların gözlem bilgileri aşağıdaki tabloda özetlenmiştir.

Yıldız	Göz.HJD	Gece Sayısı	Gözlem	Gözlemevi	Gözlemci
EM Cep	2452449-52	2	140	ÇAAM	MT
	2452096-839	7	597	TUG	MT
V745 Cas	2452448-53	3	105	ÇAAM	MT
	2452095-182	9	612	TUG	MT

Tüm sistemler için mukayese yıldızlarının gözlemleri kullanılarak her gözlem gecesi için U, B, V renklerinde ayrı ayrı atmosfer sönükleştirme katsayıları hesaplanarak tüm gözlemlerin diferensiyel sönükleştirme düzeltmeleri yapılmıştır. Düzeltme işlemlerinde doğrusal yöntem kullanılmıştır [8]. Gözlem zamanları, Yer'in Güneş etrafındaki hareketi nedeniyle ışık-zaman etkisi düzeltilerek, Güneş merkezine indirgenmiştir [23].

3. EM Cep Çift Yıldız Sistemi

EM Cep sistemi (HD 208392, BD+61 2216) Beta Lyr / W UMa türü tutulma gösteren bir çift yıldız sistemidir (EB / EW). EM Cep sistemi için yapılan önceki araştırmalar, içinden çıkılması güç ışık eğrilerinden dolayı, sistem parametreleri güvenilir bir şekilde belirlenememiştir. Dönemin değişmezliği hala tartışmalara açıktır. Bunun için tayfsal gözlemlere de ihtiyaç vardır. tarafından sistemin UBV ışık eğrisi elde edilmiştir ve değişimin genliğinin $0^m.15$ kadir ve dönemin 0.80624 gün olan EW-türü ışık değişimine sahip olduğu belirtilmiştir [16, 17]. Önceki gözlemler kullanılarak dönemi P = 0.806277 gün olarak bulunmuştur [12].

Sistemin ışık eğrisinin maksimum ve minimumlarında, çevrimden çevrime dikkate değer değişimler gösterdiğini belirtmişlerdir, dönemi P = 0.806478 gün ve kütle transfer oranını da $dM/dt = 8.10^{-4}\ M_{\odot}\ yıl^{-1}$ bulmuşlardır [1]. Önceki fotoelektrik gözlemlerden, ışık eğrisinde dalgalanmaları belirlemiş, ve dönemi P = 0.806179 gün olarak bulmuştur, değişimin β Cephei türü olabileceğini ifade etmiştir [21].

P = 0.80648 gün, ve P = 0.80618 gün olarak iki farklı dönem değeri bulmuştur [4]. bu dönem değişimlerinin, birinci ve ikinci minimumun muhtemelen karıştırılmasından meydana geldiğini belirtmişlerdir [14]. dönemin ya sabit olduğunu ya da muhtemelen oldukça yavaş bir şekilde azaldığı sonucuna varmışlardır [1, 20, 21]. Işık eğrisinin iki farklı durum arasında değişim gösterdiğini belirtmişlerdir [4].

Işık eğrisinde parlaklıkta büyük bir değişimin olduğunu bulmuşlardır, özellikle birinci minimuma yakın ve bunu izleyen ikinci maksimumda. Değişimi açıklamak için, değen sistemi çevreleyen bir zarf (shell - kabuk) olduğunu kabul etmişlerdir [27]. ışık eğrisinin genliğinin $0^m.05$ kadirden $0^m.1$ kadire kadar değiştiğini bulmuştur. Ayrıca sistemin toplam parlaklığının $0^m.05$ kadir azaldığını belirtmiştir [20].

Işık eğrisinin değişiminin nedenin bir yıldızdan veya her iki yıldızdan kütle aktarımı olduğu önerilmektedir [12]. Bir tayfsal çalışma, özellikle H_{α} çizgisinin emisyon profili, tüm sistemi saran bir kabuğun varlığını doğrulamaktadır [22]. kütle kaybeden yıldızın daha

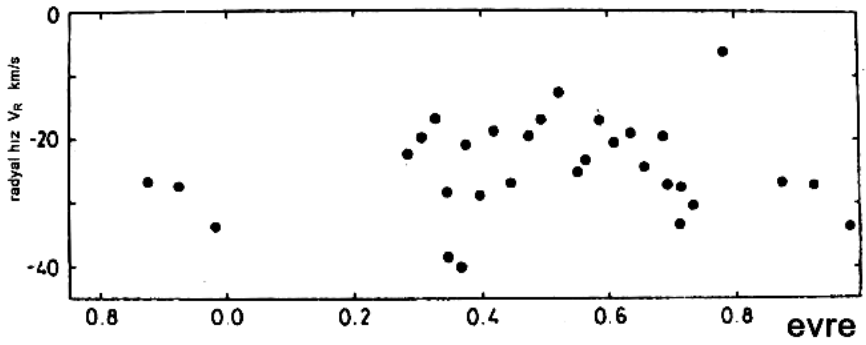
soğuk yıldız olduğunu göstermektedir. Muhtemelen yıldız, bir alt devdir. Eğer yörünge dönemi azalıyorsa , o zaman kütle kaybeden yıldız , daha yoğun (daha büyük kütleli) yıldızdır. Işık eğrisinin böyle düzensizliği, düzensiz kütle aktarımı , değişen bir yoğunluk ve değişen bir kalınlığa sahip bir zarfın varlığıyla açıklanmaktadır [27].

EM Cep'in bir çift yıldız olduğu kabul edilerek, , iki farklı çözüm parametreleri verilmektedir [6]. Bu çözüm parametreleri Çizelge 1. de verilmektedir.

Çizelge 1. EM Cep yıldızı için literatürdeki çözüm parametreleri [6].

Parametreler	**Model 1**	**Model 2**	Sabit tutulan parametreler	**Model 1**	**Model 2**
$r_{sıcak}$	0.5266	0.3908	$T_{sıcak}$ (K)	23800	23800
$r_{soğuk}$	0.1183	0.1099	Kenar kararma katsayısı $u_{sıcak}$	0.31	0.31
i (derece)	59.743	67.181	Kenar kararma katsayısı $u_{soğuk}$	0.60	0.60
$T_{soğuk}$ (K)	13994	12092	Yansıma katsayısı $w_{sıcak}$	0	0
Dış merkezlilik (e)	0.087	0.087	Yansıma katsayısı $w_{soğuk}$	2.0	1.0
Ω	10.361	10.361	q	0.5	1.0
			$L_{sıcak}$(norm)	0.9826	0.9839
			$L_{soğuk}$(norm)	0.0174	0.0161
			$L_{sıcak}$	0.7869	0.4332
			$L_{soğuk}$	0.0139	0.0071
			rms hata	0.00899	0.01009

Sistemin EW türü ışık değişimine sahip ve birbirinin aynı iki erken B yıldızından oluştuğunu gösterilmiştir [16, 17]. Radyal hız ölçümlerini kullanarak, yıldızın bir çift sistem olmadığı verilmektedir. EM Cep'in bir Be yıldızı olduğu önerilmektedir. Sadece HeI λ4471, λ4388, λ4026 çizgilerine dayanan radyal hız sonuçları, Şekil 3. de verildiği gibidir [9]. Buradaki radyal hız verileri, bu hipotezi test etmek için yeterli değildir.



Şekil 3. EM Cep sisteminin fotometrik evreye göre radyal hız verileri [9]

Bir Be yıldızı için tamamen normal davranışlar göstermektedir. EM Cep'teki bu değişimin simetrik olmayan bir zarfın dönmesi sonucu olduğu önerilmektedir ve ışık eğrisinin değişimi bu şekilde açıklanmaktadır ve ayrıyeten 53 Per değişen özelliği de göstermektedir [9].

3.1. (O-C) değişimi

Bu çalışmada yapılan gözlemlerde kullanılan ışık elemanları; T_0 birinci minimum zamanı değeri, (T_0 = 2449170.422) ve P yörünge dönemi ise Hipporcos gözlemi sonucunda elde edilen değer (P = 0.806187 gün) kullanılmıştır. Yapılan gözlemler sonucunda evre kayması görüldüğünden ilk önce bu evre kayması giderilmiştir.

Bu çalışmada iki tane birinci minimum ve bir tane ikinci minimum gözlenmiş ve elde edilen minimum çukurlarına Kwee van Woerdan yöntemi [15] uygulanarak minimum zamanları hesaplanmıştır. Evre kayması yüzünden bu çalışmada gözlenen birinci minimum zamanının ağırlıklı ortalaması yeni T_0 (2452839.33585962) değeri olarak kullanılmıştır. Gözlemsel veriler bu T_0'a göre evrelendirilerek evre kayması düzeltilmiştir ve buna göre sistemin ışık eğrileri çizilmiştir.

Daha önceden yapılmış çalışmalarda elde edilen minimum zamanları ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları kullanılarak sisteme ait (O-C) değişimi incelenmiştir.

Gözlemler sonucunda elde ettiğimiz minimum zamanları Çizelge 2. de verilmektedir. Bu çizelgede her üç bandda elde ettiğimiz

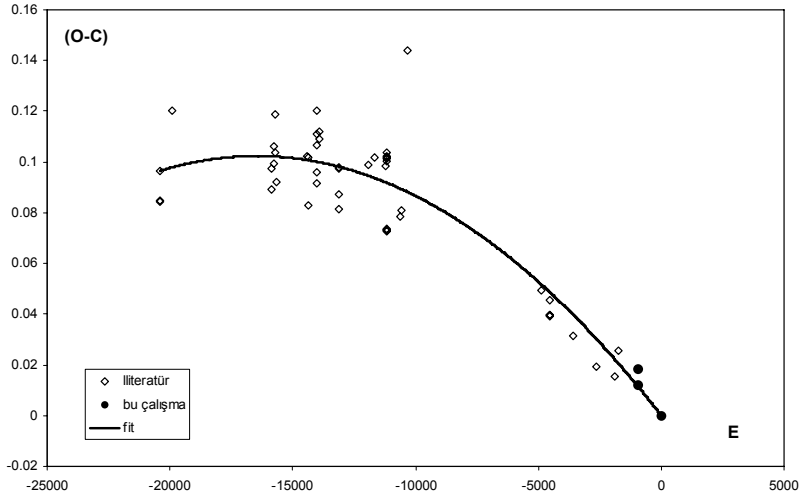
minimum zamanlarının ağırlıklı ortalamaları verilmiştir. Literatürden elde edilen ve bu çalışmada bulunan minimum zamanları birleştirilerek EM Cep çift yıldız sisteminin (O-C) değişimi Şekil 4. de verilmiştir.

(O-C) değişimi (Şekil 4.), kolları aşağı yönde olan bir parabol değişimi olduğunu göstermektedir. Dolayısıyla bu sistemde kütle transferi söz konusudur. büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene madde aktarılmakta ve sistemin dönemi azalmaktadır.

Çizelge 2. EM Cep sisteminin (O-C) değişiminde kullanılan minimum zamanları

HJD 2400000+	Min.	gözlem türü	E	E"	(O-C)	Hata	kaynak
52096.44674	2	UBV	-921.4849	-921.5	0.01220	0.00065	Bu çalış.*
52098.46827	1	UBV	-918.9773	-919.0	0.01827	0.00098	Bu çalış.*
52839.33586	1	UBV	0.0000	0.0	0.00000	0.00213	Bu çalış.*

T_0 = 2452839.33586, P = 0.806187 gün, UBV: her üç renkte ağırlıklı ortalamayı belirtmektedir.



Şekil 4. EM Cep'in (O-C) değişimi

Bu (O-C) değişimine parabol yaklaşımı yapılacak olursa,

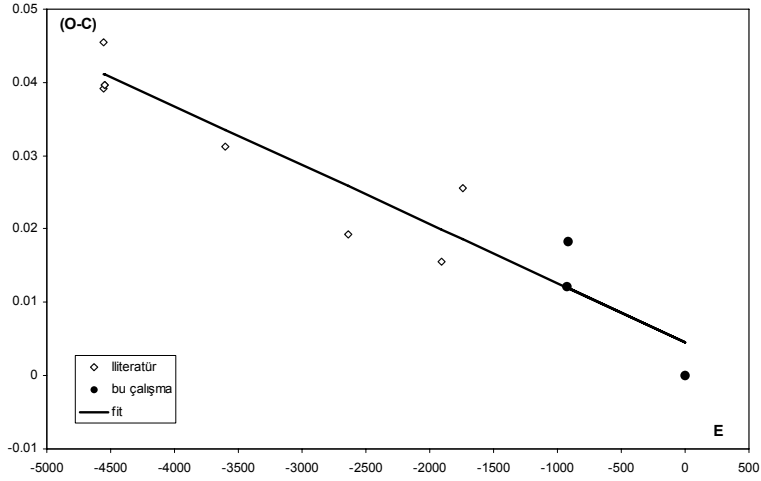
$$(O-C) = -3.77415 \times 10^{-10} E^2 - 1.24258 \times 10^{-05} E + 7.37994 \times 10^{-05} \quad (6.11)$$

şeklinde bir parabol ifadesi vermektedir.

Yıldızımızın bundan sonraki evre hesabını yapabilmemiz için doğrusal ışık elemanlarına ihtiyacımız vardır. Önümüzdeki 5-6 yıllık zaman içinde yıldızımızın ışık elemanlarının pek fazla değişmeyeceği varsayımıyla, literatürde şimdiye kadar gözlenen minimum zamanları içinde son gözlenen minimum zamanları kullanılarak, doğrusal yaklaşım sonucunda, EM Cep çift yıldız sistemine ait düzeltilmiş doğrusal ışık elemanları elde edilmiştir. Buna göre elde edilen yeni ışık elemanları;

$$\text{Min I (HJD)} = 2452839.3404926 \pm 0.0015904 + 0.8061789758 \pm 0.0000006598\ E \quad (6.12)$$

dır Yeni ışık elemanlarını elde etmek için yapılan doğru fiti kullanılan minimum zamanlarıyla birlikte Şekil 5. de verilmiştir.



Şekil 5. EM Cep'in doğrusal yaklaşımın yapıldığı (O-C) değişimi

3.2. Işık eğrisi ve çözümü

Bu çalışmada ışık eğrilerinde saçılma çok fazla olduğundan analizler yapılmadan önce çok saçılma gösteren noktalar dışlanmıştır. Denet yıldızı kullanılarak her band (U, B, V) için elde edilen gecelik ortalama standart sapmalar Çizelge 3. de verilmiştir. Çizelgede yer alan nokta sayısı, o geceye ait gözlenen denet sayısını, σ(U), σ(B), ve

. σ(V), sırasıyla U, B, V bandlarına ait standart sapmaları göstermektedir.

Çizelge 3. EM Cep sisteminin gözlem gecesine ait gecelik ortalama standart sapmalar

GÖZLEM TARİHİ (HJD)	nokta sayısı	gecelik ortalama standart sapmalar			Gözlem yeri
		σ(U)	σ(B)	σ(V)	
2452096	14	0.0030	0.0023	0.0020	TUG
2452098	14	0.0022	0.0019	0.0015	TUG
2452449	8	0.0056	0.0035	0.0031	ÇAAM
2452451	8	0.0030	0.0038	0.0024	ÇAAM
2452810	6	0.0034	0.0023	0.0028	TUG
2452815	12	0.0024	0.0026	0.0023	TUG
2452837	11	0.0019	0.0017	0.0014	TUG
2452838	10	0.0028	0.0016	0.0028	TUG
2452839	10	0.0019	0.0019	0.0015	TUG

Gözlem yeri: ÇAAM: Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi Gözlemevi, Çanakkale; TUG: Tübitak Ulusal Gözlemevi, Antalya.

Daha sonra verilerin her 5'er noktasında bir parlaklık ve evre ortalaması alınarak normalizasyon işlemi U bandında; 0^m.19796 kadir parlaklığına, B bandında; 0^m.21766 kadir parlaklığına, ve V bandında; 0^m.21868 kadir parlaklığına yapılmıştır.

Bu sisteme ait normalize edilmiş gözlemsel veriler, Işık eğrisi daha üst parlaklık değerlerine normalize edilmiş böyle bir sistemin nasıl bir geometrik yapıda olabileceği düşüncesiyle, tahmini bir geometrik yapı vermesi açısından BINARY MAKER programı ile [3] EM Cep sisteminin normalize edilmiş ışık eğrilerine teorik yaklaşımda bulunulmuştur. Sistemin ışık eğrisinde minimum derinliklerinde asimetriler ve maksimumlarda ışığın azalması gibi değişimler görülmesinden dolayı sistemin çözüm parametreleri BINARY MAKER programıyla çözülmeye karar verilmiştir.

Burada öncelikle katalog taraması sonucunda elde edilen bileşenlerin tayf türlerine göre sıcaklıklar seçilmiştir. birinci bileşen; B0.5V, B1IV, B1III, B1V, B3 ve B0 olarak, ikinci bileşenin ise tayf türü; B1III/V olarak verilmektedir. tayf türleri birbirine yakın olan iki bileşen içeren sistem için çözüm yapılmıştır. Bu tür bir sistem için kütle oranı 1'e yakın olacaktır. Biz burada 0.98 olarak aldık.

Minimum çukurları hemen hemen birbiriyle aynı derinlikte olduğu için ve spektral türleri bir birine çok yakın olan iki bileşenli çift yıldız olduğu için kütle oranı 0.98 alınmıştır. Bu kütle oranı çözüm sırasında sabit tutulmuştur.

Kataloglarda genelde birincinin tayf türünü B1 olarak verildiğinden dolayı, sıcaklıklar, çizelgelerden tayf türüne uygun şekilde seçilmiştir ($T_1 = T_2 = 26500K$) [26]. Seçilen bu sıcaklıklar sistemin ışık eğrisi analizi yapılırken sabit tutulmuştur. Lineer kenar kararma katsayıları çizelgelerden sıcaklığa uygun olarak seçilmiştir ($x_1 = x_2 = 0.3883$) [5] ve çözümde sabit tutulmuştur. Her iki bileşenin her üç band için seçilen kenar kararma katsayıları Çizelge 4. de verilmektedir. Sistemin yakınlık etkileri göstermesi nedeniyle, yansımaya ait A_1, A_2 albedo parametreleri ve her iki bileşenin çekim kararması sabiti g_1, g_2 parametreleri 1 alınarak ve sabit tutularak, görsel bir şekilde bileşenlerin potansiyeleri ve sistemin yörünge eğim açısı değiştirilerek her üç bandtaki gözlemsel veriler için uygunluk sağlanmaya çalışılmıştır.

Çizelge 4. EM Cep sisteminin bileşenlerine uygun kenar kararma katsayıları [5]

K. Kar. Kat.	**U**	**B**	**V**
$\mathbf{x_1}$	0.3883	0.3849	0.3371
$\mathbf{x_2}$	0.3883	0.3849	0.3371

Bir dizi iteresyan sonucunda görsel kararımıza dayanan en iyi uyuşumu veren sentetik ışık eğrisi sistemi temsil eden en iyi teorik eğri olduğu kararına varılmıştır. Burada fark karelerin en küçük olması beklenemez. Çünkü amacımız sistem etrafındaki rüzgar maddesini ortaya çıkarmaktır. Doğal olarak teorik eğri, bazı evrelerde gözlemsel eğrinin üzerinde (daha üst parlaklık değerlerinde) yer almaktadır. Dolayısıyla bu durumda teorik ve gözlemsel değerler arasında toplam fark kare en küçük olmamaktadır. Bu şekilde elde edilen sisteme ait çözüm parametreleri Çizelge 5. de verilmiştir.

EM Cep değişeninin her banda ait 5'er noktadan oluşan ortalama noktalar ile elde edilen ışık eğrisi ile birlikte teorik olarak elde edilen bu çözüm ile ışık eğrileri Şekil 8. de ve sistemin geometrik görünümünleri de Şekil 6. ve Şekil 7. de verilmiştir. Şekil 8. de gözlenen ışık eğrisi ile teorik ışık eğrisi arasında maksimumlarda gözle görülür parlaklık farkı vardır. Bunun nedeninin sistem etrafında

homojen olarak dağılmamış rüzgar maddesinin sistem ışığını soğurması olduğu söylenebilir. Bu 0.12 ile 0.38 evre arasında ve 0.64 ile 0.88 evre arasında yıldız ışığı soğurucu rüzgar maddesi tarafından soğrulmuş olduğu söylenebilir.

Böylelikle gözlenen ışık eğrisinde maksimumlarda soğurma nedeniyle teorik eğriye göre zayıflamanın olduğu söylenebilir. Işık eğrisinde minimumlarda ise teorik eğri, gözlenen ışık eğrisini iyi bir şekilde temsil etmektedir. Bu da sistem etrafındaki rüzgar maddesinin 0 ile 0.5 ekseni boyunca olmadığını, 0.25 ile 0.75 ekseni boyunca uzandığını söylemektedir. Dolayısıyla sistemin dönmesi sonucu bipolar rüzgar yapısının sistem etrafındaki dağılımını coriolis kuvveti şekillendirmektedir [18].

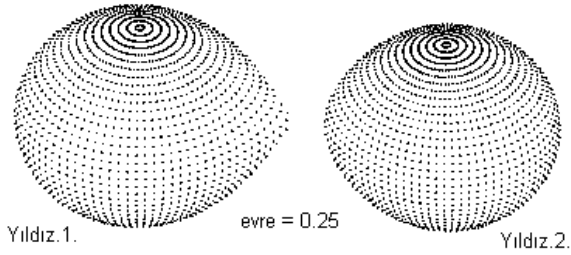
Sistemin, birinci bileşeni tamamen roche lobunu doldurmuş, ikinci bileşen inin doldurmaya çok yakın olduğu görülmektedir (Şekil 7.). Böylelikle sistemin değen çift olma durumuna çok yakın bir durumda olduğu söylenebilir. Böylelikle sistem Roche loblarını doldurmuş, madde transfer eden değen bir çift sistem olduğu söylenebilir. Bu madde transferinin de yıldız rüzgarıyla olduğu elde edilen teorik ve gözlemsel ışık eğrilerinden görülebilir. Şekil 8.de açıkca görüldüğü gibi gözlemsel noktaların bazı evrelerde parlaklığında bir azalmanın olduğu görülmektedir.

Çizelge 5. EM Cep sisteminin Binary Maker çözüm parametreleri (her renk için)

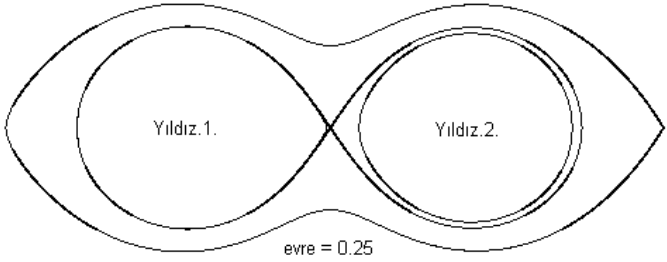
	U	**B**	**V**	**U & B & V**
i (°)	53.9	53.9	53.9	53.9
q (kütle oranı)	0.98	0.98	0.98	0.98
Ω_1 (potansiyel)	3.72	3.72	3.72	3.72
Ω_2 (potansiyel)	3.9	3.9	3.9	3.9
T_1 (sıcaklık, K)	26500	26500	26500	26500
T_2 (sıcaklık, K)	26500	26500	26500	26500
r_1 (back)	0.406238	0.406238	0.406238	0.406238
r_1 (point)	0.489718	0.489718	0.489718	0.489718
r_1 (pole)	0.357501	0.357501	0.357501	0.357501
r_1 (side)	0.375524	0.375524	0.375524	0.375524
r_2 (back)	0.369014	0.369014	0.369014	0.369014
r_2 (point)	0.395899	0.395899	0.395899	0.395899
r_2 (pole)	0.333189	0.333189	0.333189	0.333189
r_2 (side)	0.346761	0.346761	0.346761	0.346761

r_1 (ort.k.yarıçap)	0.379754	0.379754	0.379754	0.379754
r_2 (ort.k.yarıçap)	0.349655	0.349655	0.349655	0.349655
x_1 (k.kararma k.)	0.3883	0.3849	0.3371	0.3883 / 0.3849 / 0.3371
x_2 (k.kararma k.)	0.3883	0.3849	0.3371	0.3883 / 0.3849 / 0.3371
g_1 (çekim sabiti)	1	1	1	1
g_2 (çekim sabiti)	1	1	1	1
A_1 (albedo)	1	1	1	1
A_2 (albedo)	1	1	1	1
L_1 (k.luminosite)	0.5441	0.5441	0.5441	0.5441
L_2 (k.luminosite)	0.4559	0.4559	0.4559	0.4559
Üçüncü Işık	0	0	0	0
λ (dalgaboyu, Å)	3650	4400	5500	

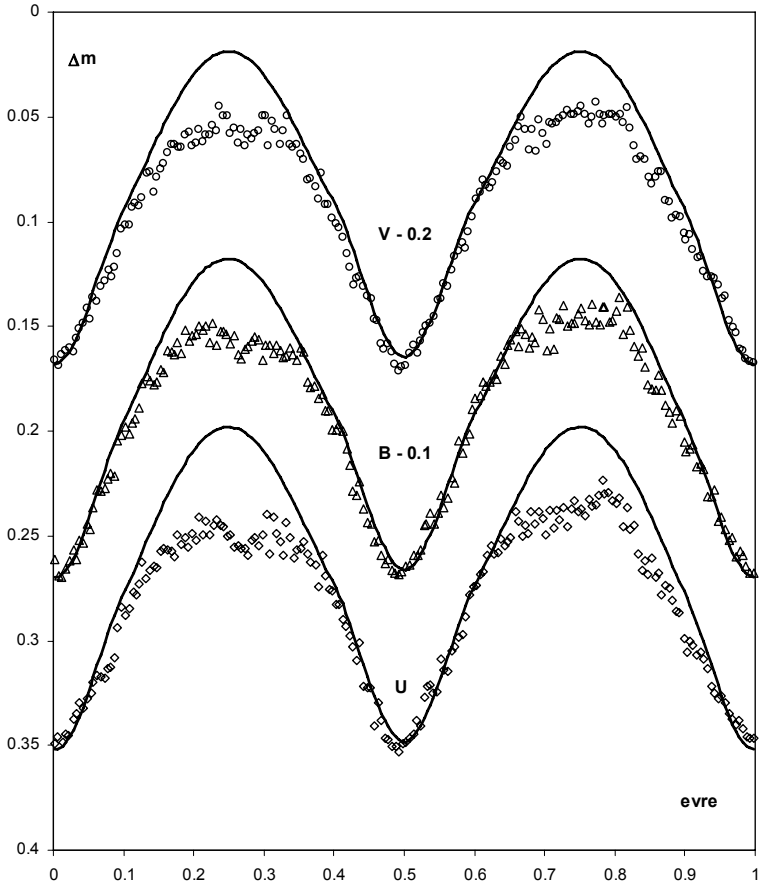
Bu parlaklık azalmasının kaynağının sistemin etrafındaki bir soğurucu ortamın olduğu kabul edilmektedir. Bu soğurucu ortamın yıldızlardan madde kaybı olarak açıklanan yıldız rüzgarı tarafından oluşturulduğu düşünülmektedir. Böylelikle Binary Maker çözümü sonucunda elde edilen teorik verilere göre gözlenen ışık eğrilerinin göstermiş olduğu azalma miktarları modellenerek yıldız rüzgarının oluşturduğu çift yıldız sistemi etrafındaki soğurucu ortamın geometrik yapısı elde edilebilir.



Şekil 6. EM Cep çift yıldız sisteminin 0.25 evresindeki üç boyutlu geometrik görünümü



Şekil 7. EM Cep sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisini gösteren şekil



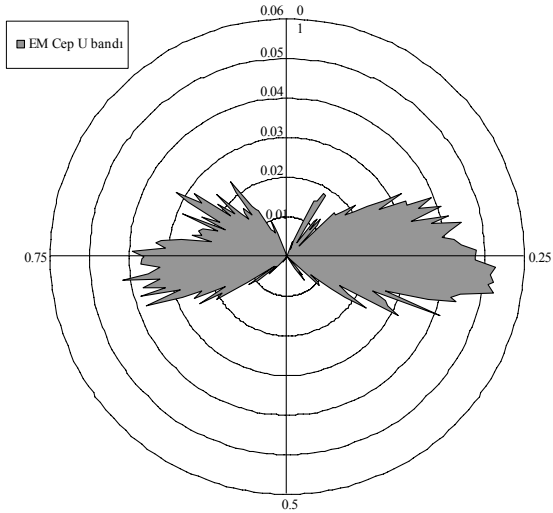
Şekil 8. EM Cep sisteminin V-0.2, B-0.1, U bandı ışık eğrisi

Bu geometrik yapının nasıl elde edileceği ayrıntılı bir şekilde verilmiştir. Bu bölümde böyle bir yıldız rüzgarının yapısını fotometrik

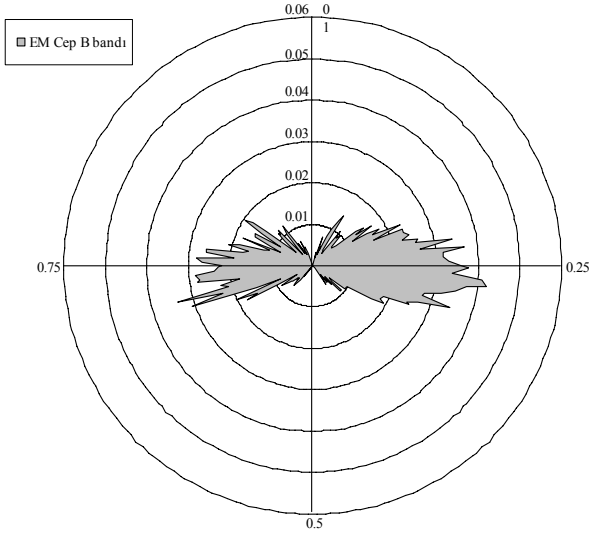
yolla yeni bir yöntemin uygulanmasıyla nasıl elde edildiği de açıklanmıştır. Gözlemsel ışık eğrilerinin asimetrileriyle birlikte değişimlerinin evreye bağlı artıklar (farklar), homojen olmayan rüzgar materyali tarafından yıldız ışığının zayıflaması nedeniyle olabilir. Bu nedenle evreye bağlı ışık (parlaklık) artıkları (farkları), bu asimetriyi üreten rüzgar materyalinin geometri ve yapısını modellemek için kullanılabilir.

Her şeyden önce, ışık eğrilerinde görülen asimetrilerin, sistemin etrafını saran küresel olarak homojen olmayan zarf maddesinin soğurmasından kaynaklandığı kabul edilmiştir. Bunun, asimetri oluşturan etkiler (eliptik yörünge, manyetik aktivite (leke), kütle transferi, vb.) dikkate alındığında doğru olduğu gösterilebilir. EM Cep sistemi için, çift yıldız ışık eğrilerinde asimetri oluşturan süreçler olarak, eliptik yörünge (EM Cep'te yörünge dönemi küçüktür ve yörünge çemberdir) ve manyetik aktivite (sıcak-soğuk lekeler) (sıcak yıldızlarda bu etki görülmez) sürecinin olmayacağı açıktır.

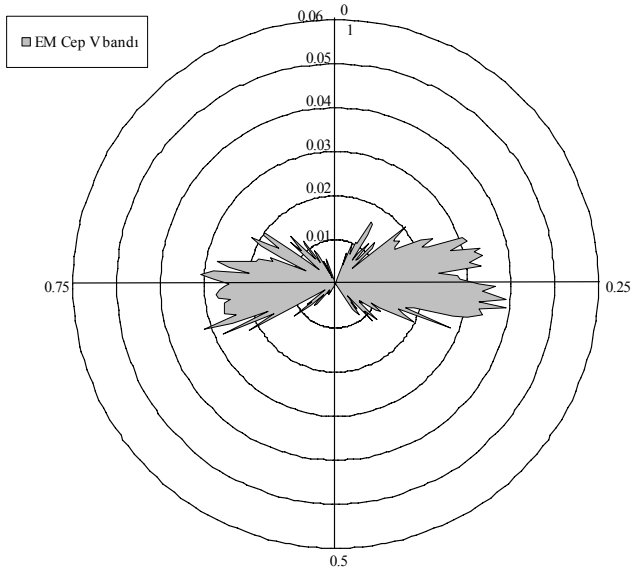
Burada, sistemin çember yörüngelerde dolandığı kabulüyle bulunan teorik ışık eğrisi ve gözlemsel ışık eğrisi arasındaki soğurma farkları (şiddet olarak) dikkate alınarak soğurucu ortamın optik derinliği hesaplanmıştır. Teorik fitin minimum çukurlarına uygunluğu dikkate alındığından maksimumlar farklı normalize değerlerine gelebilmektedir ve böylelikle maksimumlarda bir parlaklık azalması söz konusu olacaktır. Bu, ışık eğrilerindeki soğurucu etkinin göreceli olarak değişimini verecektir. Işık eğrisi üzerinde her gözlemsel nokta ile teorik eğrinin şiddet değerleri ölçülerek evreye göre τ optik derinlik değerleri hesaplanırsa, bulunan bu τ değerleri evreye göre özel bir grafik gösterimi ile çizildiğinde (polar – kutupsal diagram), zarf maddesinin sistem etrafındaki geometrik yapısı ortaya çıkmaktadır. Bu farkların rüzgar materyalinin tahmin edilen optik derinliğe göre değişimini veren polar (kutupsal) diagramlar, her renk (U, B, V) için ayrı ayrı Şekil 9., Şekil 10. ve Şekil 11. de verilmiştir.



Şekil 9. EM Cep sistemi etrafında rüzgar materyalinin optik derinlik ile değişimi (U Bandı rüzgar yapısı).



Şekil 10. EM Cep sistemi etrafında rüzgar materyalinin optik derinlik ile değişimi (B Bandı rüzgar yapısı)



Şekil 11. EM Cep sistemi etrafında rüzgar materyalinin optik derinlik ile değişimi (V Bandı rüzgar yapısı)

Bipolar yapılar, rüzgar - rüzgar etkileşimiyle oluşmuştur. Bileşenlerden çıkan yıldız rüzgarları birbirleriyle çarpışması sonucu oluşmuştur. Şekil 9. – 11. deki böyle bipolar yapılar, sentetik ışık eğrilerinin model parametreleri, kabul edilebilir (makul) bölge içinde değişmiş olsa bile, çok fazla değişmemiştir. O yüzden Şekil 9. – 11. deki bipolar geometri, kısa dönemli büyük kütleli çiftlerde rüzgar - rüzgar etkileşiminin sonucu olarak oluştuğu söylenebilir., rüzgar - rüzgar etkileşimi üzerine deliller sunulmuştur [24, 25, 18]. yıldızlar arasındaki düzleme ait şok bölgelerinin bipolar rüzgar yapısının iki kolunu ve yörünge hareketi nedeniyle derece derece dışa doğru bükülmesini tanımlamışlardır [18].

Biz, sistemdeki bipolar şok bölgelerinin optik derinliği (veya geometrisi) nin evreye bağımlı değişimini Şekil 9. – 11. de verdik. Coriolis kuvveti, sistemde çarpışan bipolar rüzgar yapısının şekillenmesinde önemli bir rol oynamaktadır [18]. Rüzgar, bileşenin Roche lobunu doldurmasıyla artmaktadır. Bileşenler arasında beklenen sıcak lekeler hakkında herhangi bir fotometrik delil görülmemiştir. Sıcak leke ışıması, rüzgar materyalinin karşılıklı etkileşimiyle dışlanmaktadır.

Bipolar rüzgar materyalinin geometrik mutlak boyutları da, ortamda baskın olan soğurmanın elektron saçılması olduğu ve ortamın elektron yoğunluğu içinde $N_e=10^{10}$ cm^{-3} ve sönümleme miktarı (tek atom için soğurma katsayısı) $a=6.654x10^{-25}$ cm^2 [2] değeri alınmasıyla hesaplandığında rüzgar maddesinin sistemden yaklaşık olarak 0.53 Astronomi Birimi uzaklığa kadar yayıldığı bulunur.

Binary Maker ışık eğrisi analiz programıyla EM Cep çift yıldızı için değerlendirme yapılmıştır. Yapılan fotometrik analizler, EM Cep'in bileşenlerinin fotometrik parametrelerinin tahmin edilmesine izin vermiştir. Sistemin her iki bileşeninin aynı tayf türüne sahip olan ve sistemin her iki bileşeni de Roche lobunu dolduran değen bir çift sistem olabileceği görülmektedir.

(O-C) değişimine bakıldığında parabol benzeri bir değişimin olduğu görülmektedir. Bizim elde ettiğimiz minimum zamanlarının (O-C) değerlerinin genel trende uyum göstermesi değişimin gerçekten parabol benzeri ya da doğrusal olabileceğini göstermektedir. Sistem için yeni ışık elemanları HJD 2449170 sonra gözlenen minimum zamanlarına doğrusal yaklaşım uygulanarak elde edilmiştir. Çünkü parabol benzeri değişimin sonucu olarak sistemden madde aktarımı söz konusudur. Daha fazla minimum zamanının belirlenmesi EM Cep sistemi için daha doğru ışık elemanları elde etmek için gereklidir ve böylelikle dönem değişimi daha iyi açıklanabilir.

4. V745 Cas Çift Yıldız Sistemi

V745 Cas sistemi (HD 1810, BD+61 50) Beta Lyr / W UMa türü tutulma gösteren bir çift yıldız sistemidir. 4659 sayılı Information Bulletin on Variable Stars (IBVS) dergisinde değişen yıldız olarak yer almaktadır [13]. Bu tarihten sonra literatürde herhangi bir araştırmacı tarafından ne ışık eğrisi elde edilmiş ne de sistem parametreleri elde edilmiştir. Sadece bu yıldızın Hipparcos uydusundan elde edilen verileri, ışık eğrisi mevcuttur. Dolayısıyla bu sistemin literatür bilgisi yoktur. Sadece bizim yapmış olduğumuz fotometrik gözlemler vardır. Bu gözlemlerin ayrıntıları aşağıda verilmiştir. Bu çalışmada kullanılan dönem Hipparcos kataloğunun verdiği P=1.41057 gün değeri kullanılmıştır.

4.1. Işık elemanları

Bu sistemin herhangi bir verisi olmadığı için daha önceden gözlenen herhangi bir minimum zamanı olmadığından sisteme ait (O-C) değişimi incelenememiştir. Sadece bu çalışmada yapılan fotometrik gözlemlerden elde edilen bir tane birinci minimum çukuru her üç band (U, B, V) da gözlenmiştir. Elde edilen minimum çukurlarına KW yöntemi [15] uygulanarak minimum zamanları hesaplanmıştır. Hesaplanan bu minimum zamanları, türleri, gözlemsel minimum zamanlarının ağırlıklı ortalama değerleri ve hataları ile birlikte aşağıdaki Çizelge 6. da verilmiştir.

Çizelge 6. V745 Cas sisteminin minimum zamanları ve hataları

HJD Min (2400000+)	Min.	band	Hata	
52100.44843	1	U	0.001011	Bu çalşm
52100.46287	1	B	0.003301	Bu çalşm
52100.45990	1	V	0.000944	Bu çalşm
52100.45956	1	UBV	0.003920	Bu çalşm

Çizelgede, UBV: her üç renkte ağırlıklı ortalamayı belirtmektedir.

Yapılan gözlemler sonucunda elde edilen ışık eğrilerinde evre kayması görüldüğünden elde edilen ışık eğrileri gözlemsel olarak elde edilen her üç bandın ağırlıklı ortalaması olan minimum zamanı değerine göre tekrar evrelendirilmiştir. Bu evrelendirmede kullanılan T_0 değeri; 2452100.45956 ve P değeri; 1.41057 gün dür. Böylelikle bu sistem için ilk ışık elemanları;

$$\text{Min I (HJD)} = 2452100.45956081 + 1.41057\,E \pm 0.00392041 \qquad (6.13)$$

olarak verilebilir.

4.2. Işık eğrisi ve çözümü

Bu çalışmada gözlemsel olarak elde edilen ışık eğrilerinde saçılma çok fazla olduğundan analizler yapılmadan önce çok saçılma gösteren noktalar dışlanmıştır. Denet yıldızı kullanılarak her band (U, B, V) için elde edilen gecelik ortalama standart sapmalar Çizelge 7. da verilmiştir. Çizelgede yer alan nokta sayısı, o geceye ait gözlenen denet sayısını, $\sigma(U)$, $\sigma(B)$, ve $\sigma(V)$, sırasıyla U, B, V bandlarına ait standart sapmaları göstermektedir.

Gözlem verilerinin her 5 noktasında bir parlaklık ve evre ortalaması alınarak, normalizasyon işlemi U bandında; $0^m.085$, B bandında; $0^m.17323$, ve V bandında; $0^m.33658$ diferensiyel parlaklığına yapılmıştır. Bu yıldızın çözümüne başlamadan önce, sistemin yapısı ve astrofiziksel değerlere yakından bağlı olan q kütle oranı değerinin bilinmesi gerekir. Kütle oranı bilinmezse sisteme ait herhangi bir çözüm oluşturamayız. Bunun için sistemin q kütle oranı değeri tahmin edilmeye çalışılmıştır.

Çizelge 7. V745 Cas sisteminin gözlem gecesine ait gecelik ortalama standart sapmalar

GÖZLEM TARİHİ (HJD)	nokta sayısı	gecelik ortalama standart sapmalar			Gözlem yeri
		σ(U)	σ(B)	σ(V)	
2452095	9	0.0047	0.0018	0.0019	TUG
2452097	17	0.0034	0.0047	0.0022	TUG
2452100	10	0.0045	0.0058	0.0032	TUG
2452178	2	0.0009	0.0066	0.0038	TUG
2452182	6	0.0050	0.0034	0.0022	TUG
2452448	5	0.0043	0.0048	0.0011	ÇAAM
2452450	6	0.0056	0.0040	0.0050	ÇAAM
2452453	6	0.0071	0.0047	0.0047	ÇAAM
2452507	12	0.0025	0.0016	0.0010	TUG
2452508	17	0.0029	0.0020	0.0015	TUG
2452814	9	0.0049	0.0033	0.0038	TUG
2452836	8	0.0027	0.0034	0.0024	TUG

ÇAAM: Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi Gözlemevi, Çanakkale; TUG: Tübitak Ulusal Gözlemevi, Antalya.

Bunun için herhangi bir tayf türü yada sıcaklık bilgisine sahip olabilirsek q kütle oranını yaklaşık olarak tahmin edebiliriz. Bunun için öncelikle katalog taraması yapılır ve sisteme ait yararlı bilgiler elde edilir. Tarama sonucunda genelde birinci bileşen için elde edilen tayf türü, B0IV veya B3 dür. İkinci bileşenin tayf türü için herhangi bir bilgi yoktur. Kataloglardan her iki bileşene ait kadir cinsinden parlaklık değerleri verilmiştir. Kataloglarda birinci bileşenin parlaklığı $m_1=8^m.2$ kadir, ikinci bileşenin parlaklığı $m_2=11^m.1$ kadirdir [19]. Böylelikle Pogson ifadesinden L_1/L_2 bileşenlerin parlaklık (luminosite) oranı bulunur. kütle-parlaklık ifadesinden ikinci bileşene (yoldaşa) ait teorik kütle değeri yaklaşık olarak bulunur. Böylelikle elimizde iki bileşene ait teorik kütle değerleri vardır. Buradan da q =

M_2 / M_1 kütle oranı tahmin edilir. Bu yolla bulunan kütle oranı ~ 0.7 dür. Çözümde 0.7 kütle oranı değeri sabit alınmıştır. Böylelikle birinci bileşene (baş yıldız) ve ikinci bileşene (yoldaş) ait bulunan sıcaklık değerleri; T_1 = 29000 K ve T_2 = 26500 K dir [26]. Her iki bileşene ait sıcaklıklara karşılık gelen lineer kenar kararma katsayıları x_1, x_2; çizelgelerden alınmıştır [5]. Bu kenar kararma katsayıları Çizelge 8. de verilmektedir.

Işık eğrisi daha üst (daha parlak) diferensiyel parlaklık değerlerine normalize edilmiş böyle bir sistemin nasıl bir geometrik yapıda olabileceği düşüncesiyle, tahmini bir geometrik yapıyı vermesi açısından BINARY MAKER programı ile V745 Cas sisteminin normalize edilmiş ışık eğrilerine teorik yaklaşımda bulunulmuştur. Sistemin ışık eğrisinde minimum derinliklerinde asimetriler ve maksimumlarda ışığın azalması gibi değişimler (düzensizlikler) görülmesinden dolayı sistemin çözüm parametreleri Binary Maker programıyla [3] çözülmeye karar verilmiştir. Bize sistem hakkında ön bir bilgi vermesi açısından Binary Maker programı ile ışık eğrisi analizi yapılmıştır.

Çizelge 8. V745 Cas sisteminin bileşenlerine uygun kenar kararma katsayıları [5]

K. Kar. Kat.	U	B	V
x_1	0.397	0.392	0.348
x_2	0.388	0.385	0.337

Çözüm esnasında elde edilen q kütle oranı, her iki bileşenin T_1 ve T_2 sıcaklık değerleri, x_1 ve x_2 kenar kararma katsayıları sabit tutulmuştur. Sistemin yakınlık etkileri göstermesi nedeniyle, yansımaya ait A_1, A_2 albedo parametreleri ve her iki bileşenin çekim kararması sabiti g_1, g_2 parametreleri 1 alınarak ve sabit tutularak, görsel bir şekilde bileşenlerin potansiyeleri ve sistemin yörünge eğim açısı değiştirilerek her üç banttaki gözlemsel veriler için uyuşum sağlanmaya çalışılmıştır.

Sistem etrafındaki rüzgar yapısını fotometrik olarak ortaya çıkarmaya çalıştığımızdan dolayı teorik eğri, bazı evrelerde gözlemsel eğrinin üzerinde (daha üst parlaklık değerlerinde) yer alacaktır. Bundan dolayı teorik ve gözlemsel değerler arasındaki toplam fark kare değerinin küçük olması ile en iyi uyuşumu sağlayamayız. Böylelikle elde edilen sisteme ait BinaryMaker çözüm parametreleri

Çizelge 9. da verilmiştir. V745 Cas değişeninin her banda ait 5'er noktadan oluşan ortalama değerleri ile elde edilen ışık eğrileri ile birlikte teorik olarak elde edilen (çözüm sonucunda elde edilen) ışık eğrileri Şekil 12. de verilmiştir.

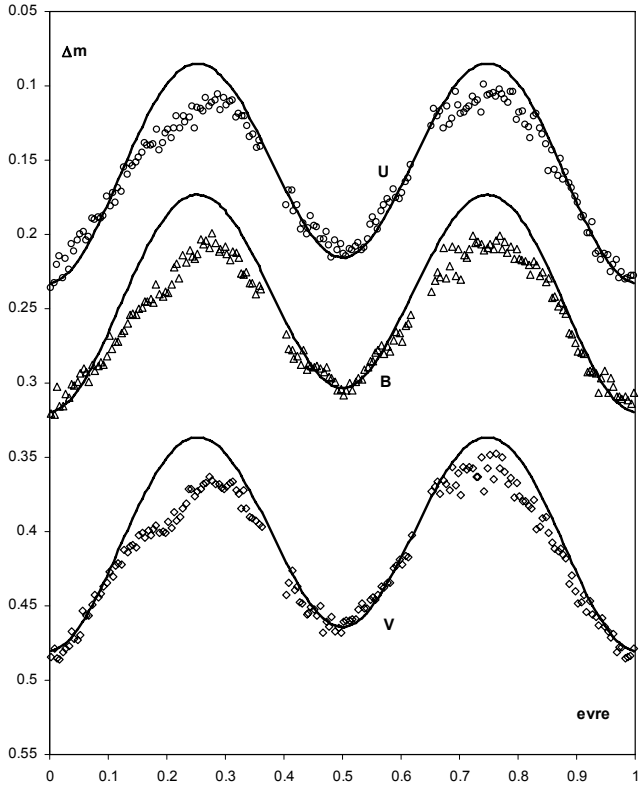
Şekil 12. de gözlenen ışık eğrisi ile teorik ışık eğrisi arasında maksimumlarda gözle görülür parlaklık farkı vardır. Bunun nedeninin sistem etrafında homojen olarak dağılmamış rüzgar maddesinin sistem ışığını soğurması olduğu söylenebilir. Bu soğurucu etki, 0.14 evre civarında başlamakta 0.36 evresine kadar devam etmektedir. Bunun yanında 0.64 evre civarında da başlayıp 0.86 evresine kadar devam eden ikinci bir soğurma bölgesi daha vardır.

Çizelge 9. V745 Cas sisteminin çözüm parametreleri

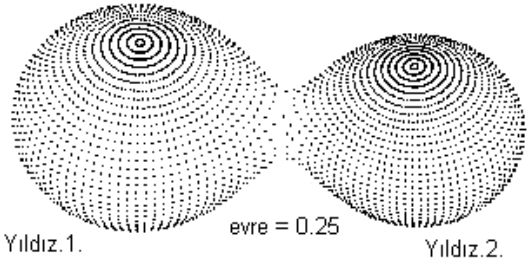
	U	**B**	**V**	**U & B & V**
i (°)	43	43	43	43
q (kütle oranı)	0.7	0.7	0.7	0.7
Ω_1 (potansiyel)	3.15	3.15	3.15	3.15
Ω_2 (potansiyel)	3.15	3.15	3.15	3.15
T_1 (sıcaklık, K)	29000	29000	29000	29000
T_2 (sıcaklık, K)	26500	26500	26500	26500
r_1 (back)	0.46147	0.46147	0.46147	0.46147
r_1 (point)	0.536634	0.536634	0.536634	0.536634
r_1 (pole)	0.39999	0.39999	0.39999	0.39999
r_1 (side)	0.42514	0.42514	0.42514	0.42514
r_2 (back)	0.400089	0.400089	0.400089	0.400089
r_2 (point)	0.463366	0.463366	0.463366	0.463366
r_2 (pole)	0.340884	0.340884	0.340884	0.340884
r_2 (side)	0.359117	0.359117	0.359117	0.359117
r_1 (ort.k.yarıçap)	0.428866	0.428866	0.428866	0.428866
r_2 (ort.k.yarıçap)	0.366697	0.366697	0.366697	0.366697
x_1 (k.kararma k.)	0.397	0.392	0.348	0.397 / 0.392 / 0.348
x_2 (k.kararma k.)	0.388	0.385	0.337	0.388 / 0.385 / 0.337
g_1 (çekim sabiti)	1	1	1	1
g_2 (çekim sabiti)	1	1	1	1
A_1 (albedo)	1	1	1	1
A_2 (albedo)	1	1	1	1
L_1 (k.luminosite)	0.536634	0.536634	0.536634	0.536634
L_2 (k.luminosite)	1.639039	1.639039	1.639039	1.639039
Üçüncü Işık	0	0	0	0
λ (dalgaboyu, Å)	3650	4400	5500	

Bu 0.14 ile 0.36 evre arasında ve 0.64 ile 0.86 evre arasında yıldız ışığı soğurucu rüzgar maddesi tarafından soğrulmuş olabilir.

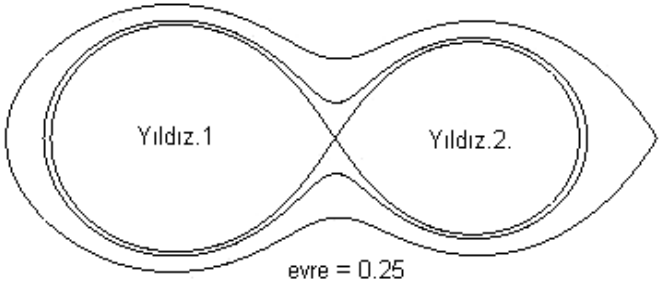
Böylelikle gözlenen ışık eğrisinde maksimumlarda soğurma nedeniyle teorik eğriye göre zayıflamanın olduğu söylenebilir. Işık eğrisinde minimumlarda ise teorik eğri, gözlenen ışık eğrisi ile uyum içindedir. Buda sistem etrafındaki rüzgar maddesinin 0 ile 0.5 ekseni boyunca olmadığını, 0.25 ile 0.75 ekseni boyunca uzandığını söylemektedir. Sistem bileşenlerinin birbirleri etrafında dönmesi sonucu sistem etrafındaki bipolar rüzgar yapısının dağılımını coriolis kuvveti şekillendirmektedir [18]. Çözüm sonucunda elde edilen veriler ışığında sisteme ait üç boyutlu geometrik görünüm ve yıldız diskini birinci kritik Roche lobu ve ikinci kritik Roche lobu ile birlikte Roche geometrisi Şekil 13. ve Şekil 14. de verilmektedir. Yatık 8 şekli içinde her iki yıldızın kendi Roche loblarını doldurup doldurmadıkları görülebilir. Şekillerden her iki bileşenin de tamamen Roche lobunu doldurmuş olduğu söylenebilir. Böylelikle V745 Cas, aşırı değen çift sitem olabilir. Böylelikle sistem Roche loblarını doldurmuş, aşırı değen bir çift sistem olduğu söylenebilir. Yıldız rüzgarıyla madde kaybının sözkonusu olduğu elde edilen teorik ve gözlemsel ışık eğrilerinden görülmektedir (Şekil 12). Şekil 12. de açıkca görüldüğü gibi gözlemsel noktaların bazı evrelerde parlaklığında bir azalmanın olduğu görülmektedir. Bu parlaklık azalmasının kaynağının sistemin etrafında olan bir soğurucu bipolar rüzgar yapısı tarafından olduğu kabul edilmektedir.



Şekil 12. V745 Cas sisteminin teorik ışık eğrisi ile gözlemsel verilerin birlikte görüldüğü değişimi.

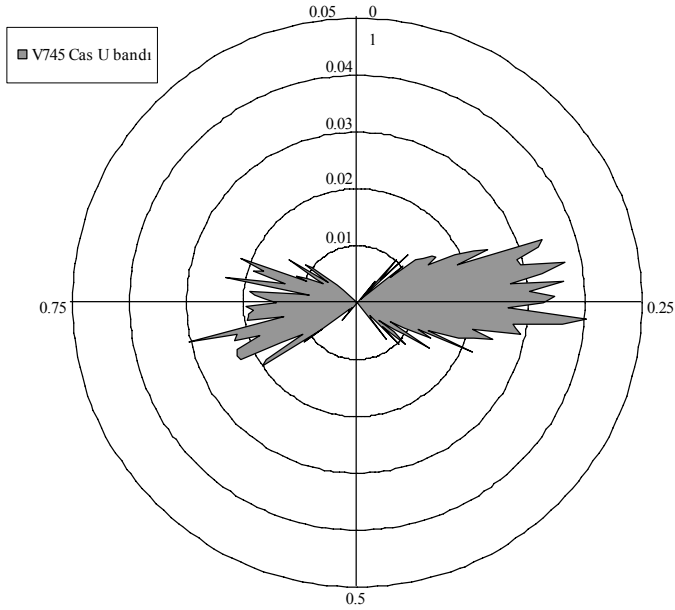


Şekil 13. V745 Cas sisteminin 0.25 evresindeki üç boyutlu geometrik görünümü

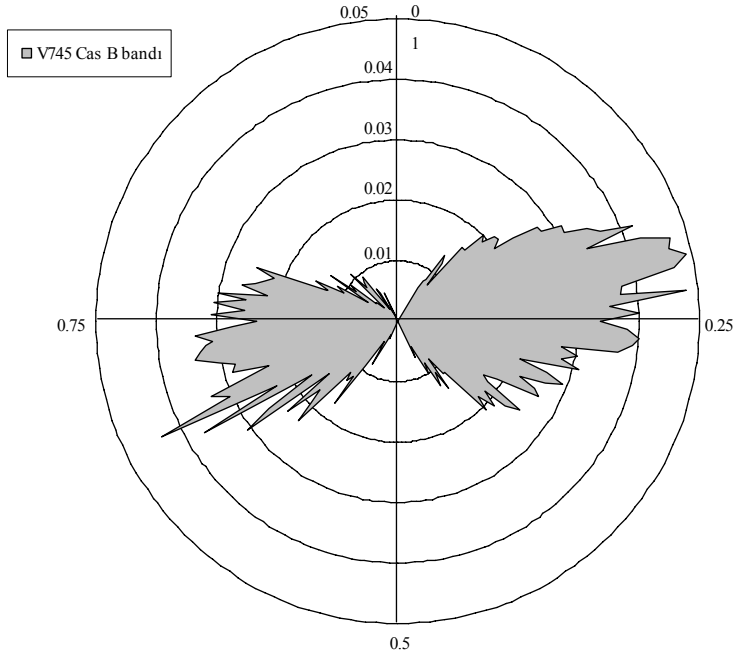


Şekil 14. V745 Cas sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisini gösteren şekil

Böylelikle Binary Maker çözümü sonucunda elde edilen teorik verilere göre gözlenen ışık eğrilerinin göstermiş olduğu azalma miktarları modellenerek yıldız rüzgarının oluşturduğu çift yıldız sistemi etrafındaki soğurucu ortamın geometrik yapısı elde edilebilir. Ayrıca V745 Cas sistemi, EM Cep sistemi için yapılan çalışma ile paralellik göstermektedir. V745 Cas sisteminde de, EM Cep sisteminde olduğu gibi rüzgar yapısı tahmin edilmeye çalışılmıştır ve Şekil 15.-17. polar diagramlar burada da optik derinlik değişimini ve sistemin bipolar rüzgar yapısını vermektedir.

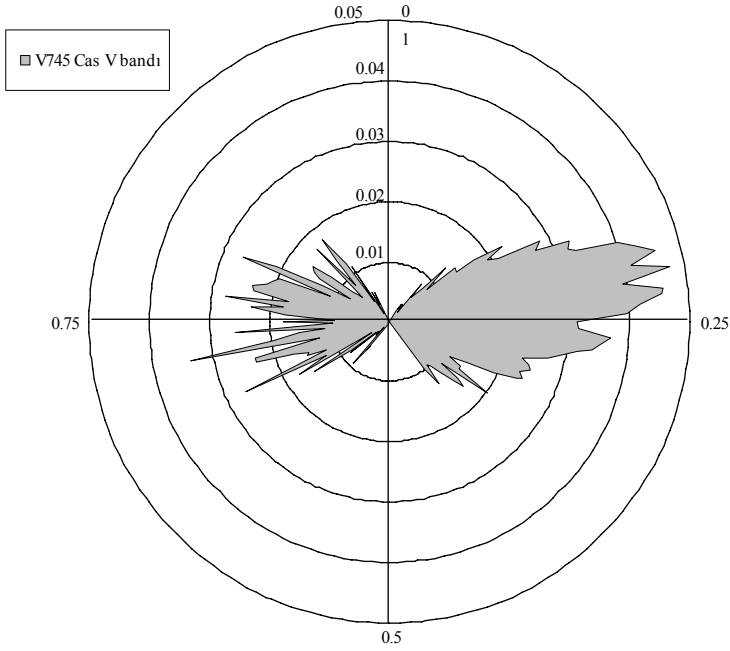


Şekil 15. V745 Cas sistemi etrafında rüzgar materyalinin optik derinlik ile değişimi (U Bandı rüzgar yapısı)



Şekil 16. V745 Cas sistemi etrafında rüzgar materyalinin optik derinlik ile değişimi (B Bandı rüzgar yapısı)

Gözlemsel ışık eğrilerine yapılan teorik yaklaşım, minimum çukurlarına uygunluğu dikkate alındığından maksimumlar farklı normalize değerlerine gelebilmektedir ve böylelikle maksimumlarda bir parlaklık azalması söz konusu olacaktır. Bu, ışık eğrilerindeki soğurucu etkinin göreceli olarak değişimini vermektedir. Optik derinliğe göre değişimini veren polar (kutupsal) diagramlar, her renk (U, B, V) için ayrı ayrı Şekil 15 – 17. de verilmiştir.



Şekil 17. V745 Cas sistemi etrafında rüzgar materyalinin optik derinlik ile değişimi (V Bandı rüzgar yapısı)

Bipolar rüzgar materyalinin geometrik mutlak boyutları da, ortamda baskın olan soğurmanın elektron saçılması olduğu ve ortamın elektron yoğunluğu içinde $N_e=10^{10}$ cm^{-3} ve sönümleme miktarı (tek atom için soğurma katsayısı) $a=6.654x10^{-25}$ cm^2 [2] değeri kullanılarak, rüzgar maddesinin sistemden yaklaşık olarak 0.49 Astronomi Birimi uzaklığa kadar yayıldığı bulunur. Binary Maker ışık eğrisi analiz programıyla V745 Cas çift yıldızı için değerlendirme yapılmıştır. Yapılan fotometrik analizler, V745 Cas'ın bileşenlerinin fotometrik parametrelerinin tahmin edilmesine izin vermiştir. Sistem, birinci bileşenin (baş yıldız) B0IV ve ikinci bileşenin (yoldaş) B1 tayf türüne sahip olduğu kabul edilmesiyle sistemin her iki bileşenide Roche lobunu doldurmuş iç içe geçmiş aşırı değen bir çift sistem olabileceği görülmektedir.

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

OB ve WR yıldızları galaksiye yaydıkları ışınım enerjisi ve rüzgarla galaksinin (ve dolaylı olarak küçük yıldızların) kimyasal evrimini ve dinamiğini oluştururlar. OB ve WR-türü büyük kütleli yıldızlar kısa yaşamlarının % 15'ini yoğun molekül bulutları içinde geçirirler. Sadece kırmızı öte ve radyo bölgede gözlenebildikleri için yaşamlarının bu oluşum dönemi sırlarla doludur. Özellikle çift oluşumu ile ilgili bilgimiz sıfır denecek kadar azdır. Bu açık araştırma alanında etkinlik gösterebilmek için Türk astronomlarının da artık kırmızı öte ve radyo gözlem tekniklerini bu alanda kullanabilmeleri gerekmektedir. Ulusal Gözlemevi'nde bir kırmızı öte görüntüleme kamerasının ve mm dalgaboylarında çalışacak bir radyo teleskobun kurulması bu araştırmaları ülkemizde de başlatmak için yeterli olacaktır.

Optik bölgedeki gözlemsel verilere göre OB-bileşenli yakın çift yıldızların kütle oranlarının bire yakın olması [7] bu sistemlerin oluşum mekanizmalarıyla ilgili olmalıdır. Kırmızı öte ve radyo bölge gözlemlerinde disk yapılarının ve jet benzeri "bipolar" madde akımlarının nasıl oluştukları, çift yıldız oluşumu ile nasıl bağlantılı oldukları bilinmemektedir. Başka kanıtların da gösterdiğine göre OB-bileşenli çift yıldızlarda kütle oranının bire yakın olması gözlemsel bir seçim etkisi değildir. Büyük kütleli çift yıldızlar özel bir mekanizma ile aşağı yukarı eşit kütleli yıldızlardan oluşsa bile standart modellere göre büyük kütleli bileşen Roche lobunu doldurup diğerine kütle aktaracak ve sistemlerin kütle oranları Algol'lerde olduğu gibi hızla değişerek birden uzak bir yere yığılım gösterecektir. Büyük kütleli yakın çift yıldızlarda böyle bir belirti gözlenmemektedir. Önceki derleme makalelerde 31 büyük kütleli sistemin çoğunda bileşen yıldızlar birbirine değen veya değmeye yakın konumda oldukları halde kütle oranları hep bire yakındır [10]. Bu sistemlerde büyük olasılıkla bileşenler arası madde aktarımı yoktur. Işınım basıncı ve karşılıklı rüzgar, maddenin bir yandan bir yana akmasını engellemekte sistem uzaya madde kaybetmekte ama kütle oranı değişmemektedir. Bu durumda OB-bileşenli sistemler için Roche modeli de geçerli değildir. Sistem kütle oranı fazla değişmeden uzaya büyük oranda kütle kaybederse bu kütle sistemi sarar ve sistem ortak zarf evresi geçirir. Ortak zarf evresinde yörünge döneminin

hızla küçülmesi gerekir. Sonuçta bileşen yıldızlar birbirine yaklaşır ve büyük kütleli değen çift yıldızlar oluşur. V1898 Cyg, V1182 Aql, EM Cep, V745 Cas, ve CQ Cep gibi büyük kütleli değen çift yıldızlar bu şekilde oluşmuş olmalı. Büyük kütleli çift yıldızlarla ilgili tüm bu öngörüler detaylı gözlemlerle denetlenmeyi beklemektedir. Bu çalışmada OB bileşenli V1898 Cyg, V1182 Aql, EM Cep, ve V745 Cas çift yıldız sistemlerinin yeni fotometrik gözlemleri elde edilmiş ve bu gözlemler sistem parametreleri ve çevredeki soğurucu madde özellikleri için analiz edilmiştir. Analiz souçlarına göre elde edilen bulgular şöyle sıralanabilir:

1) EM Cep çift yıldız sistemi, yapılan fotometrik analiz sonucunda, her iki bileşenin aynı tayf türüne sahip bir sistem olduğu ve her iki bileşeni de Roche lobunu dolduran değen bir çift sistem olduğu bulunmuştur. (O-C) değişiminden sistemin önemli bir dönem değişimi gösterdiği ve sistemden madde aktarımı söz konusudur.

2) V745 Cas çift yıldız sistemi, yapılan fotometrik analiz sonucunda her iki bileşeni de Roche lobunu doldurmuş aşırı değen bir çift sistem olarak bulunmuştur. Şimdiye kadar minimum zamanları tespit edilmediği için sistemde herhangi bir (O-C) değişimi yoktur.

3) EM Cep ve V745 Cas çift yıldız sisteminde görülen evreye bağlı parlaklık farkları, homojen olmayan rüzgar materyali tarafından yıldız ışığının zayıflaması (soğrulması) nedeniyledir. Bu nedenle parlaklık farkları, ışık eğrilerindeki asimetriyi oluşturan rüzgar yapısını modellemek için kullanılmıştır.

4) EM Cep ve V745 Cas çift yıldız sisteminde elde edilen polar diagramlar (Şekil 9. – 11., Şekil 15. – 17.), sistem etrafındaki rüzgar materyalinin tahmin edilen optik derinlik değişimini göstermektedir. Yıldız rüzgarı materyalinin yoğunluğu ve soğurma katsayısı sabitse, o zaman tahmin edilen optik derinlik değişimi sistem etrafındaki rüzgar materyalinin geometrisini göstermektedir.

5) EM Cep ve V745 Cas çift yıldız sisteminde görülen bipolar rüzgar yapıları (Şekil 9. – 11., Şekil 15. – 17.), kısa dönemli büyük kütleli çiftlerde rüzgar - rüzgar etkileşimiyle oluşmuştur. Coriolis kuvveti, sistemlerde bipolar rüzgar yapısını şekillendirmede önemli rol oynamaktadır. Sistemlerde sıcak lekeler hakkında herhangi bir fotometrik delil görülmemiştir.

6) EM Cep ve V745 Cas çift yıldız sistemlerinin yeni yıldız parametrelerinin ve mutlak boyutlarının belirlenmesi için daha iyi bir

tayfsal çalışmanın yapılması ve radyal hız eğrilerinin elde edilmesi gerekir. Ayrıca olası dönem değişiminin açıklanması, daha iyi ışık elemanlarının belirlenmesi ve daha geniş bilgiye sahip olunması açısından yeni fotometrik çalışmaların devam ettirilmesi ve daha fazla minimum zamanının gözlenmesi gerekmektedir.

8. KAYNAKLAR

[1] Bakos, G. A. and Tremko, J. 1975. The Eclipsing Binary EM Cephei. Journal of the Royal Astronomical Society of Canada, 69; 307.

[2] Bhatia, A.K., Underhill, A.B. 1986. The statistical equilibrium of hydrogen and helium in a rad. field, with an application to interpreting WR. Astrop. Jour. Supp. Ser., 60; 323-356

[3] Bradstreet, D. H. 1993, BinaryMaker 2.0, Contact Software.

[4] Breinhorst, R. A., and Karimie, M. T. 1980. The period of EM Cephei - Constant or variable?, Astronomical Society of the Pacific, Publications, 92; 432-457.

[5] Claret,A. 2000. Non-linear limb-dark. law,LTE models.Astron.&Astrop., 363; 1081-1190

[6] Cristescu C., Oprescu G., and Suran M. D. 1981 The light curve and elements for EM Cep. Information Bulletin on Variable Stars, 2050, 1.

[7] Demircan,O., Ergun,I., Gok,F., Huseyinov,O.H.,Selam,S.1995.Space Velo. of Pulsars. The Lives of the Neutron Stars: Proceedings of the NATO Ad. Study Inst. on the Lives of the Neutron Stars, Eds, Alpar, M.A., Kiziloglu,U., van Paradijs,J., Pub., Kluwer Acad., Dordrecht, The Nether., Boston, Massachusetts, 275.

[8] Hardie, R. H. 1962. On Reducing the Periodic Error in a Telescope Drive Photoelectric Reductions, The Arthur J. Dyer Obs. Public. of the Astron. Soc. of the Pac., 74-438; 242.

[9] Hilditch, R.W., McLean, B.J., and Reid, I.N. 1982. A Spectroscopic Study of the Shortperiod Variable Be-Star EM-Cephei. Royal Astron. Soc. Monthly Not., 200; 1153.

[10] Hilditch,R. W. and Bell, S. A. 1987. On OB-type close binary stars. Royal Astronomical Society, Monthly Notices , 229; 529-538.

[11] Hiltner, W. A. 1950. The Light-Curve of UX Monocerotis. Astrop. Journal, 112; 504
[12] Johnston, K. 1970. The Light Variation of EM Cephei. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 82; 1093.
[13] Kazarovets, A. V., Samus, N. N., Durlevich, O. V., Frolov, M. S., Antipin, S. V., Kireeva, N. N., and Pastukhova, E. N. 1999. The 74th Special Name-list of Variable Stars. Information Bulletin on Variable Stars, 4659, 1.
[14] Kreiner, J., M., and Tremko, J. 1979. The investigation of early type eclipsing binary system EM Cephei. Acta Astronomica, 29; 97-100.
[15] Kwee, K. K. and Van Woerden, H. 1956. A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable. Bull. of the Astron. Inst. of the Nether., 12, 327.
[16] Lynds, C. R. 1959a. A New Eclipsing Binary of Very Short Period. Astrophysical Journal, 130; 603
[17] Lynds, C. R. 1959b. The Light-Variation of HD 224151. Astrophysical Journal, 130; 606
[18] Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., Eenenes, P. R. J., Hill, G. M., and Grandchamps, A. 1995. Wind-Wind Interaction in the Close Wolf-Rayet Binary CQ Cephei (WN6+O9 II--Ib). Astrophysical Journal, 450; 811.
[19] Perryman, M. A. C. et al. 1997. The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues, Publisher: Noordwijk, Netherlands: ESA Publications Division, 1997, Series: ESA SP Series, 1200.
[20] Rachkovskaya, T. M. 1975. A spectrophotometric study of the some eclipsing binaries. Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory, 58; 46
[21] Rachkovskaya, T. M. 1976. Spectrophotometric study of the some eclipsing binaries. Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory, 59; 106
[22] Rachkovskaya, T. M. 1977. Spectrophotometric Study of the Some Eclipsing Binaries. Bulletin. Crimean Astrophysical Obs., 59; 106
[23] Schneller, H. 1964. Über die Deutung beobachteter Periodenänderungen von Bedeckungsveränderlichen durch Lichtzeitbahnen. Astron. Nachrichten, 288; 189.

[24] Shore, S. N., and Corcoran, M. J. 1992. Colliding Stellar Winds in Close Binary Systems. Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars. Proceedings of the 151st. Symposium of IAU, held in Cordoba, Argentina, Editors, Y. Kondo, R. F. Sistero, R. S. Polidan; Publisher, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, Boston, MA;359

[25] Stickland, D.J., Bromage G.E., Budding E., Burton W.M., Howarth, I.D., Jameson, R., Sheerington, M.R., and Willis, A.J. 1984. Ultraviolet, optical and infrared observations of the WR contact-eclipsing binary CQ Cephei. Astron. and Astrophysics, 134-1; 45-76.

[26] Straizys, V. and Kuriliene, G. 1981. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. Astrophysics and Space Science, 80; 353-368

[27] Tremko, J., and Bakos, G. A. 1980. Variations of the light curve of the eclipsing binary EM Cep. Royal Astronomical Society of Canada, Journal, 74; 321-326.

EKSEN DÖNMESİ GÖSTEREN ÜÇLÜ SİSTEMLER

Zeynep BOZKURT, Ömer Lütfi DEĞİRMENCİ
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova/İZMİR
e-posta: zeynep.bozkurt@ege.edu.tr, omer.degirmenci@ege.edu.tr

Özet

Bu çalışmada örten çift yıldızlarda dönem değişimine neden olan etkilerden eksen dönmesi ve üçüncü cisim (ışık-zaman) etkilerinin birlikte görüldüğü sistemler incelenmiştir. Yapılan literatür taraması sonucunda 15 tane eksen dönmeli üçlü sistem belirlenerek, bunlara ilişkin bazı parametreleri içeren bir liste oluşturulmuştur. Bu listede yeralan yıldızlardan Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenebilecek altı sistem belirlenerek (HS Her, TV Cet, AS Cam, V477 Cyg, U Oph, DR Vul) fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Seçilen bu altı sistemin gözlenen tutulma zamanları, mevcut tutulma zamanlarına eklenerek dönem değişimi analizleri yapılmıştır. Yapılan bu analiz sonucunda altı dizgede de eksen dönmesi ve üçüncü cisim etkilerinin varlığı gösterilmiştir. Eksen dönmesi parametreleri kullanılarak bu sistemlerin gözlemsel ortalama içyapı sabitleri, $\overline{k}_{2obs}$, hesaplanmıştır. Genel relativite kaynaklı ve üçüncü cisim kaynaklı eksen dönmesi katkıları gözlemsel değerlerden çıkarılarak kuramsal modellerin vereceği değerlerle karşılaştırma yapılmıştır. Kuramsal içyapı sabitleri gerekli çizelgeler kullanılarak ve bu kuramsal değerlerdeki dönme kaynaklı içyapı sabiti düzeltmeleri de hesaplanarak belirlenmiştir. Gözlem yıldızlarındaki dönem analizleri sonucunda, üçüncü cisimlere ilişkin yörünge ögeleri ile kütleleri için alt limit değerleri belirlenmiş ayrıca DR Vul sistemi için dördüncü bir cismin varlığı önerilmiştir.

Anahtar kelimeler: *Örten çift yıldızlar-Dönem değişimi-Eksen dönmesi-Üçüncü cisim*

Abstract

In this study, the systems having both apsidal motion and third body (light-time) effect which cause orbital period changes of close binaries were studied. Fifteen triple systems which have apsidal motion were found by searchging the literature and a table including some parameters of these systems was constructed. Some systems (HS Her, TV Cet, AS Cam, V477 cyg, U Oph, DR Vul) in this table, which could be observed at Ege University Observatory, were selected and observed photometricaly. The period analyses of selected six systems were made adding the new times of minimum observed for this study to available times. Existence of both apsidal motion and third body effects in all selected systems was presented. Using the apsidal motion parameters, the mean observed internal structure constants, $\bar{k}_{2\,obs}$, of these systems were calculated. The contributions to these constants from the Theory of General Relativity and third bodies in these systems were substructed and the results were compared with the theoretical ones. Theoretical internal structure constants were determined by using the required tables and taking into account the corrections caused by rotation. The masses of the third bodies and some parameters about their orbits were also calculated using the results of period analysis. Besides, existence of fourth body for DR Vul has been suggested.

Key words: *Eclipsing binaries-Period variation-Apsidal motion-Third body*

1.Giriş

Basık yörüngeli örten çift yıldızlarda eksen dönmesi çalışmaları yıldız iç yapısına ilişkin önemli bir bilgi kaynağıdır. Bu çalışmalar hem kuramsal evrim modellerinin hem de Genel Relativite (Claret ve Giménez 1993; Claret 1997) teorisinin test edilmesi açısından önemlidir. Eksen dönmesi çalışmaları genellikle örten çift yıldızların minimum zamanı gözlemlerine dayanmaktadır. Eksen dönmesine ilişkin çalışmalar Dunér (1892)'nin Y Cyg örten çift yıldızında farklı dönemlere sahip iki ayrı tutulmanın olduğunu farketmesi ve bunun yörünge büyük ekseninin dönmesinden kaynaklanabilceğini ileri sürmesi ile başlamıştır. Çoklu sistemlerdeki ışık-zaman etkisi analizleri yıldızların istatistiksel çalışmalarına önemli bir katkı sağlar. Bu çoklu sistemlerde eksen dönmesi ve ışık-zaman etkisinin bir araya gelmesi ile çok önemli bir gök mekaniği laboratuarı elde edilmiş olur.

Bu çalışmada, 2000 yılında başlayan ve (i) literatürdeki eksen dönmesi gösteren üçlü sistemlerin belirlenmesi, (ii) bunların bazılarının gözlenmesini amaçlayan projenin sonuçları verilmektedir.

1.Eksen Dönmesi Gösteren Üçlü Sistemler

Yapılan literatür taraması sonucunda hem eksen dönmesi hem de ışık-zaman etkisi gösteren 15 tane üçlü sistem belirlenmiştir. Çizelge 1'de bu sistemlere ilişkin bazı önemli fiziksel ögelerle yörünge ögeleri verilmektedir. Literatürde V906 Sco dışındaki tüm sistemlerde, bu iki etkinin birlikte olduğunu gösteren dönem değişimi çalışmaları mevcuttur. V906 Sco sistemine ilişkin tutulma zamanı analizi yoktur, ancak Alencar ve diğ.(1997)

Çizelge 1. Eksen dönmesi gösteren üçlü sistemler.

Yıldız	P (gün)	Tayf Türü	$M_{1,2}$ ($M_\odot$)	$R_{1,2}$ ($R_\odot$)	e	e_3	U (yıl)	P_3 (yıl)	Kaynak*
HP Aur	1.442	G2V+G8V	1.20; 1.20	1.05; 0.82	0.0025	0.70	>80	13.7	1
V889 Aql	11.121	B9.5V+A0V	2.40; 2.20	2.04; 1.84	0.3745	0.00	24 400	52.1	16
V539 Arae	3.169	B3V+B4V	6.24; 5.31	4.50; 3.42	0.0548	0.00	161.8	42.3	2
AS Cam	3.431	B8V+B9.5V	3.30; 2.50	2.60; 1.96	0.1695	0.50	1970	2.2	3, 4
CW	2.729	B0.5V+B1V	12.4;	5.41;	0.0297	0.00	46.2	38.5	5, 6

Cep			11.4	5.18					
TV	9.103	F2V+F5V	1.39;	1.47;	0.0545	0.25	30	28.5	7, 17
Cet			1.27	1.27			000		
V477	2.347	A3V+F5V	1.80;	1.60;	0.3280	0.70	434	157	8
Cyg			1.35	1.42					
HS	1.637	B5V+A4V	6.04;	3.05;	0.0200	0.80	78.0	85.7	3, 9, 17
Her			1.84	1.73					
RR	9.945	A6IV+F0V	1.89;	2.57;	0.0782	0.96	2000	39.7	10
Lyn			1.49	1.58					
RU	3.585	B7V+B7.2V	3.60;	2.55;	0.3960	0.46	347	73.3	3, 11
Mon			3.33	2.29					
U	1.677	B5V+B5V	4.93;	3.29;	0.0032	0.15	20.5	37.8	3, 12
Oph			4.56	3.01					
V906	2.786	B9V+B9V	3.25;	3.52;	0.0054	-	12-	Tahmin	13
Sco			3.38	4.52			125		
YY	2.628	B6V+B5V	3.90;	2.56;	0.1587	0.44	290.4	44.3	3, 14
Sgr			3.48	2.33					
AO	1.585	BpSi+B8V	3.63;	2.34;	0.0741	0.29	54.7	41.0	15
Vel			3.38	2.11					
DR	2.251	B0V+B0.5V	13.2;	4.80;	0.0950	0.73	36.3	62.8	3, 11
Vul			12.1	4.40					

*** (1)** Kozyreva ve diğ.(2005), **(2)** Wolf ve Zejda (2005), **(3)** Bozkurt (2000), **(4)** Kozyreva ve diğ.(1999), **(5)** Erdem ve diğ.(2004), **(6)** Wolf ve diğ.(2006), **(7)** Wolf ve diğ.(2001), **(8)** Değirmenci ve diğ.(2003), **(9)** Wolf ve diğ.(2002), **(10)** Khaliullin ve Khaliullina (2002), **(11)** Wolf ve diğ.(1999), **(12)** Bozkurt ve Değirmenci (2002), **(13)** Alencar ve diğ.(1997), **(14)** Wolf (2000), **(15)** González ve diğ. (2005), **(16)** Wolf ve diğ.(2005), **(17)** Bozkurt (2006)

sistemde üçüncü bir cismin varlığını dikine hız ve ışık eğrisi analizi ile göstermişlerdir. Yörünge basıklığını ve bileşenlerin kütle ve yarıçaplarını kullanarak eksen dönme dönemi için bir sınır belirlemişlerdir. Ayrıca Mazeh ve Shaham (1976) tarafından verilen basıklık modülasyonunun dönemliliğini kullanarak üçüncü cisim için yörünge döneminin ~100 yıl mertebesinde olacağını hesaplamışlardır.

3. Gözlemler ve Analiz

Bu çalışma kapsamında altı tane örten çift sistem, AS Cam, TV Cet, V477 Cyg, HS Her, U Oph ve DR Vul, seçilmiş ve fotometrik olarak gözlenmiştir. Gözlemler 48-cm çaplı Cassegrain teleskoba takılı üç kanallı Vilnius hızlı fotometre ve 30-cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskoba takılı SSP-5 fotometreleri kullanılarak yapılmıştır. Yeni minimum zamanları ve onlara ilişkin hatalar Kwee ve van Woerden (1956) yöntemi ile hesaplanmıştır. Örten çiftlerde eksen dönmesi analizi için yöntemler Giménez ve Garcia-Pelayo (1983), Lacy (1992) ve Giménez ve Bastero (1995) tarafından geliştirilmiştir. Giménez ve Bastero (1995) minimum zamanlarını

hesaplamak için aşağıdaki ifadeyi vermiştir:

$$T = T_0 + P_s E + \frac{P}{2\pi}\left\{(2j-3)\left[A_1 \cos\omega - \frac{1}{4}A_3 \cos 3\omega + \frac{1}{16}A_5 \cos 5\omega\right] + \frac{1}{2}\left[A_2 \sin 2\omega - \frac{1}{4}A_4 \sin 4\omega + \frac{1}{16}A_6 \sin 6\omega\right]\right\}, \quad (1)$$

burada baş minimum için j=1, yan minimum için ise j=2 dir. T_0, başlangıç minimum zamanı, E, başlangıçtan bu yana geçen çevrim sayısı, P_s ve P, yıldızıl ve ayrıksıl dönemler, ω, enberi boylamıdır. Enberi boylamı ise,

$$\omega = \omega_0 + \dot{\omega}E\,, \quad (2)$$

şekilinde verilmektedir. Burada ω_0, T_0'daki enberi boylamı, $\dot{\omega}$, çevrim başına eksen dönme açısal hızıdır. Yıldızıl dönem ile ayrıksıl dönem arasında şu bağıntı vardır:

$$P_s = P(1 - \frac{\dot{\omega}}{2\pi}). \quad (3)$$

(1) denklemindeki A_i (i =1, 2,....,6) katsayıları yörünge eğimi, *i,* ile basıklık, *e*'nin fonksiyonudur.

Gözlenen minimum zamanlarında kaymaya sebep olan diğer bir etki, çift sistemin kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yapmasıdır. Bu etki Irwin (1952, 1959) tarafından şu şekilde ifade edilmiştir:

$$\tau = \frac{a_{12}\sin i_3}{c}\left[\frac{1-{e_3}^2}{1+e_3\cos\nu_3}\sin(\omega_3+\nu_3) + e_3\sin\omega_3\right] \quad (4)$$

burada a_{12}, e_3, i_3 ve ω_3 sırasıyla çiftin üçüncü cisim etrafındaki yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu, basıklığı, eğimi ve enberi boylamıdır. ν_3 çiftin kütle merkezinin konumunun gerçek ayrıklığı, *c* de ışık hızıdır. (4) denkleminde çiftin kütle merkezinin enberiden geçiş zamanı, T_3, ve yörünge dönemi, P_3, gerçek ayrıklığın tanımından gelen gizli parametrelerdir.

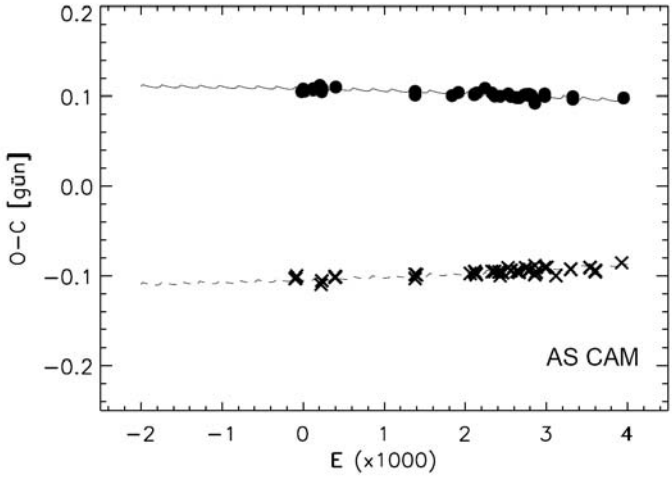
Eğer eksen dönmesi gösteren bir örten çift üçüncü bir cisme de sahipse, beklenen minimum zamanı,

$$T = T_0 + P_s E + \frac{P}{2\pi}\left\{(2j-3)\left[A_1\cos\omega - \frac{1}{4}A_3\cos 3\omega + \frac{1}{16}A_5\cos 5\omega\right]\right.$$
$$\left.\frac{1}{2}\left[A_2\sin 2\omega - \frac{1}{4}A_4\sin 4\omega + \frac{1}{16}A_6\sin 6\omega\right]\right\} + \tau \qquad (5)$$

ifadesi ile hesaplanır. Bu denklemde belirlemek istediğimiz on tane bilinmeyen parametre vardır. Bu parametreler, T_0, P_s (ya da P), e, ω_0, $\dot{\omega}$, $a_{12}\sin i_3$, e_3, ω_3, T_3 ve P_3'tür. Analiz için gözlenen minimum zamanları ile (5) denklemi ile hesaplanan minimum zamanları arasındaki (O-C) farklarına en küçük kareler yöntemi uygulanır. Bu yöntem seçilen tüm gözlem yıldızlarına eksen dönmesi ve ışık-zaman etkisi varsayımı ile uygulanmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge 2'de ve O-C fark grafikleri de Şekil 1-6 da verilmektedir.

Çizelge 2. Sistemlerin eksen dönmesi ve üçüncü/dördüncü cisim parametreler.

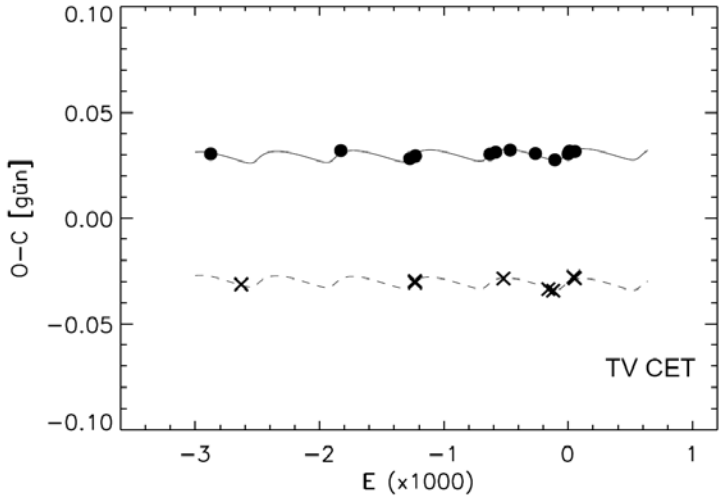
Parametre	AS Cam	TV Cet	V477 Cyg	HS Her	U Oph	DR Vul
T_0	40204.4058(7)	52873.5255(2)	50988.2321(4)	47382.4062(45)	44416.3871(5)	46274.71 (1)
P_s (g)	3.4309673(1)	9.1032898(2)	2.3469780(1)	1.6374316(47)	1.67734581(3)	2.2512676 (21)
e	0.1018(6)	0.027(6)	0.325(1)	0.020(1)	0.0032(3)	0.094 (2)
$\dot{\omega}$ (°/çevrim)	0.00457(4)	0.00036(17)	0.00544(4)	0.0196(10)	0.0799(16)	0.06143 (33)
ω_0 (°)	196.4(0.7)	113.0(5.5)	166(0.3)	235.5(2.4)	158.3(6.8)	72.6 (1.5)
U (yıl)	740.15 (5.97)	25043(11760)	426(3)	82.3(4.3)	20.7(4)	36.1 (0.2)
$P_{3,4}$ (yıl)	2.20(1)	15.4(0.17)	126(5)	89.3(9.5)	37.55(4)	87.2 (1.7); 49.4 (1.2)
$\omega_{3,4}$ (°)	16.8(18.5)	333.3(10.6)	291.14(14)	190(5)	150.7(10.5)	480 (23); 412 (17)
$e_{3,4}$	0.90 (0.25)	0.58(13)	0.87(0.04)	0.91(8)	0.18(4)	0.88 (0.16); 0.53 (0.17)
$T_{3,4}$	9082(120)	46882(145)	17269(765)	29602(96)	36709(420)	30173 (184); 34385 (709)
$a_{12}\sin i_3$ (AB)	0.52(0.57)	0.550(81)	4.0(0.4)	7.6(2.8)	1.76(4)	20.5 (8.6); 1.6 (0.2)
σ	0.0023	0.0006	0.0018	0.0022	0.0013	0.0341



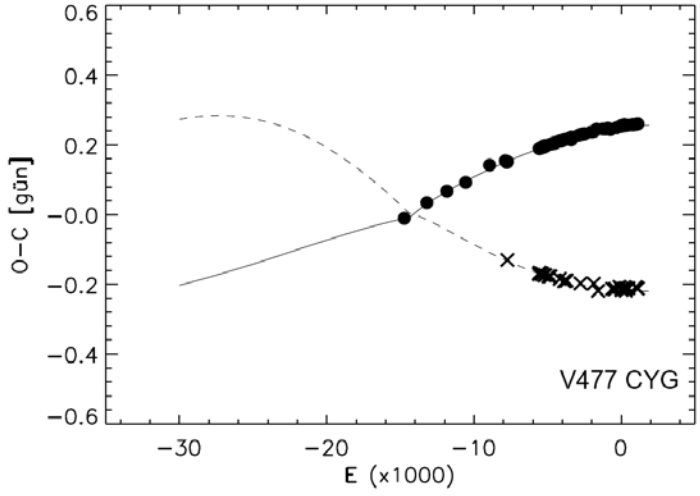
Şekil 1. AS Cam'ın O-C fark grafiği. Eksen dönmesi ve ücüncü cisim etkisi üst üste binmiş şekildedir. İçi dolu daireler baş minimum ve çarpı işaretleri yan minimum için gözlemsel O-C farklarını göstermektedir. Sürekli ve kesikli çizgiler sırasıyla baş ve yan minimumlar için kuramsal değerlere karşılık gelmektedir.

4. Eksen Dönmesi Hızları ve İç Yapı Sabitleri

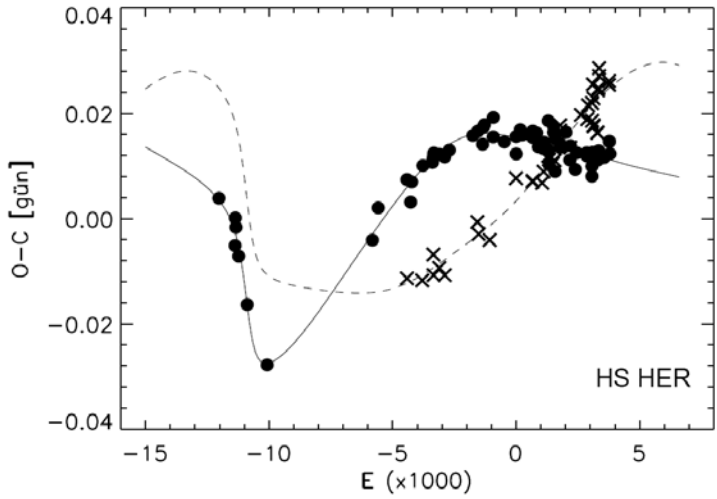
Yakın çiftlerde gözlenen eksen dönmesinin klasik katkı dışında iki tane bileşeni vardır.Bunlardan bir tanesi Genel Relativite kaynaklı eksen dönmesi, diğeri ise üçüncü bir cismin varlığından kaynaklanan eksen dönmesi katkısıdır. Çift sistemlerin gözlemleri bize kuramsal modellerle karşılaştırılabilecek çeşitli yıldız parametrelerinin elde edilmesi olanağını sağlar. Eksen dönmesi çalışmaları bu anlamda yıldız iç yapı sabitinin elde edilmesine kaynak olmaları sebebiyle çok önemlidirler. İç yapı sabiti, k_2, yıldız içlerindeki yoğunluk dağılımı ile ilişkilidir ve yıldız evrim modellerinin önemli bir parametresdir. Gözlenen eksen dönmesine ilişkin çalışmalar bize tek tek her iki bileşenin iç yapı sabitini



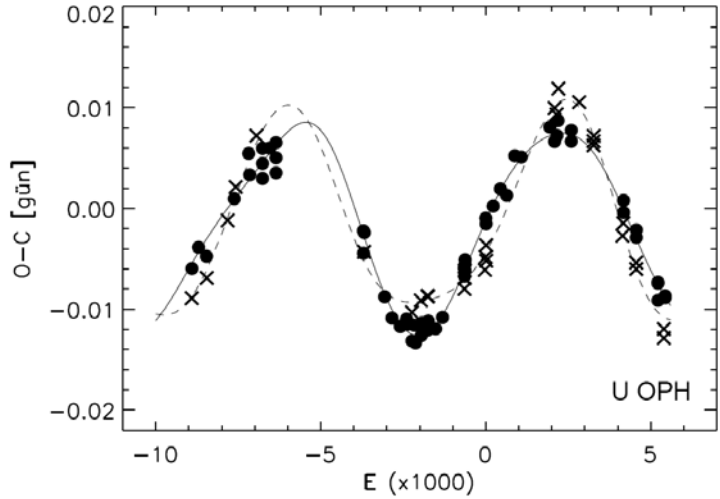
Şekil 2. TV Cet'in O-C fark grafiği.



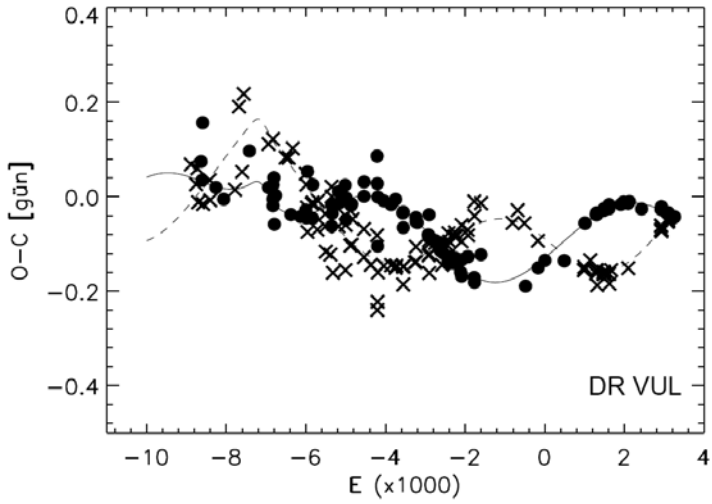
Şekil 3. V477 Cyg'nin O-C fark grafiği.



Şekil 4. HS Her'in O-C fark grafiği.



Şekil 5. U Oph'un O-C fark grafiği.



Şekil 6. DR Vul'un O-C fark grafiği.

hesaplama olanağı vermez. Her iki bileşenin de benzer iç yapı özelliğine sahip olduğu varsayımı ile ortalama bir iç yapı sabiti değeri elde edilir. Bu değerler kuramsal modellerin verdikleri ile karşılaştırılır. Bu çalışmada gözlem yıldızlarına ilişkin kuramsal iç yapı sabitlerinin hesaplanmasında Claret ve Giménez (1992)'nin verdiği çizelgeler kullanılmıştır. Bu modellerde hem koncektif fırlatma hem de kütle kayıpları dikkate alınmıştır ve güneş bolluğu kullanılmıştır. k_2'nin modellerdeki değeri dönmenin olmadığı durum içindir. Claret (1999)'a göre önemli ölçüde bozulmanın olmadığı sistemlerde k_2'deki dönme kaynaklı düzelme fazla olmamalıdır. Yazara göre bu düzeltme $\delta \log k_2 = -0.87\lambda_s + 0.004$ şeklindedir. Burada λ_s, $2v^2/3gR$ şeklinde ifade edilir ve v, dönme hızı, g, çekim ivmesi, R, yarıçaptır. Çizelge 3'de gözlemsel, relativistik ve üçüncü cisim kaynaklı eksen dönmesi açısal hızları ile gözlemsel ve kuramsal iç yapı sabitleri ve kuramsal iç yapı sabitindeki dönme kaynaklı düzeltmeler verilmektedir.

Dönem analizi sonucunda elde edilen üçüncü/dördüncü cisme ilişkin kütle fonksiyonu ve kütle değerleri ile, bu yörüngelerin bazı parametreleri de Çizelge 3'de verilmektedir. Çizelgede olası üçüncü/dördüncü cisim yörngesine ilişkin parametreler, $a_{3,4}$, üçüncü/dördüncü cismin yörüngenin kütle merkezine olan uzaklığı, a,

göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu, $\rho_{eb}, \rho_{eö}$, sırasıyla yörünge enberi ve enöte noktalarında çift ile üçüncü bileşen arasındaki açısal uzaklık, K, yakın çiftin kütle merkezinin dikine hız değişiminin yarı genliğidir.

5. Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada literatür taraması sonucu 15 tane eksen dönmesi gösteren üçlü sistem belirlenmiş ve bazı önemli parametrelerini içeren bir çizelge oluşturulmuştur. Seçilen altı yıldız için eksen dönmesi ve ışık-zaman etkisi O-C analizi anlamında çalışılmıştır. Yıldızların tümünde bu iki etkinin varlığı gösterilerek eksen dönmesi ve üçüncü cisme ilişkin yeni parametreler elde edilmiştir. HS Her, U Oph ve DR Vul için üçüncü/dördüncü cisim yörünge dönemi eksen dönme döneminden daha uzunken AS Cam, TV Cet ve V477 Cyg sistemleri için tam tersi bir durum geçerlidir. U Oph bilinen eksen dönmeli sistemler içinde en kısa eksen dönmesine sahip ayrık örten çifttir. AS Cam için durum biraz daha karmaşıktır. O-C farklarındaki büyük saçılma sebebiyle 1968 yılından önce elde edilimiş veri analizde kullanılmamıştır. Kozyreva ve diğ.(1999)'ni destekleyen sonuçlarımız çalışılan sistemler içinde en kısa üçüncü cisim yörünge dönemine, P_3 ~2.2 yıl, sahip sisteme işaret etmektedir.

Gözlenen eksen dönmesine Genel Relativite ve üçüncü cisim kaynaklı katkılarak hesaplanmıştır. Sonuçlar karşılaştırıldığında TV Cet'in çalışılan yıldızlar içinde en büyük relativistik katkıya sahip sistem olduğu görülmektedir. Bu sistemde gözlenen eksen dönmesi açısal hızının %66'sı Genel Relativite kaynaklıdır. Diğer sistemlerde bu katkı %2-16 arasında değişmektedir. Üçüncü cisim kaynaklı katkı gözardı edilecek mertebededir. TV Cet ve AS Cam için sırasıyla 10^{-7}-10^{-6} ölçeğinde olan bu katkı, diğer dört sistem için 10^{-10}-10^{-9} ölçeğindedir. Seçilen sistemler için ortalama gözlemsel iç yapı sabitleri de gerekli fiziksel parametrelerle eksen dönmesi parametreleri kullanılarak hesaplanmıştır. Bu iç yapı sabiti değerlerinden, Genel Relativite ve üçüncü/dördüncü cisimden kaynaklanan katkılar çıkartılarak kalan kısımlar, klasik eksen dönmesi katkısı, kuramsal modellerden elde edilen değerlerle karşılaştırılmıştır. Kuramsal iç yapı sabitleri gerekli evrim çizelgeleri kullanılarak ve dönme kaynaklı düzeltmeler dikkate alınarak hesaplanmıştır. HS Her,

V477 Cyg ve DR Vul modellere göre daha merkezi yığışık (daha küçük k_2), TV Cet, AS Cam ve U Oph ise modellere göre daha homojen dağılımlı (daha büyük k_2) çıkmıştır. TV Cet kuramsal ve gözlemsel iç yapı sabitleri arasındaki farkın en büyük olduğu sistemdir. Bu sistem için duyarlı

Çizelge 3. Eksen dönmesi açısal hızları, iç yapı sabitleri, üçüncü/dördüncü cisim kütleleri ve bu yörüngelere ilişkin bazı parametreler.

Parametre	AS	TV Cet	V477	HS Her	U Oph	DR
$\dot{\omega}_{\sigma\ddot{o}z}$ (°/çevrim)	0.00457	0.00036	0.00544	0.01961	0.07991	0.06143
$\dot{\omega}_{rel}$ (°/çevrim)	0.00077	0.00024	0.00074	0.00156	0.00173	0.00275
$\dot{\omega}_{3C}$ (°/çevrim)	$2\text{x}10^{-6}$	$1\text{x}10^{-7}$	$2\text{x}10^{-10}$	$3\text{x}10^{-10}$	$8\text{x}10^{-10}$	$1\text{x}10^{-9}$
$\dot{\omega}_{4C}$ (°/çevrim)						$4\text{x}10^{-10}$
$\log \bar{k}_{2,g\ddot{o}z}$	-2.17	-1.69	-2.51	-2.36	-2.20	-2.05
$\log \bar{k}_{2,kur}$	-2.34	-2.26	-2.34	-2.16	-2.25	-1.91
$\delta \log \bar{k}_{2,kur}$	0.001	0.004	-0.002	-0.008	-0.014	-0.008
$f(M_{3,4})$ ($M_\odot$)	0.0284	0.0007	0.0040	0.0553	0.0039	1.1279;
$M_{3,4}$ ($M_\odot$)	1.11	0.18	0.37	1.72	0.74	11.51;
$a_{3,4}$ (AB)	2.71	8.19	34.23	34.85	22.58	44.95;
a (AB)	3.22	8.74	38.23	42.47	24.34	65.42;
ρ_{eb} (")	0.0002	0.0008	0.0010	0.0014	0.0068	0.0183;
$\rho_{e\ddot{o}}$ (")	0.0039	0.0029	0.0140	0.0286	0.0098	0.2872;
K (kms^{-1})	13.42	1.19	1.62	6.12	1.40	12.39;

bir şekilde elde edilmiş salt parametrelere sahip olduğumuz için tutarsızlık yarıçap ve kütlelerdeki hatalara bağlanamaz. Göreli olarak büyük olan eksen dönme dönemi böylesi bir tutarsızlığa sebep olabilir. Sistem çok uzun bir eksen dönme dönemine, ~25 000 yıl, sahip olup gözlemler bu dönemin çok küçük bir parçasını (%0.3) kapsamaktadır. Böylece hesaplanan eksen dönmesi dönemi hızı büyük bir belirsizliğe sahip olmaktadır.

Üçüncü cisme ilişkin O-C analizi sonuçları kullanılarak üçüncü cisim kütleleri ve üçlü sistem yörüngesinin bazı parametreleri de hesaplanmıştır. Ayrıca DR Vul sisteminde üçüncü cisim yanında dördüncü bir cisim de belirlenmiş ve aynı parametreler bu cisim için de elde edilmiştir. HS Her, DR Vul ve AS Cam için üçüncü cisim

kütleleri ikinci bileşen kütleleri ile karşılaştırılabilir mertebede iken, TV Cet, V477 Cyg ve U Oph'un üçüncü bileşeni ile DR Vul'deki dördüncü bileşen bu sistemlerin ikinci bileşeninden daha küçük kütleye sahiptir.

Teşekkür

Bu çalışma Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığı tarafından 2002/FEN/003 numaralı proje olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Alencar, S. H. P., Vaz, L. P. R., Helt, B. E., 1997, A&A, 326, 709
Bozkurt, Z., 2000, Eksentrik Yörüngeli Örten Çift Yıldızlar, *Yüksek Lisans Tezi*, Ege
Üniversitesi
Bozkurt, Z., 2006, Eksen Dönmesi Gösteren Üçlü Sistemler, *Doktora Tezi*, Ege Üniversitesi
Bozkurt, Z., Değirmenci, Ö.L., 2002, *XIII.Ulusal Atsonomi Kongresi Kitapçığı*, Antalya, 224
Claret, A., 1997, A&A, 327, 11
Claret, A., 1999, A&A, 350, 56
Claret, A., Giménez, A.,1992, A&AS, 96, 255
Claret, A., Giménez, A.,1993, A&A, 277, 487
Değirmenci, Ö.L.,Gülmen, Ö., Sezer, C., İbanoğlu C., Çakırlı, Ö., 2003, A&A, 409, 959
Dunér, N. C., 1892, Astron. Nachr., 129, 313
Erdem, A., Soydugan, E., Soydugan, F., Özdemir, S., Çiçek, C., Bulut, İ., Demircan, O.,
Budding, E., 2004, Astron. Nachr., 325, 336
Giménez, A., Garcia-Pelayo, J. M., 1983, Ap&SS, 92, 203
Giménez, A., Bastero, M., 1995, Ap&SS, 226, 99
Gonzalez, J.F., Hubtig, S., Nesvacil, N., North, P., 2005, A&A, 449, 327
Irwin, J. B., 1952, ApJ, 116, 211
Irwin, J. B., 1959, AJ, 64, 149
Khaliullin, Kh. F., Khaliullina, A. I., 2002, Astron. Rep., 46, 119
Kozyreva, V. S., Zakharov, A. I., Khaliullin, Kh. F., 1999, IBVS 4690
Kozyreva, V. S., Kusakin, A. V., Khaliullin, Kh. F., 2005, Astron. Lett., 31, 117

Kwee, K. K., van Woerden, H., 1956, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 12, 327
Lacy, C. H. S., 1992, AJ, 104, 2213
Mazeh, T., Shaham, J., 1979, A&A, 77, 145
Wolf, M., 2000, A&A, 356, 134
Wolf, M., Zejda, M., 2005, A&A, 437, 545
Wolf, M., Diethelm, R., Sarounova, L., 1999, A&A, 345, 553
Wolf, M., Diethelm, R., Hornoch, K., 2001, A&A, 374, 243
Wolf, M., Diethelm, R., Zejda, M., 2005, Ap&SS, 296, 109
Wolf, M., Harmanec, P., Diethelm, R., Hornoch, K., Eenens, P., 2002, A&A, 383, 533
Wolf, M., Kucakova, H., Kolasa, M., Stastny, P., Bozkurt, Z., Harmanec, P., Zejda, M., Brat, L., 2006, A&A, 456, 1077

EKSANTRİK YÖRÜNGELİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR: QX CAR VE V397 CEP'DE EKSEN DÖNMESİ ANALİZİ

İbrahim BULUT

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100 Çanakkale,
e-posta: ibulut@comu.edu.tr

Özet

Bu çalışmada V397 Cep (P = 2.09 gün, e = 0.134) ve QX Car (P = 4.48 gün, e = 0.278) örten çift yıldız sistemlerde eksen dönmesi analizi gerçekleştirilmiştir. Sistemlerin literatürde bulunan tüm minimum zamanlarıyla oluşturulan (O-C) diyagramları Lacy (1992)'nin yöntemi kullanılarak analiz edilmiş, eksen dönmesi parametreleri elde hesaplanmıştır. QX Car ve V397 Cep'in eksen dönme dönemi sırasıyla 353.9 ± 1.1 ve 174.2 ± 1.4 yıl, iç yapı sabitleride, log $\bar{k}_{2,obs}$, -2.064 ve -2.460 olarak bulunmuştur.

Anahtar kelimeler: *Değişen yıldızlar, Örten çiftler, Eksen Dönmesi, QX Car, V397 Cep.*

Abstract

In this study, the apsidal motion analysis of the eclipsing binaries V397 Cep (P = 2.09 days, e = 0.134) and QX Car (P = 4.48 days, e = 0.278) were presented. Using all reliable timings found in the literature, (O-C) diyagrams were analyzed by Lacy (1992)'s method and improved values for the elements of apsidal motion and the internal structure constants were computed. We found periods of apsidal motion of about 353.9 ± 1.1 and 174.2 ± 1.4 yr and corresponding internal structure constants, log $\bar{k}_{2,obs}$, -2.064 and -2.460 for QX Car and V397 Cep, respectively.

Key words: *Variable stars, Eclipsing binaries, Apsidal Motion, QX Car, V397 Cep.*

1.Giriş

Eksantrik yörüngeli yakın çift yıldızlarda yörünge büyük ekseninin uzayda dönmesinin temel nedeni bileşenlerin dönme ve karşılıklı çekim nedeniyle küresel yapılarının bozulmasıdır. Eksen dönmesi denen bu olaya bir başka etki Einstein'in görelilik kuramından gelir. Görelilik kuramına göre iki yıldız nokta kütle bile olsa yörünge büyük ekseninin dönmesi beklenir.

Eksen dönmesi çalışmaları, yıldızların yoğunluk dağılımlarının bir göstergesi olan iç yapı sabitlerinin gözlemlerle bulunmasının en önemli yoludur. Gözlemsel iç yapı sabitlerinin, yıldız modellerden hesaplanan kuramsal iç yapı sabitleri ile karşılaştırılması, yıldız modellerinin gözlemsel testlerinin yapılmasını sağlar. Ayrıca eksen dönmesi çalışmaları görelilik kuramının Güneş sistemi dışında test edilmesine de olanak sunarlar. Bu tür çalışmaların duyarlılığı, çok sayıda parametreleri iyi bilinen sistemin bulunmasına bağlıdır.

Bu çalışmada son yayınlanan eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar kataloğunda da (Bulut ve Demircan, 2007) yer alan QX Car ve V397 Cep'in eksen dönmesi parametreleri (O-C) analizleri yapılarak hesaplanmıştır.

2. Eksen Dönmesi Analizi

QX Car ve V397 Cep'in eksen dönmesi parametrelerinin bulunmasında Lacy (1992)'nin yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem, örten bir çift yıldız sisteminde ikinci bileşen, birinci bileşen etrafında yörünge hareketi yaparken oluşacak tutulma anında yörünge büyük ekseninin de bir sabit oranında ilerleyeceği kabulüne dayanır.

Yöntemin temel bağıntısı yıldızların merkezleri arasındaki açısal ayrıklığı (δ) veren

$$\delta = \left[\frac{1-e^2}{1-e\sin(\theta-\omega)}\right](1-\sin^2 i\cos^2\theta)^{1/2} \quad (1)$$

bağıntısıdır. Bu bağıntıya göre maksimum tutulma anı (δ) açısını en küçük yapan (θ) açı değerinde oluşacaktır. (1) bağıntısındaki (θ) açısı

$$\theta = \nu + \omega - \pi/2 \qquad (2)$$

biçiminde tanımlanır. Burada (ω) t anında enberi noktasının boylamını, (v) ise ikinci bileşenin gerçek anomalisini gösterir.

Eğer (1) eşitliğini minimum yapan (θ) açısı sayısal yöntemlerle bulunursa, (2) eşitliğinden (v) gerçek anomalinin değeri elde edebilir. Sonra da (v) değeri (3), (4), (5) eşitlileriyle verilen Kepler eşitliklerinde kullanılarak tutulma anıyla tutulmadan önceki son enberi geçiş anı arasındaki zaman aralığı (Δt) hesaplanabilir.

$$\varepsilon = 2\tan^{-1}\left[\left(\frac{1-e}{1+e}\right)^{1/2}\tan\frac{\upsilon}{2}\right] \quad (3)$$

$$M = \varepsilon - e\sin\varepsilon \quad (4)$$

$$\Delta t = \frac{MP_a}{2\pi} \quad (5)$$

Bu eşitlilerde (ε) eksantrik anomaliyi göstermektedir. Eğer birinci minimum anı (T_0)'dan önceki (t_0) enberi geçiş zamanı bilinir ise, (t_0) ile tutulma zamanı arasındaki enberi geçiş sayısı (m) da kullanılarak bir tutulmanın zamanı

$$T = t_0 + mP_a + \Delta t \quad (6)$$

ifadesiyle hesaplanabilir. (6) ifadesinde kabaca hesaplanan tutulma zamanı (T) sonraki iterasyonda kullanılarak yeni bir (T) değeri elde edilir. Bu şekilde birbirini izleyen iterasyonlara istenilen duyarlılığa ulaşana kadar devam edilerek tutuma zamanı için en uygun değer bulunabilir.

Bu işlemler sonucunda yörünge dış merkezliği (e), başlangıç minimum zamanı (T_0), enberi noktası boylamının başlangıç zamanındaki değeri (ω_o), enberi noktası boylamının değişim oranı ($\dot{\omega}$), anomalistik dönem (P_a)'nın değerleri hesaplanır. Bu değerler de kullanılarak (P_s) yıldızıl dönem

$$P_s = P_a\left(1-\frac{\dot{\omega}}{2\pi}\right) \quad (7)$$

bağıntısıyla, (U) eksen dönme dönemi de

Tablo 1: Yeni minimum zamanları

Sistem	Min.Zamanı HJD+2400000	Türü	Filtre	E	Gözlem
V397 Cep	48558.7492	II	Hp	27.5	HIP
	49014.5359	I	Hp	246.0	HIP
QX Car	48629.1399	II	Hp	1770.5	HIP
	48779.7546	I	Hp	1804.0	HIP
	48972.3169	I	Hp	1847.0	HIP
	53060.7336	I	V	2760.0	ASAS
	53093.6493	II	V	2767.5	ASAS

$$U = P_a \frac{2\pi}{\dot{\omega}} \quad (8)$$

bağıntısıyla hesaplanır.

Sunulan çalışmadaki sistemlerin eksen dönmesi analizlerinde yukarıda kısaca açıklanan Lacy'nin yöntemini bilgisayar programı haline getiren Holmgren'in TMLM3 programı kullanılmıştır. TMLM3 sayısal çözümlemelerde Lacy'nin önerdiği Levenberg-Marquart algoritmasını kullanır. Bu programının örnek uygulamaları Holmgren ve diğ. (1995), Holmgren ve Wolf (1996) tarafından IT Cas ve Y Cyg sistemleri için yapılmıştır.

QX Car ve V397 Cep için Hipparcos fotometrisi (ESA, 1997) ve ASAS-3 veri tabanı (Pojmanski, 2002) kullanılarak toplam 7 adet yeni minimum zamanı belirlenmiştir. Bunlardan 2 tanesi V397 Cep'e, 5 tanesi de QX Car'a aittir. Yeni minimum zamanları Tablo 1'de listelenmiştir. Tablo 1'de verilen minimum zamanları ile literatürden toplanan minimum zamanları kullanılarak sistemlerin eksen dönmesi analizleri gerçekleştirilmiştir. Her iki sistem içinde toplanan tüm minimum zamanları fotometrik gözlemlerden belirlenmiştir. Bu nedenle çözümlerde tüm minimum zamanlarının ağırlıkları eşit kabul edilmiştir.

2.1. QX Car

QX Car (HIP 48589=CoD-57º2897 ; V=6.64 kadir, $\alpha_{2000} = 09^{sa}\ 54^{dk}33^{s}.88$, δ_{2000}=-58°25′16″.6; Sp. B2V + B3V) Strohmeier ve diğ.

(1964)'nin keşfettiği güney yarım kürede yer alan eksantrik yörüngeli (e = 0.28) parlak bir örten çift yıldız sistemidir. Sistemin tayf türünü Thackeray ve diğ. (1973) B3V+B3V olarak belirlemiştir. Daha sonra Houk ve Cowley (1975) birinci bileşenin tayf türünü B2V olarak düzeltmiştir. Sistemin fotometrik ve mutlak parametreleri Andersen ve diğ. (1983) tarafından elde edilmiştir. QX Car'da eksen dönmesi Gimenez ve diğ. (1986) ve Wolf ve diğ. (2008) tarafından araştırılmıştır. Eksen dönme dönemi Gimenez ve diğ. (1986)'nin çalışmasında 361 ± 6 yıl, Wolf ve diğ. (2008)'nin çalışmasında ise 362 ± 4 yıl olarak bulunmuştur.

Sistemin eksen dönmesi analizinde Cousins (1981), Andersen ve diğ. (1983), Gimenez ve diğ. (1986) ve Wolf ve diğ. (2008) tarafından yayınlanan minimum zamanlarıyla birlikte Hipparcos ve ASAS-3 gözlem veri tabanları kullanılarak belirlenen 5 yeni minimum zamanı da kullanılmıştır. Analizlerde kullanılan toplam 28 minimum zamanının 13 tanesi birinci minimum zamanıdır. QX Car'ın çevrim sayıları hesaplanırken

$$T_{MinI} = \text{HJD } 2453197.4048 + 4.781704 \times E \qquad (9)$$

doğrusal ışık elemanları kullanılmıştır. Yörünge eğimi (i) için Andersen ve diğ. (1983)'nin verdiği 85º.7 değeri alınmıştır. Hesaplanan eksen dönmesi parametreleri ve hataları Tablo 2'de,

Tablo 2: QX Car ve V397 Cep'in eksen dönmesi parametreleri

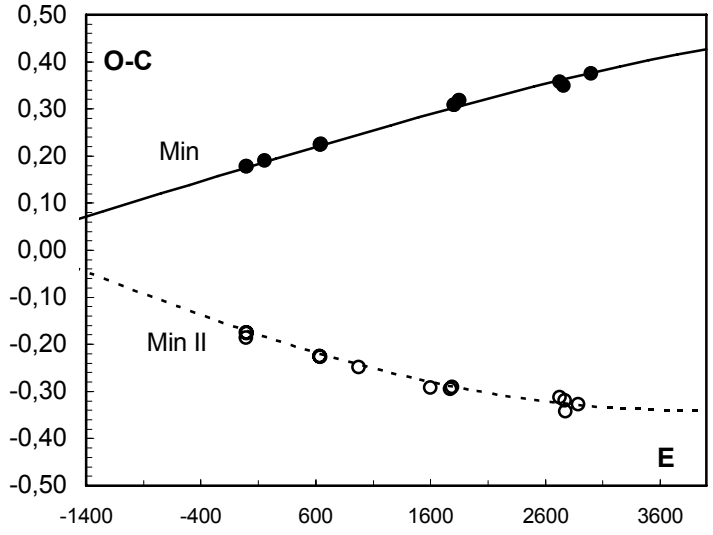
Parametre	**Birim**	**QX Car**	**V397 Cep**
T_o	HJD	2440701.3726 ± 0.0037	2448501.18051 ± 0.00007
P_a	gün	4.4781295 ± 0.000016	2.0868924 ± 0.0000005
P_s	gün	4.4779744 ± 0. 000016	2.0868240 ± 0.0000008
e		0.277 ± 0.003	0.1402 ± 0.0003
$\dot{\omega}$	derece/çevrim	0.012469 ± 0.000038	0.01181 ± 0.00010
ω_o	derece	116.0 ± 0.7	14.95 ± 0.38

i	derece	85.7	81.83
U	yıl	353.9 ± 1.1	174.2 ± 1.4

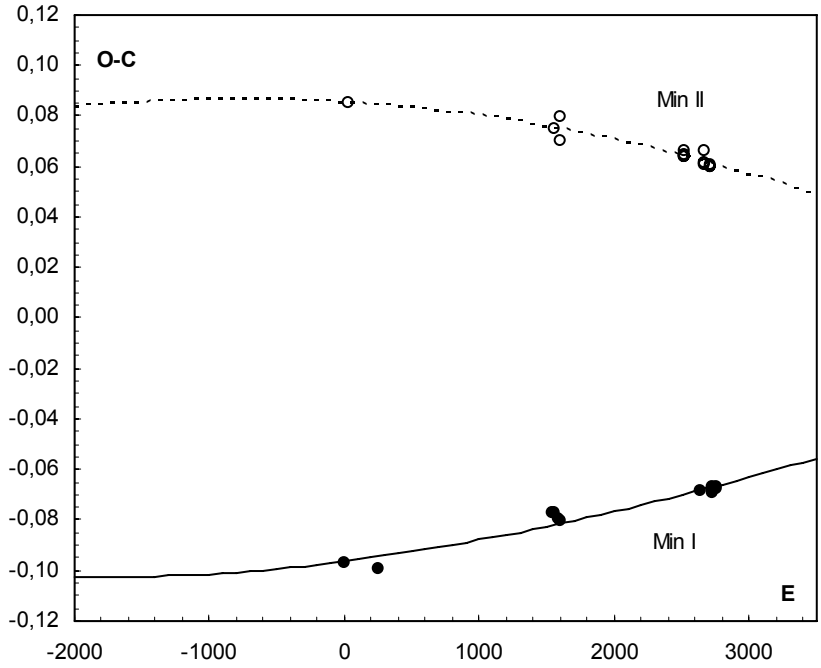
çözümlerin (O-C) eğrisiyle uyumu ise Şekil 1'de görülmektedir. Bu sonuçlara göre sistemin eksen dönme dönemi 353.9 ± 1.1 yıl olarak bulunmuştur.

2.2. V397 Cep

V397 Cep (BD +72±1136 = HIP 270 = HD 225093; V=7.39 kadir; $\alpha_{2000} = 00^{sa}\ 03^{dk}24^{s}.01$, $\delta_{2000}=+73°10'28''.0$; Sp. A2) Hipparcos uydusunun keşfettiği örten çift yıldız sistemlerindendir. Sistemin Hipparcos ışık eğrisi Bulut ve Demircan (2002) tarafından analiz edilmiştir. V397 Cep'in yere dayalı ilk fotometrik gözlemlerini yapan Bulut ve diğ. (2001)'nin elde ettiği UBV ışık eğrilerinin çözümleri Bulut ve diğ. (2005) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada sistemin yörünge dış merkezliği 0.13 olarak verilmiş, eksen dönme dönemi de yaklaşık olarak 300 yıl tahmin edilmiştir. Sistemin literatürde yayınlanmış tayfsal çalışması bulunmamaktadır.



Şekil 1: QX Car'ın (O-C) eğrisi.



Şekil 2: V397 Cep'in (O-C) eğrisi.

Sistemin eksen dönmesi analizinde Hegedus ve diğ. (2003), Bulut ve diğ. (2005) ve Brát ve diğ. (2007)'nin yayınladıkları minimum zamanlarıyla birlikte, Hipparcos fotometrisi kullanılarak belirlenen 2 yeni minimum zamanı da kullanılmıştır. Analizlerde kullanılan toplam 19 minimum zamanının 11 tanesi birinci minimum zamanıdır. V397 Cep'in çevrim sayıları hesaplanırken

$$T_{MinI} = \text{HJD } 2448501.2767 + 2.086824 \times E \quad (10)$$

doğrusal ışık elemanları kullanılmıştır. Yörünge eğimi (i) için Bulut ve diğ. (2005)'nin fotometrik çözümlerden bulduğu 81º.83 değeri kullanılmıştır. Hesaplanan eksen dönmesi parametreleri ve hataları Tablo 2'de, çözümlerin (O-C) eğrisiyle uyumu ise Şekil 2'de görülmektedir. Bu sonuçlara göre sistemin eksen dönme döneminin 174.2 ± 1.4 yıl olduğu bulunmuştur.

2.2.1 V397 Cep Mutlak Parametreleri

V397 Cep'in daha önce yapılmış tayfsal çalışması olmadığından literatürde mutlak parametreleri de yer almamaktadır. Gözlemsel iç yapı sabitini hesaplayabilmek için sistemin mutlak parametrelerin bilinmesi gerekmektedir. Bunun için Budding ve Zeilik (1987) tarafından verilen yöntem kullanılarak sistemin mutlak parametrelerinin yaklaşık değerlerleri belirlenmeye çalışılmıştır. Bu yöntemde Hipparcos kataloğunda verilen B-V renk indeksi ve Bulut ve diğ. (2005)'nin fotometrik çözümleri kullanılarak bileşenlerin mutlak parametrelerinin ilk değerleri Güneş biriminde $M_1 = 2.39$, $M_2 = 2.35$, $R_1 = 2.21$ ve $R_2 = 2.01$ olarak hesaplanmıştır.

3. İç Yapı Sabitleri

Eksen dönmesi çalışmaları, yıldızların (k_2) iç yapı sabitlerinin gözlemlerle bulunmasının

Tablo 3: QX Car ve V397 Cep'in iç yapı sabitleri

Parametre	Birim	QX Car	V397 Cep
M_1	M⊙	9.27 ± 0.12	2.39
M_2	M⊙	8.48 ± 0.12	2.35
r_1	-	0.144 ± 0.003	0.1914 ± 0.0005
r_1	-	0.136 ± 0.003	0.1746 ± 0.0007
i	derece	85.7 ± 0.2	81.83 ± 0.04
Kaynak		Andersen ve diğ. (1983)	Bulut ve diğ. (2005) Bu çalışma
$\dot{\omega}_{rel}$	derece/çevrim	0.001478	0.000961
$\dot{\omega}_{rel} / \dot{\omega}$	%	12	8
$\log \bar{k}_{2,obs}$	-	-2.064	-2.460
$\log \bar{k}_{2,teo}$	-	-2.042	-2.402

en önemli yoludur. Ancak bir çift sistemin eksen dönmesi döneminin belirlenmesi, bileşen yıldızların ayrı ayrı iç yapı sabitlerinin

bulunmasına olanak vermez. Bu yolla sadece sistem için ortalama bir iç yapı sabiti değeri belirlenebilir. Eksen dönme dönemini, ortalama gözlemsel iç yapı sabitine ($\bar{k}_{2,obs}$) bağlayan ifade Kopal (1978) tarafından

$$\bar{k}_{2,obs} = \frac{1}{c_{21}+c_{22}}\frac{P_a}{U} = \frac{1}{c_{21}+c_{22}}\frac{\dot{\omega}_N}{360} \qquad (11)$$

ifadesiyle verilir. (11) ifadesindeki c_{2i} katsayılarının yaklaşık değerleri

$$c_{2i} = r_i^5\left[\left(\frac{\Omega_i}{\Omega_K}\right)^2\left(1+\frac{m_{3-i}}{m_i}\right)f(e)+15\frac{m_{3-i}}{m_i}g(e)\right] \qquad (12)$$

eşitliğiyle bulunur. Bu eşitlikte f ve g yörünge dış merkezliğinin fonksiyonudur ve

$$f(e)=\frac{1}{(1-e^2)^2}$$
$$g(e)=\frac{(8+12e^2+e^4)f(e)^{2.5}}{8} \qquad (13)$$

biçiminde ifade edilir. (12) eşitliğinde ($\Omega_{1,2}$) yıldızların açısal dönme hızları, (Ω_K) ise yörünge açısal hızını göstermektedir. Kopal (1978) enberi noktasında bileşen yıldızlarda eş-dönme olduğu kabul edildiğinde

$$\left(\frac{\Omega_{1,2}}{\Omega_K}\right)^2 = \frac{1+e}{(1-e)^3} \qquad (14)$$

yaklaşımının yazılabileceğini göstermiştir. (11) eşitliğindeki ($\dot{\omega}_N$) enberi noktasının ilerlemesindeki klasik katkıyı göstermektedir. Eğer enberi

noktasının boylamındaki değişimin gözlemsel değeri ($\dot{\omega}$) belirlenebilirse, enberi noktası boylamının değişimindeki klasik katkı ($\dot{\omega}_N$)

$$\dot{\omega}_N = \dot{\omega}_{obs} - \dot{\omega}_{rel} \quad (15)$$

eşitliğiyle bulunabilir. Bu eşitlikteki ($\dot{\omega}_{rel}$) enberi noktası boylamının değişimindeki relativistik katkıyı temsil eder ve Gimenez (1985) tarafından

$$\dot{\omega}_{rel} = 5.45\times10^{-4}\frac{1}{(1-e^2)}\left(\frac{M_1+M_2}{P}\right)^{2/3} \quad (16)$$

ifadesiyle verilir. Burada (M_1), (M_2) Güneş kütlesi biriminde bileşenlerin kütleleri, (P) ise gün biriminde yörünge dönemidir.

Bu ifadelere göre bir sistemin mutlak parametreleriyle birlikte eksen dönmesi dönemi bilinirse, sistemin ortalama gözlemsel iç yapı sabitini ($\bar{k}_{2,obs}$) hesaplamak mümkündür. QX Car ve V397 Cep'in ($\dot{\omega}_{rel}$) ve gözlemsel ortalama içyapı sabitleri ($\bar{k}_{2,obs}$) değerleri hesaplanarak Tablo 3 verilmiştir. Bu tabloda verilen ortalama teorik iç yapı sabitleri ($\bar{k}_{2,teo}$) Claret (1995)'in kimyasal bolluğu (X,Z) = (0.70, 0.02) kabul ederek hesapladığı değerlerden belirlenmiştir.

4. Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada QX Car ve V397 Cep'in eksen dönmesi analizi yapılarak eksen dönmesi parametreleri belirlenmiştir. QX Car'ın eksen dönme dönemi 353.9 ± 1.1 yıl bulunmuştur. Bu sonuç daha önce yapılan çalışmalara göre yaklaşık 10 yıl daha küçüktür. Mevcut gözlemler eksen dönmesi döneminin yaklaşık %10'unu kapsamaktadır. Sistemin yörünge dışmerkezliği için bulunan 0.277 ± 0.003 değeri önceki çalışmalarla uyumludur. Gözlenen eksen dönmesine relativistik eksen dönmesinin katkısı %12 olarak hesaplanmıştır. Bu oran gözlemsel eksen dönmesinden çıkarıldığında ortalama gözlemsel iç yapı sabiti $\log\bar{k}_{2,obs}$ = -2.064 olarak

hesaplanır. Bu sonuç sistem için belirlenen teorik ortalama iç yapı sabiti değeri $\log \bar{k}_{2,teo} =$ = -2.042 ile oldukça uyumludur.

Analizler sonucunda V397 Cep'in eksen dönme dönemi 174.2 ± 1.4 yıl bulunmuştur. Bulut ve diğ. (2005)'nin faklı zamanlarda elde edilen ışık eğrilerinin çözümünden bulunan enberi noktalarının boylam değerlerinin değişimden tahmin ettikleri 300 yıl değerinden oldukça küçüktür. Bu çalışmada bulunan sonuç (O-C) değişinden belirlendiği için daha duyarlıdır. Mevcut gözlemler eksen dönmesi döneminin %9'unu kapsamaktadır. Yörünge dışmerkezliği için bulunan 0.1402 ± 0.0003 değeri, fotometrik çözümlerden bulunan sonuçlara oldukça yakındır. Sistemin mutlak parametrelerinin yaklaşık değerleri kullanılarak gözlemsel iç yapı sabitinin değeri $\log \bar{k}_{2,obs} =$ -2.460 olarak hesaplanmıştır. Gözlenen eksen dönmesine, relativistik eksen dönmesinin katkısı da %8 olarak bulunmuştur. Sistemin teorik ortalama iç yapı sabiti değeri $\bar{k}_{2,teo}$ = -2.402 olarak belirlenmiştir. Bulunan gözlemsel ve teorik değerler karşılaştırıldığında gözlemler, sistemde merkezi yoğunlaşmanın yıldız modellerine göre daha büyük olduğunu göstermektedir.

Her iki sisteminde ileriki yıllarda yapılacak sürekli ve düzenli minimum zamanı gözlemleri, eksen dönmesi döneminin daha duyarlı belirlenmesi açısından önemlidir. Ayrıca özellikle V397 Cep için yapılacak tayfsal gözlemler mutlak parametrelerin çok daha duyarlı elde edilebilmesini dolayısıyla da iç yapı sabitlerinin daha doğru belirlenmesini sağlayacaktır.

Kaynaklar

Andersen, J., Clausen, J. V., Nordstroem, B., Reipurth, B. 1983, 'Absolute dimensions of eclipsing binaries. I - The early-type detached system QX Carinae', *Astronomy and Astrophysics*, 121, 271-280.

Brát, L., Zejda, M., Svoboda, P. 2007, 'B.R.N.O. Contributions #34', *Open European Journal on Variable Stars*, 74, 1.

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.

Bulut, İ., Demircan, O., Erdem, A., Çiçek, C., Özdemir, S., Soydugan, F., Soydugan, E., Değirmenci, Ö. L., Bozkurt, Z., Yakut, K., Esenoğlu, H., Hegedus, T., Borkovits, T., Biro, I. B. 2001, 'The First Ground-based Photometric Observations of V397 Cephei', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5129, 1.

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 Univ. Astrophysics Research Center.

Bulut, İ., Demircan, O.,Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Esenoğlu, H., Soydugan, F., Soydugan, E., Değirmenci, Ö. L., Bozkurt, Z., Yakut, K. 2005, 'Photometric Study of the Binary System V397 Cephei', *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 57, 335-339.

Bulut, İ., Demircan, O. 2007, 'A new catalogue of eclipsing binary stars with eccentric orbits', *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 378, 179-181.

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.

Cousins, A. W. J. 1981, 'Photometric Observations of the Eclipsing Variable QX-Carinae', *Circulars. South African Astron. Obs*., 6, 1.

ESA, 1997, 'The Hipparcos & Tycho Catalogues', ESA SP-1200.

Gimenez, A. 1985, 'General-relativistic periastron advances in eclipsing binary systems', *Astrophysical Journal*, 297, 405-412.

Gimenez, A., Clausen, J. V., Jensen, K. S. 1986, 'Four-colour photometry of eclipsing binaries. XXIV-Apsidal motion of QX Carinae, ζ Phoenicis and NO Puppis', *Astronomy and Astrophysics*, 159, 157-165.

Hegedus, T., Borkovits, T., Biro, I. B., Demircan, O., Erdem, A., Çiçek, C., Özdemir, S., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Değirmenci, O. L., Bozkurt, Z., Yakut, K., Esenoğlu, H., Szettele, I. 2003, 'New Times of Minima of Eclipsing Binary Systems', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5372, 1.

Holmgren, D., Hill, G. and Scarfe, C. D. 1995, 'New Apsidal-Motion Parameters for Y Cygni', *Observatory*, 115, 188-192.

Holmgren, D., Wolf, M. 1996, 'Apsidal Motion in the Eclipsing Binary IT Cassiopeiae', *Observatory*, 116, 307-313.

Houk, N., Cowley, A. P. 1975, '*Michigan Catalogue of two-dimensional spectral types for the HD star*', Ann Arbor: University of Michigan, Departement of Astronomy.

Kopal, Z., 1978. '*Dynamics of close binary systems*', Dordrecht, Holland.

Lacy, C.H.S. 1992, 'An Exact Solition of the Ephemeris – Curve Problem', *Astronomical Journal*, 104, 2213-2216.

Pojmanski, G. 2002, 'The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0 h - 6 hQuarter of the Southern Hemisphere', *Acta Astronomica*, 52, 397-427.

Strohmeier, W., Knigge, R., Ott, H. 1964, 'Bright Southern BV-Stars', *Information Bulletin on Variable Stars*, 66, 1.

Thackeray, A. D., Tritton, S. B., Walker, E. N. 1973, 'Radial velocities of southern B stars determined at the Radcliffe Observatory-VII', *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 77, 199.

Wolf, M., Zejda, M., de Villiers, S. N. 2008, 'Apsidal motion in southern eccentric eclipsing binaries: GL Car, QX Car, NO Pup and V366 Pup', *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 10.1111/j.1365-2966.2008.13527.x.

ALGOL TÜRÜ ÇİFT SİSTEMLER RY AQR, SZ HER, RV LYR ve V913 OPH'UN YÖRÜNGE DEĞİŞİMLERİNDE OLASI ÜÇÜNCÜ CİSİM ETKİSİ

Çağlar PÜSKÜLLÜ[1] ve Faruk SOYDUGAN[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Gözlemevi
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Fizik Bölümü
caglarpuskullu@gmail.com, fsoydugan@comu.edu.tr

Özet

Algol türü örten çift sistemlerden RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V913 Oph'un yayınlanmış tüm minimum zamanları kullanılarak yörünge dönemi değişimleri incelendi. Sistemlerin O-C diyagramlarının tümünde dönemli değişimler belirlendi. Bu değişimlerin açıklanmasında ışık-zaman etkisi ve Applegate (1992) modeli kullanıldı. Çalışılan Algollerin ikinci bileşenin yüzey manyetik etkinliği açık bir soru olarak durmasına karşın, sistemin çevresinde bulunan görünmeyen bir bileşenden kaynaklanan ışık-zaman etkisi çözümü, O-C diyagramlarındaki büyük genlikli sinüs benzeri değişimlerin açıklanmasında daha iyi sonuçlar verdi. Bu yaklaşım altında yapılan çözümlerde olası üçüncü cisimlerin en küçük kütle değerleri, RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V913 Oph için sırasıyla 1.06, 0.25, 0.78 ve 2.85 $M_{\odot}$ olarak hesaplandı. Ayrıca, üçüncü cisimlerin sistemin toplam ışınımına katkılarının yüksek duyarlıklı fotometrik ve tayfsal veriler yardımıyla ölçülebileceğini gösterdi. Applegate'in (1992) modeli de, alternatif bir model olarak çevrimsel değişimlerin soğuk bileşendeki manyetik etkinlikten kaynaklandığı varsayılarak tartışıldı. RY Aqr ve V913 Oph için hesaplanan model parametrelerinin, Applegate modelinde beklenen değerlerle uyumlu olduğu görüldü. Bu dört klasik Algol türü sistemin ayrıntılı dönem değişim incelemesi ilk kez bu çalışmada yer aldı ve sonuçlar *Astronomische Nachrichten* dergisinde basıldı.

Anahtar Kelimeler: *üçüncü cisim etkisi, dönem değişimi, Algol, manyetik etkinlik*

Abstract

An investigation of the orbital period changes of the neglected eclipsing binaries, RY Aqr, SZ Her, RV Lyr and V913 Oph, is presented based on all published minima times. The O-C diagrams of all systems indicate periodic variations. Although the explanation of magnetic activity on the surface of the secondaries of the studied Algols is still open, the preferred light-time effect due to the unseen components around the systems seems more plausible in explaining the tilted sinusoidal variations with relatively high-amplitudes. The minimal mass values of possible tertiary components have been estimated to be about 1.06, 0.25, 0.78 and 2.85 $M_{\odot}$ for RY Aqr, SZ Her, RV Lyr and V913 Oph, respectively and the results indicate that their contributions to the total light of the eclipsing pairs are measurable with high accuracy photometric and spectroscopic data, if they exist. Applegate's (1992) model has been discussed as an alternative mechanism assuming that the cooler components have magnetic cycles. It is found that the model parameters of RY Aqr and V913 Oph are consistent with the required values in Applegate's model. The detailed orbital study on these systems was made for the first time and it was published by *Astronomische Nachrichten*.

Keywords: *Third body effect, period change, Algols, magnetic activity*

1. Giriş

Örten çift sistemlerin yörünge değişimleri, genellikle O-C verilerinin çözümlenmesi ile açıklanır. Çözüm sonuçlarına göre bu değişimler, fiziksel süreçler olan açısal momentum aktarımı ve/veya kaybı, kütle aktarımı ve/veya kaybı, manyetik etkinlik ve kütle çekimsel ışınım ile görünürde değişimler oluşturan üçüncü cisim varlığı, eksen dönmesi gibi nedenlerle açıklanır. Dönem değişimlerini ortaya çıkaran bu farklı süreçler, O-C diyagramlarında farklı eğriler oluşturur. Dönemli veya sinüs benzeri değişimler, genellikle çift

sistemin çevresinde yer alan görünmeyen bir bileşenden kaynaklanan ışık-zaman etkisi (LITE) ile açıklanır. Örten çift sistemin üyesi olan geri tayf türünden bileşenin yüzey manyetik etkinliği de yörüngenin, küçük genlikli çevrimsel değişimlerine sebep olabilir. (bkz. Applegate 1992). Burada incelenen aday yıldızlar, klasik Algol olarak tanımlanan baş bileşeni erken tür (B-A) anakol yıldızı; yoldaş bileşeni ise Roche lobunu doldurmuş olan soğuk (F-K) dev veya alt-dev yıldızlardır. Bundan dolayı bu sistemlerin O-C eğrilerinde görülen değişimlerin konvektif katmana sahip soğuk bileşenin manyetik etkinliğinden de kaynaklanabileceği olasıdır. Diğer taraftan dönemli ve bozulmuş sinüs biçimli O-C değişimleri ise genellikle LITE ile açıklanır.

Bu çalışmada amaç, Algol türü yıldızlardan RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V913 Oph'un O-C verilerini analiz ederek, yörünge dönemi değişimlerinin nedenlerini ortaya koymak; üçüncü cisim olasılığını veya manyetik etkinlikten kaynaklanan yörünge salınımını (modülasyonlarını) tartışmaktır. Çalışılan sistemlerin çeşitli kaynaklardan alınan temel parametreleri Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Çalışılan Algol türü sistemlerin temel parametreleri

Sistem	Tayf Türü	Baş min. derinliği	Eğim açısı (der.)	m_1 m_2 ($m_\odot$)	R_1 R_2 ($R_\odot$)	L_1 L_2 ($L_\odot$)	Ayrıklık ($R_\odot$)	Uzaklık (pc)	Kaynak
RY Aqr	A5-7V+K	$1^m.3$ (V)[a]	82.6	1.27 0.26	1.28 1.79	7.08 2.51	7.54	180	1,2
SZ Her	A5V-G8-9	$2^m.0$ (V)[a]	87.9	2.1 0.8	1.7 1.6	11.75 2.34	5.25	216	2,3,4
RV Lyr	A+K4III	$3^m.1$ (b)[b]	~90	1.9 0.43	1.9 3.3	14.45 3.47	13.1	-	2,5
V913 Oph	A-F	$3^m.0$ (b)[b]	~90	1.9 0.47	1.9 2.25	14.45 3.63	8.6	-	2,5

(1) Helt (1987), (2) Malkov ve diğ., (3) Guiricin ve Mardirossian (1981), (4) Budding ve diğ. (2004), (5) Svechnikov ve Kuznetsova (1990), [a] Johnson V band, [b] Strömgren b band

2. Gözlem Verileri

Son on yıl içinde örten çift yıldızların yörünge değişimleri üzerine yapılan en önemli çalışmalardan biri, Kreiner, Kim ve Nha (2001) tarafından yayınlanan "Örten Çiftlerin O-C Atlası'dır. Bu çalışma, 1140 sistemin O-C diyagramlarını ve bazı temel

parametrelerini (sistemin türü, maksimum ve minimum parlaklık değerleri, tayf türü, minimum zamanı sayıları ve literatür bilgisini) içermektedir. RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V913 Oph sistemleri de bu atlastan seçilerek çalışılmıştır.

RY Aqr hariç diğer tüm yıldızların minimum zamanları Kreiner, Kim ve Nha (2001) tarafından hazırlanan listeden alındı ve literatürdeki en güncel veriler de eldeki veri setine eklendi. RY Aqr'nın minimum zamanları ise, Helt (1987), örten çiftler için hazırlanmış minimum zamanları veri tabanı (http://www.oa.uj.edu.pl/ktt/) ve "American Association of Variable Star Observers (AAVSO)" tarafından hazırlanan minimum zamanları veritabanı kullanılarak çözüme hazırlandı. Çalışılan sistemlerin verileri ile bilgiler, Çizelge 2'de yer almaktadır.

Çizelge 2. Çalışılan sistemlerin gözlemsel verileri

Sistem	Veri aralığı	Toplam veri sayısı	Min I sayısı	Min II sayısı	Görsel	Foto-görsel	Foto-grafik	Foto-elektrik	CCD
RY Aqr	1922-2002	158	153	5	141	-	1	14	2
SZ Her	1902-2005	1004	999	5	932	-	20	19	31
RV Lyr	1983-2005	127	127	-	77	-	48	-	2
V913 Oph	1939-2005	81	81	-	68	11	-	-	2

3. Işık-Zaman Etkisi için Çözüm Yöntemi

Işık-zaman etkisi, örten çift yıldız dizgelerinin O-C diyagramlarında düzgün değişen sinüs benzeri eğriler üretir. Bu durum, çift sistemin yakınındaki olası başka bir bileşenin etkisi sonucu ortaya çıkar. Birçok araştırmacı bu yöntemi, sistemdeki üçüncü cismin varlığını gösterebilmek için O-C analizlerini temel alarak kullandı. LITE içeren O-C değişimlerini çözmek için bu çalışmada kullanılan bağıntı, Irwin (1959) tarafından verildi (çözüm yönteminin ayrıntısı ve denklemler için bkz. Soydugan 2008).

LITE parametreleri, aday sistemlerin O-C artıklarına diferensiyel düzeltme yöntemi kullanılarak elde edildi ve Çizelge. 3'de parantez içindeki standart hataları ile birlikte verildi. Gözlenen veri ve artıklarıyla birlikte sonuç parametreleri

kullanılarak hesaplanan kuramsal eğri, çevrim sayısına ve yıllara göre çizdirildi (Şekil 1,2,3 ve 4).

4. Alternatif Bir Açıklama: Applegate Modeli

Klasik Algollerin O-C eğrilerinde görülen çevrimsel değişimler, genel olarak görünmeyen bileşenin yarattığı etkilerin bir sonucu olarak yorumlanır ve LITE kullanılarak incelenir. Algollerin birçoğunun geniş konvektif katmanlara sahip soğuk bileşenlerin etkisi altında oldukları açıktır. Bu nedenle, Hall (1989), geri tür bileşenin manyetik etkinlik çevriminden kaynaklı olduğu öne sürülen dönemli yörünge dönemi salınımlarını açıklamak için alternatif bir mekanizma önermiştir. Hall'a göre Algol türü bir sistem, F5'den daha geri tayf türüne ait soğuk bileşenlere sahipse O-C diyagramlarında dönemli veya yarı-dönemli çevrimler gösterir. Zavala ve diğ. (2002) bu varsayımı doğrulayarak, manyetik aktivite çevrimlerinin bu sistemlerin yörünge dönemi değişimlerinde etkili olduğunu belirtti. Her iki bileşeni de ışınımsal zarflara sahip erken tür yarı-ayrık sistemler üzerine yapılan çalışmalar da ise çevrimsel dönem değişimlerinin bu sistemlerde çok azaldığını ortaya koydu (Simon 1999).

Applegate (1992), soğuk bileşenin manyetik aktivite çevrimi kaynaklı yörünge dönem değişimlerini açıklamak için bir model ortaya attı. Bu modele göre aktif bileşenin manyetik etkinliği süresince açısal momentum dağılımındaki değişimler, yıldızın şeklinde bozulmalar oluşturur; bu bozulmalar kütle dağılımının değişmesine de sebep olur. Böylece birbirine kütle çekim kuvvetiyle bağlı çiftin yörünge hareketini bozacak frenleme etkisini ortaya çıkarır. Applegate modeli, yalnız $\Delta P/P \sim 10^{-5}$ dolaylarındaki yörünge dönemi değişimlerine sahip, $\Delta L/L \sim 0.1$ olan ışınım gücü değişimi ve diferensiyel dönme oranının $\Delta\Omega/\Omega \sim 0.01$ olduğu sistemlerin çözümünde kullanılır. Ayrıca yörünge dönemi değişimleri aynı dönemde meydana gelen ışık ve renk değişimleriyle desteklenmelidir.

Bu çalışmada Applegate modeli, RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V918 Oph'ın O-C eğrilerindeki dönemli değişimleri açıklamak için alternatif bir mekanizma olarak ele alındı.

5. Aday Yıldızların Yörünge Dönemi Değişimleri

Bu bölümde aday yıldızların önceki çalışmaları özetlenerek yörünge dönemi çözümleri, önceki başlıklar altında belirtilen yöntemler kullanılarak elde edildi. O-C diyagramlarındaki olası üçüncü cisim etkisi tartışıldı. Applegate modeli, çevrimsel salınımlarının açıklanmasında alternatif bir yöntem olarak ele alındı.

Çizelge 3. Çalışılan sistemler için en olası LITE çözüm sonuçları ve hataları

Parametreler	RY Aqr	SZ Her	RV Lyr	V913 Oph
T_0 (HJD)	2440824.3555(22)	2434987.3934(3)	2445526.4051(18)	2442935.5600(89)
$P_{yör}$ (gün)	1.9666012(2)	0.81809562(1)	3.5990121(3)	1.9173440(7)
$a_{12}\sin i'$ (AB)	11.27(12)	2.0(1)	6.24(31)	11.2(4)
e'	0.36(3)	0.39(5)	0.58(8)	0.56(5)
ω' (derece)	111(5)	224(5)	113(8)	101(10)
T' (HJD)	2443613(387)	2433989(304)	2448238(539)	2438421(585)
P_{12} (yıl)	89.7(1.6)	72.0(1.3)	70.7(1.0)	40.4(1.0)
$f(m_3)$ $(m_\odot)$	0.178(9)	0.0015(2)	0.049(7)	0.852(65)
$i' = 90^\circ$ için m_3 $(m_\odot)$	1.06	0.25	0.78	2.85
$i' = 60^\circ$ için m_3 $(m_\odot)$	1.30	0.29	0.93	3.60
K_{12} (kms^{-1})	4.30	0.98	3.96	11.99

5.1. RY Aqr

Klasik Algol türü örten bir çift yıldız olan RY Aqr (V ~ 8.86 kadir, $P_{yör}$~1.967 gün), A tayf türü anakol yıldızı ve G veya K tür bir alt devden oluşur (Helt, 1987; Budding ve diğ., 2004). Sistemin bugüne kadar yayınlanan tek fotoelektrik ışık eğrisi ve çözümü bulunmaktadır (Helt 1987). Helt, ayrıca fotoelektrik veriyi Popper'ın elde ettiği (1982) her iki bileşenin dikine hız eğrileriyle birleştirerek sistemin mutlak parametrelerini de buldu. White ve Marshall (1983) sistemin güçlü manyetik etkinliğin belirteci olan bir X-ışın kaynağı olduğunu ortaya çıkardı. Helt (1987), sistemin yörünge dönemi değişimlerinin birçok klasik Algolde görüldüğü gibi açık olmadığını; bu değişimlerin yıldız lekelerinden kütle atımı, sistemdeki

kütle aktarımı ve açısal momentum kayıplarının sonuçları olabileceğini söyledi. Ayrıca üçüncü cisim etkisini de dikkate almasına rağmen; herhangi bir çözüm sunmadı. Yaklaşık yetmiş yıllık bir ışık-zaman etkisi değişim dönemi önermişti.

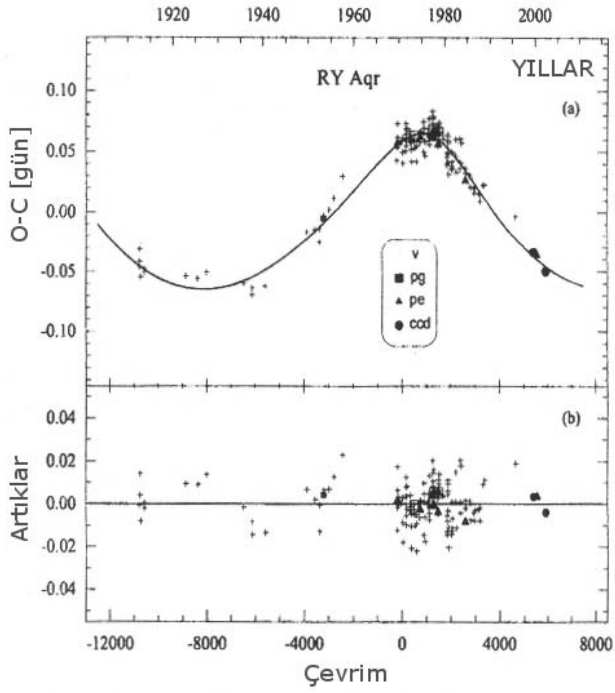
Bu çalışmadaki O-C değerleri, Kreiner, Kim ve Nha (2001) tarafından verilen ışık elemanlarını kullanarak hesaplandı:

$$HJD_{MinI} = 2440824.3724 + 1^{g}.96660885 \times E \quad (6)$$

Dizgenin O-C diyagramı uzun dönemli sinüs benzeri değişim göstermektedir. Bugüne kadar yayınlanan minimum zamanlarından sadece beş tanesinin ikinci minimum olması nedeniyle, dönem değişimlerini açıklamak için eksen-dönmesi kullanılmadı. Işık-zaman etkisi, bu uzun zamanlı yörünge dönemi değişimini açıklama da Applegate modeline göre daha fazla ön plana çıkmaktadır.

Şekil 1'de O-C değerlerine LITE denklemi uygulandığında ortaya çıkan en olası parametrelere ilişkin kuramsal eğri ve ondan olan farklar verilirken, parametreler ile parantez içinde standart hatalar Çizelge 3'de gösterilmiştir. Şekil.1b'de görülen en uyumlu eğrinin artıkları, başka belirgin bir değişim göstermemektedir.

Sonuçlar, RY Aqr'ın üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafında 90 ± 2 yılda dolandığını göstermektedir. Sistemin çevresindeki olası üçüncü cismin en küçük kütle değeri 1 $M_{\odot}$ olarak hesaplandı ki bu sistemin yaklaşık 3 $M_{\odot}$ olan toplam kütle değeriyle de karşılaştırabilecek kadar büyük bir değerdedir. Sistemin ışık-zaman etkisi çözümü, çiftin ortak kütle merkezine ilişkin dikine hız değişimlerinin fark edilebilir olabileceğini göstermektedir ($K_{12} \sim 4$ km/s). Dikine hızlar üzerindeki ölçümlerin belirsizlikleri 1 kms^{-1} 'nin altında olduğu durumlarda yüksek çözünürlüklü tayfların incelenmesiyle bu değişimleri tespit etmek olası olabilir.



Şekil.1 RY Aqr'nın O-C diyagramı, en olası LITE çözümü (sürekli eğri) ile, kuramsal eğriden olan farklar (b).

Bu durumda uzak üçüncü cismin sistemin toplam ışınımına ölçülebilir katkısı olacaktır ki bu katkı, eğer varsa, yıldızın ışık eğrisi ve tayfında ortaya çıkarılabilir.

RY Aqr'ın O-C eğrisindeki çevrimsel değişimler, sistemin geri türdeki bileşeninin manyetik etkinlik çevriminden de kaynaklanabilir. Çünkü soğuk bileşenin çevresindeki korona tabakasının X-ışını ürettiği bulundu. (White ve Marshall 1983). Çizelge 4'de, yıldızın Applegate modeline göre hazırlanmış parametreleri de Applegate (1992) tarafından verilen daha önceki örneklerle uyumlu görünmektedir. Daha kesin sonuçlar için, RY Aqr'ın ışık ve renk değişimleri birlikte incelenmelidir.

Çizelge 4. Soğuk bileşen için çözülen Applegate parametreleri ve sinüs çözümleri

Parametreler	RY Aqr	SZ Her	RV Lyr	V913 Oph
T_0 (HJD)	2440824.3555(22)	2434987.3934(3)	2445526.4051(18)	2442935.5600(89)
$P_{yör}$ (gün)	1.9666012(2)	0.81809562(1)	3.5990121(3)	1.9173440(7)
T_s (çevrim)	12414(279)	10327(35)	5371(47)	12495(202)
A_{mod} (gün)	0.074(1)	0.0098(1)	0.0311(5)	0.049(2)
P_{mod} (gün)	3.15(6) x 10^4	2.58(1) x 10^4	2.45(1) x 10^4	1.68(7) x 10^4
ΔP(s)	2.509	0.168	2.476	3.029
$\Delta P/P$	1.48 x 10^{-5}	2.38 x 10^{-6}	7.96 x 10^{-6}	1.83 x 10^{-5}
ΔJ (g cm^{2}s^{-1})	3.42 x 10^{47}	1.47 x 10^{47}	4.44 x 10^{47}	8.83 x 10^{47}
I_s (gcm^2)	5.38 x 10^{53}	1.32 x 10^{54}	3.02 x 10^{54}	1.54 x 10^{54}
$\Delta\Omega/\Omega$	0.017	0.001	0.007	0.015
ΔE (erg)	4.34 x 10^{41}	3.27 x 10^{40}	1.31 x 10^{41}	1.02 x 10^{42}
ΔL_{rms} (erg)	5.02 x 10^{32}	4.61 x 10^{31}	1.93 x 10^{32}	2.19 x 10^{33}
B (kG)	17.1	7.9	8.0	22.1
Δm (mag)	0^m.014	0^m.001	0^m.003	0^m.033

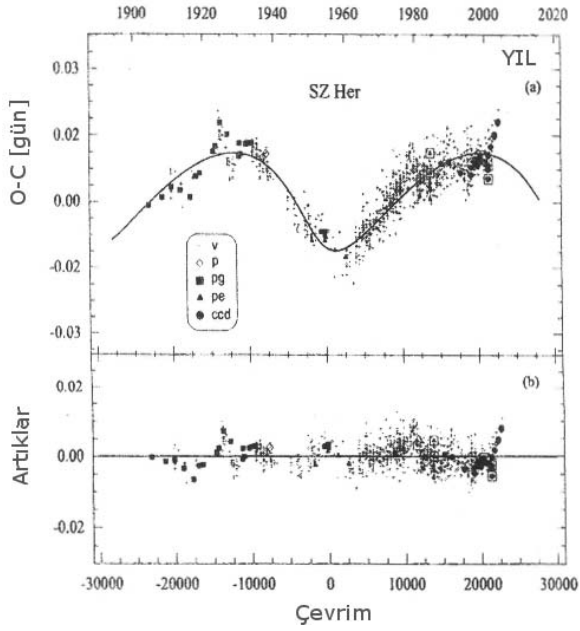
5.2 SZ Her

SZ Her (V~9.92 kadir), kısa dönemli ($P_{yör}$ ~ 0.818 gün) Algol türü bir çift yıldızdır. Sistem çok sönük olmamasına rağmen sadece Guiricin ve Mardirossian (1981) tarafından ışık eğrisi çözümü yayınlanmıştır. Bu çözümde sistem, yarı-ayrık olarak tanımlamıştır. Szekely (2003), CCD alıcısıyla elde ettiği VRI ışık eğrisini yayınladığında zonklama olasılığını da ele almış; fakat sistemde Delta Scuti bileşeni olduğuna ilişkin herhangi bir kanıt bulamamıştır. İkinci minimumun sığ olasından dolayı bugüne kadar yayınlanan minimum zamanlarının büyük bir kısmı birinci minimuma ilişkindir. Dizgenin O-C diyagramlarına bakıldığında açık bir değişim görülmektedir. (Kreiner 1971; Mallama 1980; Kreiner, Kim ve Nha 2001; Zavala 2002). Fakat sadece Szekely (2003), O-C eğrisinin sinüslü değişiminin ışık-zaman etkisinden kaynaklanabileceğini önerdi.

Bu çalışmada, SZ Her için O-C değerleri, aşağıdaki Kreiner, Kim ve Nha (2001) tarafından yayınlanan ışık elemanları kullanılarak hesaplandı:

$$HJD_{MinI} = 2434987.3959 + 0^g.818095693 \times E \quad (7)$$

LITE parametreleri, SZ Her'in üçlü sistemin kütle merkezi etrafında 72 ± 1 yılda dolandığını göstermektedir. Olası üçüncü cismin minimum kütlesi 0.25 $M_{\odot}$ olarak bulundu. Bu değer, onun, eğer anakol yıldızı ise M tür cüce olduğunu göstermektedir. Kütle değeri, Szekely (2003) tarafından üçüncü cismin dairesel yörüngede döndüğü varsayılarak elde edilenden ~ 4 Jüpiter kütlesinden oldukça farklı çıkmıştır. Yaklaşık 1 kms^{-1} olan çift sistemin ortak kütle merkezinin dikine hız değişiminin yarı-genliği ve olası üçüncü cismin düşük kütlesi bu bileşeni gözlemsel olarak ortaya çıkarmayı güçleştirmektedir. Uzun ve kısa zaman ölçekli yörünge dönemi değişimlerinin kanıtlarının bulunabilmesi ancak yüksek çözünürlüklü tayflar üzerinde yapılacak dikkatli çözümlerle, yüksek duyarlıklı astrometrik ve kızılötesi fotometrik gözlem verileriyle sağlanabilir.



Şekil.2 SZ Her'in O-C eğrisi, en olası LITE kuramsal eğrisi (sürekli çizgi) ve artıkları gösterilmiştir

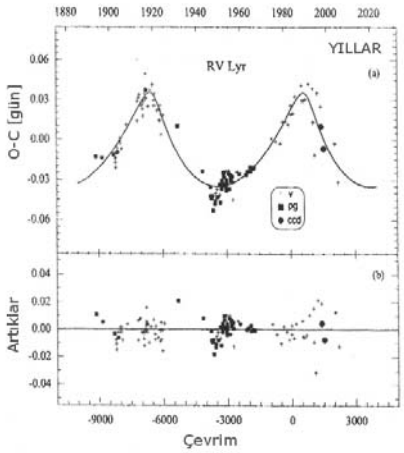
Yörünge dönemi değişimlerinin çevrimsel ve geri tür bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklı olduğu dikkate alındığında Applegate modeli kullanılarak hesaplanan değerler Çizelge 4'de yer almaktadır. Fakat bu değerlerin modelle tutarlı olmadığı görülebilir. Soğuk bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanan sistemin ışık düzeyindeki beklenen değişim $\pm 0^m.001$ düzeyindedir. Diğer yandan, O-C değişimlerinin karakteristiği, çevrimselden çok yaklaşık 1.5 çevrim içeren dönemli değişim şeklinde olup değişim kaynağı olarak LITE daha olası açıklama olarak görünmektedir. Fakat uzun zaman aralığındaki yörünge dönemi değişimlerine ek olarak LITE'den çıkan artıklar, değişen genlikli küçük dalgalanmalar göstermektedir. Geri tür bileşenin manyetik etkinliği yaklaşık 20 yıllık dönemler içerisinde çevrimsel değişimler ortaya çıkarabilir.

5.3 RV Lyr

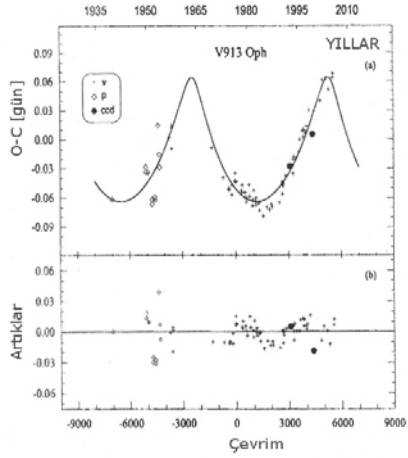
RV Lyr (V ~ 11.5 kadir, $P_{yör}$ ~ 3.6 gün), çalışılmamış klasik Algol türü sistemlerdendir. (Budding ve diğ. 2004). Mavi bölgede yaklaşık 3 kadirlik değişim gösteren baş minimumunun derinliği dikkat çekicidir. İlk kez Todoran (1963) ve Illies-Almar ve Almar (1963), O-C değerlerinin sırasıyla 52.6 ve 51 yıllık dönemlerle sinüs benzeri değişim gösterdiğini söylemişti. Frieboes-Conde ve Herczeg (1973) ise sistemde dönemli değişimlerden çok ani yörünge dönemi değişimleri olduğunu açıkladı. Bu çalışmadan sonra LITE yaklaştırmasının çözüm olarak kullanılması bu dizge için daha anlamlı olmaktadır.

Şekil 3'de görüldüğü gibi O-C değişimleri, 20.yy süresince yayınlanmış ve 1.5 çevrimi olan dönemli değişimler içermektedir. Çift sistem, üç cismin kütle merkezi etrafındaki hareketini 71 ± 1 yıllık dönemle dış merkezliğe sahip bir yörüngede sürdürmektedir. Görünmeyen bileşenin kütle fonksiyonu 0.049 $M_\odot$ olarak hesaplandı. En küçük kütle değeri ise 0.78 $M_\odot$ şeklinde bulundu. Sistemin beklenen dikine hız değişimlerinin yarı-genliği, ölçülebilecek bir değer olan 4 kms^{-1} yöresinde bulundu. Üçüncü cismin varlığı, RY Aqr'ın toplam ışınımına katkı yapabileceği göz önüne alınarak yeni fotometrik ve taysal çalışmalarla denetlenmelidir.

Applegate (1992) modeli bu sistemde yörünge dönemi salınımlarını açıklamak için alternatif bir model olarak kullanılabilir. Geri tür bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanabilecek bolometrik parlaklık farkı $\pm 0^m.003$ olarak hesaplandı. O-C değişimi ~1.7 çevrimi içeren dönemli değişimler göstermekte. Bundan dolayı görünmeyen bileşenden kaynaklanan ışık-zaman etkisini dikkate almak daha uygun görünmektedir.



Şekil.3 RV Lyr'in O-C eğrisi, LITE çözümü ile elde edilen en iyi kuramsal eğri (a) ve ondan olan farklar (b).



Şekil.4 V913 Oph'un O-C eğrisi, en olası LITE eğrisi (a) ve ondan olan farklar (b).

5.4. V913 Oph

V913 Oph ($B \approx 11^m.5$, $P_{yör}$ = 1.92 gün) diğer bir çalışılmamış Algol türü bir sistemdir. V913 Oph'un dönemli yörünge dönemi değişimlerinin açıklamak LITE kullanıldı. Çözüm sonuçları, çift yıldızın üçlü sistemin kütle merkezi etrafında 40 ± 1 yılda yüksek dış merkezliğe $(e' = 0.56 \pm 0.05)$ sahip bir yörüngede dolandığını söylüyor. O-C değişimlerinin gözlenen genliği yaklaşık 0.13 gün olarak tespit edildi. Bu durum, yarı-büyük eksen uzunluğunun büyük olduğunu $(a_{12} \sin i' = 11.2 \pm 0.4 AB)$ göstermektedir. LITE parametrelerine göre kütle fonksiyonu 0.85 $M_\odot$ olarak bulundu. Bu bize üçüncü cismin en küçük kütle değerini 2.9 $M_\odot$ olarak hesaplamamızı sağladı ki bu değer çift sistemin olası toplam

kütlesinin çok üstündedir. Bu nedenle, eğer üçüncü cisim normal bir yıldız ise örten çift sistemin çok sığ minimuma sahip olması gerekir. Sistemin baş minimumunda ölçülen ışık değişiminin $\sim 3^m.0$ olduğunu düşünürsek görünmeyen bileşenin çok yoğun küçük bir yıldız olduğunu da söyleyebilir. Üçüncü cismin varlığına ilişkin kanıtlar çok sayıda süzgeç ile elde edilmiş ışık eğrilerinde aranmalıdır. Sistemin ortak kütle merkezinin dikine hız değişiminin genliği 24 kms^{-1} yöresinde beklenmektedir. Bu değişim, yüksek çözünürlüklü tayflarla on yıllar yöresine yayılmış gözlemler sonucunda çıkarılabilir.

V913 Oph'un için hesaplanan Applegate (1992) parametrelerinin modelle uyumlu olduğu görülmektedir (bkz. Çizelge 4). Model, soğuk bileşenin olası manyetik etkinliğinden kaynaklanan ışık ve renk değişimlerine bakılarak denetlenebilir. Üçüncü cisme ilişkin kanıtları toplayabilmek için tayfsal ve fotometrik gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır.

6. Sonuç

Bu çalışmada, dört Algol türü çift sistem RY Aqr, SZ Her, RV Lyr ve V913 Oph için üçüncü cisim olasılığı ve geri tür bileşenin olası manyetik etkinlik çevrimleri etkisi altındaki yörünge dönemi değişimleri incelendi.

Yörünge dönemi değişimlerini açıklamakta ilk olarak sistemlerin etrafında yer alan olası bir üçüncü cismin ortaya çıkardığı LITE kullanıldı. Diğer taraftan konvektif katmana sahip ikinci bileşenin oluşturabileceği manyetik etkinlik, Applegate (1992)'in önerdiği mekanizma ele alınarak değerlendirildi. Applegate (1992) modeli için parametreler, geri tür bileşenin manyetik etkinliği olduğu düşünülerek hesaplandı. Bu modele göre ihtiyaç duyulan parametrelerin değerleri, $\Delta P/P \sim 10^{-5}$, $\Delta L/L \sim 0.1$, $\Delta\Omega/\Omega \sim 0.01$ şeklinde olmalıdır. Buna göre V913 Oph ve RY Aqr'ın çözümleri modelle uyumludur. RY Aqr'nın ikinci bileşeninin bir X-ışın kaynağı olarak manyetik etkinlik işaretleri gösterdiği bilinmektedir (White & Marshall 1983). SZ Her ve RV Lyr içinse Applegate modeli zayıf kalmaktadır. Bu yıldızlar, O-C eğrilerinde gözlenmiş göreli yüksek genlikli sinüs benzeri değişimler göstermelerine karşın modele uymamaktadırlar. LITE, bu durumda bu tür değişimleri açıklamada

daha anlaşılır görünse de manyetik etkinlik açıklaması dışlanmamalıdır.

Algol türü çiftlerin O-C diyagramlarındaki dönemli değişimler olduğu uzun zamandır bilinmektedir (örn. Erdem ve diğ. 2007, Hoffman ve diğ. 2006). Algol tür yıldızlar için önemli bir istatiksel çalışma olan Kreiner, Kim ve Nha (2001) tarafından sunulan O-C Atlası, Budding ve diğ. (2004) tarafından yayınlanan Algol kataloğundaki 171 sistemin O-C eğrisi, klasik Algollerin yaklaşık %50 kadarının çevrimsel veya dönemli yörünge dönemi değişimlerine sahip olduğunu gösterdi. Bu nedenle bu sistemlerdeki olası üçüncü cisimleri tespit edebilmek için daha ayrıntılı fotometrik ve tayfsal araştırmalar yapılmalıdır. Çünkü birçok yakın çiftin çevresindeki üçüncü cisim varlığı, çift yıldızların yörünge çözümlerini ve dikine hız eğrilerini çıkarma amacıyla yapılan çalışmaların sonucunda ortaya çıkarılmıştır (örneğin, Pribulla & Rucinski 2006, Lu ve diğ. 2000, Rucinski ve diğ. 2005).

Bu çalışmada LITE çözümleri çift yıldızın çevresindeki bir üçüncü cismin varlığı konusunda denetlenebilir sonuçlar vermektedir. RY Aqr ve V913 Oph'un çevresindeki olası üçüncü cismin yaklaşık kütleleri sırasıyla 1.1 ve 2.9 $M_{\odot}$ şeklinde olup sistemin toplam kütlesiyle karşılaştırılabilir durumdadır. Eğer üçüncü cisimler, büyük kütleli normal yıldızlar ise çift sistemlerin ışık eğrisindeki minimumlar sığ olmalıdır. Bu görüşe göre, görünmeyen bileşen çok küçük sıkışık bir cisim olabilir. Nitekim V913 Oph'un ışık eğrisi çok derin bir minimuma sahiptir. SZ Her ve RV Lyr için ise üçüncü cisimlerin kütleleri çok büyük değildir; fakat ikinci bileşenin önerilen kütle miktarına çok yakın olmalıdır. Bu durumda fazladan bir bileşenin varlığı, çoklu filtrelerle elde edilmiş alınmış ışık eğrilerinde ve ayrıca yüksek çözünürlüklü tayflarda kendisini gösterecektir. İlerideki çalışmalarda farklı çözüm yöntemleri ve yüksek duyarlıklı veri takımları kullanılarak bu dört sisteme ilişkin üçüncü cisim olasılıkları açıklığa kavuşturulabilir.

Teşekkür. Minimum zamanlarını bize sağlayan Prof. Dr. J.M. Kreiner'e teşekkür ederiz. Ayrıca önerileri ve yorumlarıyla bu makalenin gelişmesinde katkıda bulunan Dr. R. Wichmann'a da teşekkürlerimizi iletiriz.

Kaynaklar

Applegate, J.H.: 1992, ApJ 385, 621
Bakış, V.:2003, M.Sc. Thesis, The Graduate School of Natural and Applied Science, Çanakkale Onsekiz Mart University.
Barai, P., Gies. D.R., Choi, E. ve diğ.: 2004, ApJ 608, 989.
Borkovits, T., Hegedus, T.: 1996, A&AS 120, 63.
Borkovits, T., Elkhateeb, M.M., Csizmadia, Sz. ve diğ.: 2005, A&A 441, 1087.
Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakış, V., Demircan, O.,: 2004, A&A 417, 263.
Chochol, D., Probulla, T., Vanko, M. ve diğ.: 2006, Ap&SS 304, 93.
Demircan, O.: 2000, Variable stars as essential tools, ed. C. İbanoğlu, Dordrecht, Boston, Kluwer Academic Publishers, NATO Science Ser., Series C, Mathematical and Physical Sciences, Vol.544, p.615.
Erdem, A., Soydugan, F., Doğru S.S. ve diğ.: 2007, NewA 12, 613.
ESA: 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA SP-1200; Noordwijk: ESA)
Fetlaar, J.: 1930, BAN 6, 29.
Frieboes-Conde, H., Herczeg, T.: 1973, A&AS 12, 1.
Giuricin, G., Mardirossian, F.: 1981, A&AS 45, 85.
Hall, D.S.: 1989, Space Sciences Reviews 50, 219.
Hall, D.S.: 1990, NATO ASI Series, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu (Dordrect: Kluwer), p.95.
Helt, B.E.: 1987, A&A 172, 155.
Hoffman, D.I., Harrison, T.E., McNamara, B.J. ve diğ.: 2006, AJ 132, 2260.
Illes-Almar;E. Almar, I.: 1963, AcA 13, 72.
Irwin, J.B.: 1959, AJ 64, 149.
Kim,C.-H., Jeong, J.H., Demircan, O., Müyesseroğlu, Z. ve Budding, E.: 1997, AJ 114, 2753.
Kreiner, J.M.: 1971, AcA 21, 365.
Kreiner, J.M., Kim,C.-H., Nha, I.S.: 2001, An Atlas of O-C diagrams of eclipsing binary stars, Printed by Wydawnictwo Naukowe AP, Krakow.
Kukarkin, B.V., Parenago, P.P., Efremov, J.I., Cholopov, P.N.: 1958, Lbscij Katalog Peremennich Zvezd, Moskova.
Lanza, A.F.: 2005, MNRAS 364, 238.
Lu, W., Rucinski, S.M., Ogloza, W.: 2001, Aj 122, 402.
Malamla, A.D.: 1980, ApJS 44, 241.
Malkov, O.Yu., Oblak, E., Snegireva, E.A., Tora, J.: 2006, A&A 446, 785.
Mayer, P.: 1990, BAICz 41, 231.
Maxted, P.F.L., Hill, G., Hilditch, R.W.: 1995, A&A 301, 135.
Pickering, E.C.: 1908, Harvard Colege Obs. Circ., 142.
Popper, D.M.: 1982, Publ. Astron. Soc. Pasific 94, 945.
Popper, D.M.: 1989, ApJS 71, 595.
Pribulla, T., Chochol, D., Tremko, J., Kreiner, J.M.: 2005 ASP Conference Ser. Vol. 335, p.103.
Pribulla, T., Rucinski, S.M.: 2006 AJ 131, 2986.

Rucinski, S.M., Pych, W., Ogloza, W. ve diğ.: 2005, AJ 130, 767.
Shapley, H.: 1913, ApJ 38 1.
Simon, V.: 1999, A&AS 134, 1
Soydugan, F.: 2008, AN 329, 587.
Svechnikov, M.A., Kuznetsova, E.F: 1990, Catalogue of Approximate Photometric and Absolute Elements of Eclipsing Variable Stars, A.M. Gorky University of Urals Publ., Sverdlovsk.
Szekely, P.: 2003, IBVS, 5467.
Todoran, I.: 1963, Studii de Asronomie Anul 8,1.
White, N.E., Marshall, F.E.: 1983, ApJ 268, 117.
Wood, F.B.: 1950, ApJ 112, 196.
Yerli, S.K., Sarna, M.J., Zola, S., Connon, S.R., Tovmassian, G.: 2003, MNRAS 342, 1349.
Zavala, R.T., McNamara, B.J., Harrison, T.E. ve diğ..: 2002, AJ 123, 450.

EKSEN DÖNMESİ GÖSTEREN ÖRTEN DEĞİŞEN ÇİFT SİSTEMLER CW Cep, OX Cas ve CO Lac' ın DÖNEM ANALİZİ ÇALIŞMASI

Ahmet BULUT, İbrahim BULUT, Caner ÇİÇEK , Ahmet ERDEM

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100,
Terzioğlu Yerleşkesi , Çanakkale , Tel: 286-2180020 / 1847 , Faks: 286-2180533,
e-posta: abulut@comu.edu.tr

Özet

Bu çalışmada eksen dönmesi gösteren örten çift sistemler CW Cep, OX Cas, ve CO Lac incelenmiştir. Bu üç sistem için CCD fotometrisi ile 7 adet yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Literatürde bulunan tüm minimum zamanları ile bu çalışmada elde edilen yeni minimum zamanlar birleştirilerek gözlenen sistemlerin O-C eğrileri oluşturulmuş dönem değişimleri analiz edilmiş ve eksen dönmesi parametreleri hesaplanmıştır. CW Cep, OX Cas, ve CO Lac için eksen dönmesi dönemleri sırasıyla 46.031 ± 0.016, 37.843 ±0.015 ve 43.157 ±1.879 yıl olarak bulunmuştur. Sonuçlar üç sisteminde eksen dönmesi dönemlerin kısa olduğunu göstermektedir. CW Cep, OX Cas, ve CO Lac eksantrik sistemlerin ortalama gözlemsel içyapı sabitleri ($\log \bar{k}_{2,obs}$), sırasıyla, -2.098, -2.232 ve -2.388 olarak hesaplanmış ve kuramsal değerlerle karşılaştırılarak tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler : *Örten Değişen Çift Yıldızlar, Eksen dönmesi, Yıldızlar: CW Cep, OX Cas, CO Lac*

Abstract

Three binary systems (CW Cep, OX Cas and CO Lac) showing apsidal motion were studied. Seven times of minima light recorded with CCD Photometers were obtained for these three eccentric-orbit eclipsing binaries. Their O-C diagrams

were analysed using all reliable timings found in the literature with ours, and elements of apsidal motion were improved. We confirm very short periods of apsidal motion of about 46.031 ± 0.016, 37.843 ±0.015 ve 43.157 ±1.879 years for CW Cep, OX Cas and CO Lac, respectively. The observed average values of internal structure constant ($\log \bar{k}_{2,obs}$) of these three systems, CW Cep, OX Cas and CO Lac, are found to be -2.098, -2.232 and -2.388, respectively.

Keywords: Eclipsing binary stars, Apsidal Motion, Individual: CW Cep, OX Cas, CO Lac

1. Giriş

Basık yörüngeli ayrık örten çift yıldızlarda eksen dönmesi çalışmaları yıldız içyapılarına ilişkin önemli bilgiler sunar. Eksen dönmesi çalışmaları minimum zamanı gözlemlerine dayanır. Bunlarla yapılan dönem değişimi analizleri ile gözlemsel olarak yıldızların içyapı sabitleri elde edilebilir. Bu değerler kuramsal yıldız modelleri ile karşılaştırılarak yapılan modellerin test edilmesini sağlar. Eksen dönmesi çalışmaları kuramsal yıldız modellerinin testi için önemli olduğu kadar Genel Relativite Teorisinin testi için de önemlidir.

Bu çalışmada hızlı eksen dönmesi gösteren örten çift sistemler CW Cep, OX Cas ve CO Lac'ın eksen dönmesi, yeni yapılan gözlemler ışığında tekrar incelenmiş ve eksen dönmesi parametreleri hesaplanmıştır.

2. Gözlemler

CW Cep, OX Cas ve CO Lac'ın yeni minimum gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMUG)'de 2006/2007'de 30cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskopu ve buna bağlı ST10X-ME CCD kamera ile BVR filtresinde gerçekleştirilmiştir.

Bu çalışmada söz konusu sistemlerin gözlemlerinden CW Cep için 2 minimum zamanı, OX Cas için 3 minimum zamanı ve CO Lac için de 2 minimum zamanı elde edilmiştir. Minimum zamanları ve standart yanılgıları, Kwee ve van Woerden yöntemi (Kwee ve Woerden, 1958) kullanılarak hesaplanmıştır. Tablo 1'de yeni minimum zamanları listelenmiştir. Elde edilen minimum zamanlar daha önce belirlenen zamanlar ile birleştirilmiş ve eksen dönmesi analizleri yapılmıştır.

Tablo 1: Yeni minimum zamanları

Sistem	Min.Zamanı HJD+2400000	Hatası	E	Türü	Filtre	Gözlemevi
CW Cep	54331.4020	0.0001	4639.5	II	BVR	ÇOMUG
	54357.3533	0.0003	4649	I	BVR	ÇOMUG
OX Cas	54362.3890	0.0004	3064.5	II	BVR	ÇOMUG
	54367.3655	0.0002	3066.5	II	BVR	ÇOMUG
	54428.3118	0.0004	3091	I	BVR	ÇOMUG
CO Lac	54298.3185	0.0002	17354.5	II	BVR	ÇOMUG
	54338.4150	0.0003	17380.5	II	BVR	ÇOMUG

3. Eksen Dönmesi Analizi

Bu çalışmada seçilen ve hızlı eksen dönmesi gösterdikleri bilinen üç sistem OX Cas, CW Cep ve CO Lac'ın eksen dönmesi parametrelerin bulunması için Lacy (1992) tarafından önerilen yöntem kullanılmıştır. Gözlenen minimum zamanlarından oluşturulan veri setine, doğrusal olmayan fit yapan bu yöntemin temel parametreleri yörünge dış merkezliği (e), başlangıç minimum zamanı (T_0), enberi noktası boylamının başlangıç zamanındaki değeri (ω_o), enberi noktası boylamının değişim oranı ($\dot{\omega}$), anomalistik dönem (P_a)'dir. Çözümler sonunda bu parametrelerle birlikte yıldızıl dönem (P_s) ve eksen dönme dönemi (U) de hesaplanmaktadır.

3.1. CW Cep

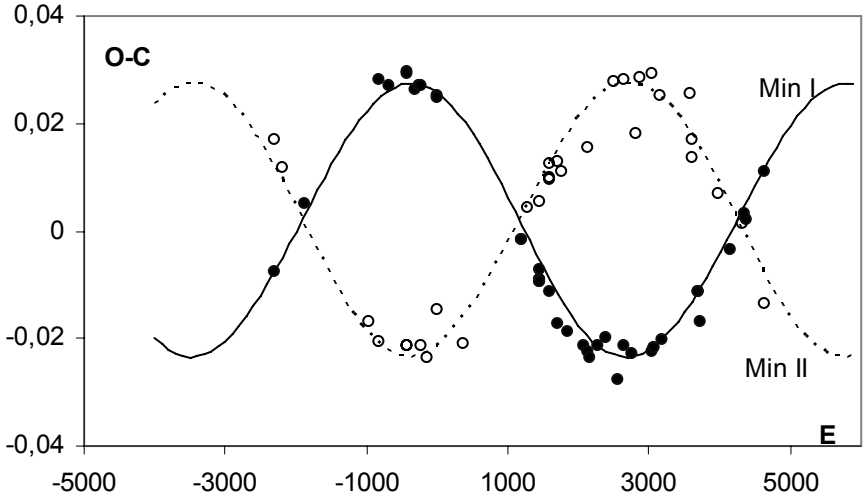
CW Cep (HD 218066, HIP = 113907, BD $+62^0$ 2163, m_v = $7^m.6$, Tayf Türü = B0.5 V, P= 2.73 gün), bilinen bir ayrık eksantrik yörüngeli örten değişen çift yıldızdır. Sistem ilk defa 1942 de çift çizgili tayfsal çift olarak Petrie (1947) tarafından keşif edilmiştir. (Blaauw ve diğ., 1959) sistemin OB3 oymağının bir üyesi olduğu keşfetmiştir. CW Cep eksen dönmesi de gösteren bir sistemdir (öreğin Nha (1975), Söderhjelm (1976), Scarfe (1986), (Giménez ve diğ., 1987) ve Jeffery (1984)). Sistemin eksen dönmesini iyice biriken veri ile ayrıntılı biçimde analiz eden en son çalışmaya Jeffery

(1984) göre eksen dönme dönemi 46 yıl, içyapı sabiti -2.12 olarak hesaplanmıştır. CW Cep çift sisteminde olası bir üçüncü cisimden doğan ışık-zaman etkisi de Jeffery (1984) tarafından ele alınmıştır.

Bu çalışmada sistemin çevrim sayılarının hesabı için

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2441669.5705 + 2^{g}.72914 \times E \quad \ldots (1)$$

lineer ışık elemanları kullanılmıştır. Analizlerde Tablo 1 de verilen yeni minimum zamanlarıyla beraber literatürden toplanan, 42 tanesi birinci minimum olmak üzere, toplam 72 tane minimum zamanı kullanılmıştır. Elde edilen eksen dönmesi parametreleri Tablo 2 de verilmiştir. O-C eğrisi de Şekil 1 görülmektedir.



Şekil 1: CW Cep'in (O-C) değişimi ve bu değişimi belirleyen fit

3.2. OX Cas

Ayrık ve çift çizgili bir örten çift yıldız olan OX Cas (BD $+60^{0}$ 0169, HIP 5391, $V_{mak}= 9^{m}.92$, Tayf Türü B2V+B2V), (Clausen ve Giménez., 1991) tarafından eksantrik bir yörüngeye sahip olduğu bildirilmiştir. Sistemin fotografik ilk ışık eğrisi de aynı çalışmada elde

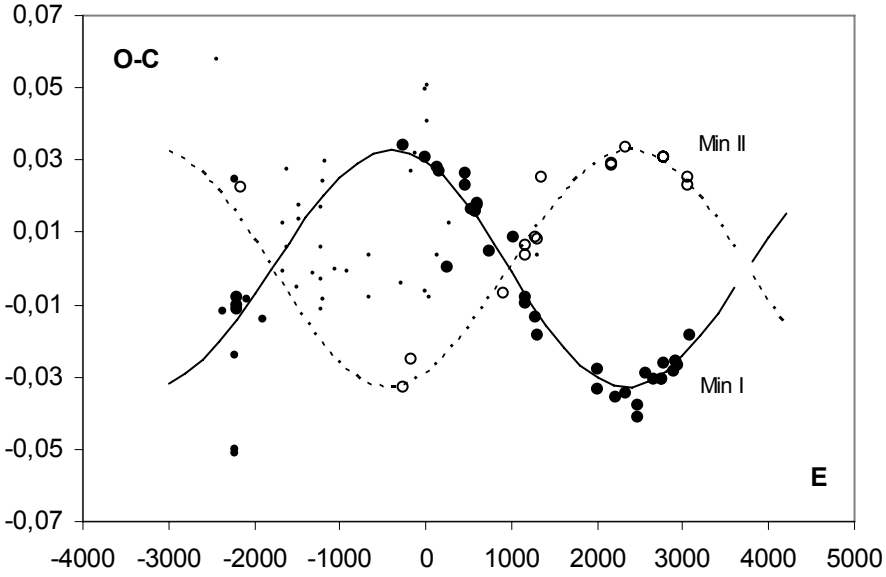
edilmiş ve yörünge dönemi için 1.2 gün değeri verilmiştir. (Han ve diğ., 2002) ve (Claret ve Willems, 2002) de sistemin fotografik gözlemlerini elde etmişlerdir. Sistemin ilk fotoelektrik gözlemleri (Erdem ve diğ., 2004) tarafından yapılmış, UBV süzgeçlerinden ışık eğrileri elde edilmiştir. (Wolf ve diğ., 2006), bu çalışmada sistemin yörünge döneminin daha önce elde edilen değerinden iki kat büyük olduğunu bulmuştur. (Wolf ve diğ., 2006) tarafından gözlenen UBV ışık eğrileri, Reim (1957) tarafından "WINK ışık eğrisi analiz programı Gayer (1958)" kullanılarak çözülmüştür. Bu sonuçlardan sistemin eksen dönme döneminin 10 yıldan daha küçük olabileceği önerilmiştir. Filin (1962), sistem için yeni minimum zamanları içeren bir dönem analizi çalışması yapmıştır. Sistemin ilk tayfsal çalışması] (Frazier ve Hall, 1975) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada sistemin kütle oranı için 0.88 değeri elde edilmiştir. (Mardirossian ve diğ., 1980), OX Cas'ın eksen dönmesi analizini yenileyerek, eksen dönmesi dönemi için 39.7 yıl değerini hesaplamışlardır. Ayrıca buldukları bu eksen dönmesi dönemine göre belirlenen gözlemsel içyapı sabitinin, kuramsal değerlerden daha küçük olduğunu da belirtmişlerdir. Daha sonra sistemin kapsamlı bir çalışmasını yapan Wood (1972), ubvy süzgeçlerinde yaptıkları gözlemleri, WINK programıyla analiz ederek, sistemin fotometrik ve salt parametrelerini elde etmişlerdir. Aynı çalışmalarında gözledikleri ışık eğrilerinde, ikinci minimum ortasının 0.476 evresine karşılık geldiğini belirtmişlerdir. Ayrıca bu araştırmacılar, sistemin NGC 381 açık kümesinin üyesi olamayacağı sonucuna da varmışlardır. Busch (1978), sistemin dönem analizini yineleyerek, eksen dönmesi döneminin 37.3 yıl ve içyapı sabitinin de $(\log \bar{k}_{2,obs})$ = 0.0060 olduğunu belirlemişlerdir. (Schiller ve Milone, 1987) tarafından hazırlanan eksen dönmesi gösteren yıldızlar kataloğunda, OX Cas kısa dönemli bir eksen dönmeli yıldız olarak yer almıştır. (Khaliullin ve diğ., 1987), bu yıldızın dönem analizi tekrarlayarak, eksen dönme dönemini 36.762 yıl ve iç yapı sabitini de $(\log \bar{k}_{2,obs})$ = -2.226 olarak hesaplamıştır. (Crinklaw ve Etzel, 1989), (Wolf ve diğ., 1997), (Petrova ve Orlav, 1999), Bulut (2003), (Bulut ve Demircan, 2003) ve (Agerer ve Hüsbscher, 2003), sisteme ait yeni minimum zamanları yayınlamışlardır. Nelson (2003), OX Cas'ın eksen dönmesi üzerine yeni bir ayrıntılı çalışma yapmışlardır. Bu çalışmada eksen dönme analizi için Lacy (1992) tarafından geliştirilen

yöntem kullanılmıştır. Sistemin bulunan yeni eksen dönme dönemi, 38.2 yıl ve içyapı sabiti de ($\log \bar{k}_{2,obs}$) = -2.236'dir.

Bu çalışmada sistemin çevrim sayılarının hesabı için

Min I = HJD 2446733.7600 + 2^g.489347xE
... (2)

lineer ışık elemanları kullanılmıştır. Analizlerde Tablo 1 de verilen yeni minimum zamanlarıyla beraber literatürden toplanan, 37 tanesi birinci minimum olmak üzere, toplam 52 tane fotometrik minimum zamanı kullanılmıştır. Görsel ve fotografik minimum zamanları analizlerde kullanılmamıştır. Elde edilen eksen dönmesi parametreleri Tablo 2 de verilmiştir. O-C eğrisi de Şekil 2'de görülmektedir.



Şekil 2: OX Cas'ın (O-C) değişimi ve bu değişimi belirleyen fit

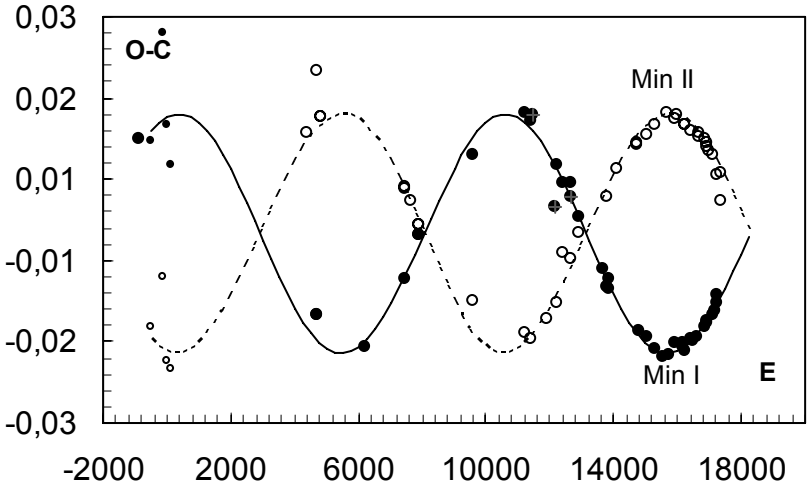
3.3. CO Lac

CO Lac, hızlı eksen dönmesi gösteren bir örten çift yıldız sistemidir. CO Lac (BD $+56^0$ 2857, SAO 34798, HD 240058, HIP 112436, $V_{\max} = 10^m.5$, tayf türü B9V, yörünge dönemi 1.54 gün)'ın değişen bir yıldız olduğu Hübscher (2005) tarafından fotografik gözlemlerle keşfedilmiştir. (Hübscher ve diğ., 2005), sistemin eksen dönmesi gösterdiğini ve eksen dönme döneminin yaklaşık 40 yıl olduğunu belirtmiştir. (Bíró ve diğ., 2006), sistemin dış merkezliğinin e = 0.028 ve eksen dönme döneminin 25 yıl olduğunu hesaplamıştır. (Švaříček ve diğ., 2008), sistemin fotometrik gözlemlerini yaparak ışık eğrilerini elde etmiş ve bunları da analiz ederek sistemin fotometrik parametrelerini belirlemiştir. Bu ışık eğrilerinde ikinci minimum ortasının 0.5071 evresine karşılık geldiği görülmüştür. Ayrıca bu çalışmada eksen dönmesi dönemi için 42.5 yıl değeri bulunmuştur. Zonn (1933) yaptığı tayfsal çalışmayla, sistemin tayfsal yörünge elemanlarını hesaplamıştır. Utterdijk (1934) tarafından yapılan eksen dönmesi analizinde eksen dönmesi dönemi 44.5 yıl olarak bulunmuştur. Son olarak da Zonn (1950) tarafından dönem analiziyle sistemin eksen dönmesi dönemi 43.36 yıl olarak belirlenmiştir. (Crinklaw ve Etzel, 1989), CO Lac için 50 yıllık gözlem zamanı elde ederek dönem analizi yapmışlar ve eksen dönme dönemini 42.9 yıl olarak hesaplamışlardır. Buradan sistemin ortalama gözlemsel içyapı sabiti ise $(\log \bar{k}_{2,obs})$ = -2.2362 olarak bulunmuştur. Sistemin ortalama teorik içyapı sabiti. $(\log \bar{k}_{2theo})$ = -2.2618 olarak belirlenmiştir. Semeniuk (1967), CO Lac sistemi için yaptığı çalışmada yörüngenin basıklık değerini e = 0.0289, eksen dönme dönemini 43.37 yıl ve içyapı sabitini $(\log \bar{k}_{2,obs})$ = -2.2395 olarak hesaplamıştır. Sistemin HR diyagramındaki konumları kullanılarak evrim durumu da bu çalışmada tartışılmıştır. CO Lac'ın eksen dönmesini en son çalışan Nelson (2003), eksen dönme dönemini 43.4 yıl, içyapı sabitlerini $(\log \bar{k}_{2,obs})$ = -2.2390 ve $(\log \bar{k}_{2theo})$ = -2.400 olarak bulmuştur.

Bu çalışmada sistemin çevrim sayılarının hesabı için

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2427534.0762 + 1^{\text{g}}.5422073 \text{xE} \qquad \ldots (3)$$

lineer ışık elemanları kullanılmıştır. Analizlerde Tablo 1 de verilen yeni minimum zamanlarıyla beraber literatürden toplanan, 38 tanesi birinci minimum olmak üzere, toplam 76



Şekil 3: CO Lac'ın (O-C) değişimi ve bu değişimi belirleyen fit

tane minimum zamanı kullanılmıştır. Elde edilen eksen dönmesi parametreleri Tablo 2 de verilmiştir. O-C eğrisi de Şekil 3'te gösterilmektedir.

Tablo 2: CW Cep, OX Cas ve CO Lac'ın yeni ışık elemanları ve eksen dönmesi parametreleri

Parametre	**CW Cep**	**OX Cas**	**CO Lac**
T_0 (HJD)	2441669.5962 ± 0.002	2446733.7909 ± 0.0003	2427534.0909 ± 0.0037
P_a (gün)	2.72958251 ± 0.0000015	2.48979460 ± 0.00000018	1.54235803 ± 0.0000657
P_s (gün)	2.72913944 ± 0.00000021	2.48934620 ± 0.0000025	1.54220713 ± 0.00000929
e	0.0291	0.0411	0.0293
$\dot{\omega}$			

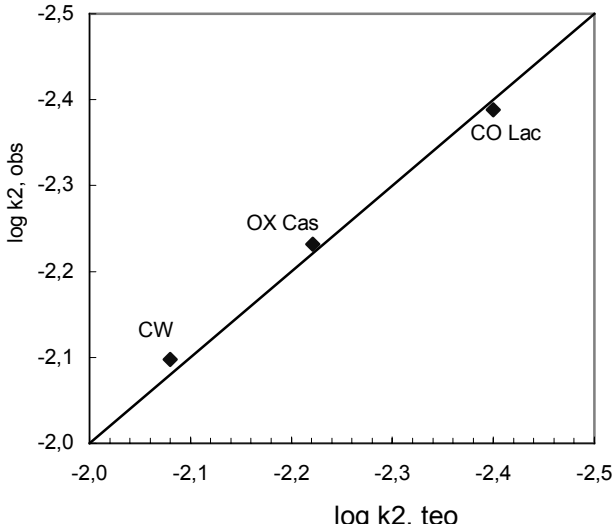
(º/çevrim)	0.0199 ± 0.00000034	0.0113158 ± 0.00000045	0.0061472 ± 0.000026
ω_o (º)	201.2 ± 0.0010	202.8 ± 0.0008	167.9 ± 0.0008
i (º)	82.5	88.2	85.4
U (yıl)	46.031 ± 0.016	37.843 ±0.015	43.157 ±1.879

4. Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada hızlı eksen dönmesi gösteren çift sistemler CW Cep, OX Cas ve CO Lac'ın eksen dönmesi olayı, yeni gözlemler ışığında yeniden incelenmiştir. Yapılan dönem analizleri sonucunda CW Cep, OX Cas ve CO Lac için eksen dönmesi dönemleri sırasıyla 46.031 ± 0.016, 37.843 ±0.015 ve 43.157 ±1.879 yıl olarak hesaplanmıştır. Bulunan sonuçlar, literatürle uyumlu çıkmıştır.

Tablo 3: CW Cep, OX Cas ve CO Lac'ın örten çift sistemin salt öğeleri ve içyapı sabitleri

Parametre	**Birim**	**CW Cep**	**OX Cas**	**CO Lac**
M_1	M_Θ	12.41	7.2	3.13
M_2	M_Θ	11.41	6.3	2.75
r_1	-	0.2288	0.256	0.25
r_2	-	0.2191	0.2304	0.21
i	º	82.5	84.15	85.35
Kaynak		Nha (1975)	Wood (1972)	(Mossakovskaya ve Khaliullin., 1987)
$\dot{\omega}_{rel}$	(º/çevrim)	0.002312	0.001685	0.001331
$\dot{\omega}_{rel} / \dot{\omega}$	%	4.0	2.6	3.8
$\log \bar{k}_{2,obs}$		-2.098	-2.232	-2.388
$\log \bar{k}_{2,teo}$		-2.08005	-2.22100	-2.40000



***Şekil 4*:** Gözlemsel ve teorik ortalama içyapı sabitlerinin karşılaştırılması

Her üç sistemin salt öğeleri ve eksen dönmesi dönemleri bilindiğinden gözlemsel içyapı sabitleri ($\log \bar{k}_{2,obs}$) duyarlı biçimde hesaplanabilir. Bunun için öncelikle gözlenen eksen dönmesine, relativistik eksen dönmesinin katkısı belirlenmelidir. Smak (1967)'un enberi noktasının boylamsal yerdeğiştirmesi için verdiği relativistik katkı bağıntısı kullanıldığında, üç sistem için bu katkının %4 den daha küçük olduğu görülmektedir. Bu oran gözlemsel eksen dönmesinden çıkarıldığında ve sistemler enberi noktasında eş-dönme yaptığı kabul edildiğinde, CW Cep, OX Cas ve CO Lac için hesaplanan gözlemsel ortalama iç yapı sabitleri ($\log \bar{k}_{2,obs}$), sırasıyla, -2.098, -2.232 ve -2.388 olarak bulunmuştur. Bu değerler (Mossakovskaya ve Khaliullin., 1987)'ın verdiği teorik ortalama içyapı sabitleriyle ($\log \bar{k}_{2,teo}$) karşılaştırıldığında değerler arasında uyuşumun çok iyi olduğu görülmektedir. Tablo 3'de sistemlerin gözlemsel ortalama içyapı sabitlerinin hesaplanması için kullanılan parametreler verilmiştir. Şekil 4'de ise gözlemsel ve teorik ortalama içyapı sabitlerinin karşılaştırılması görülmektedir.

Kaynaklar

Agerer, F., Hüsbscher, J. 2003, 'Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5484,1.
Bíró, I. B., Borkovits, T., Csizmadia, S., et al, 2006, 'New Times of Minima of Eclipsing Binary Systems and of Maximum of SXPHE Type Stars ', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5684,1.
Blaauw, A., Hiltner, W. A., Johnson, H. L., 1959, 'Photoelectric Photometry of the Association III Cephei', *Astrophysical Journal,* vol. 130, p.69.
Bulut, I., Demircan, O. 2003, 'Photoelectric Minimum Times of Some Eclipsing Binary Stars', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5476,1.
Bulut, I., 2003, 'Örten Çift Yıldızlarda Eksen Dönmesi, Doktora Tezi'.
Busch H., 1978, 'Beobachtungsergebnisse des Arbeitskreises "Veränderliche Sterne" im Kulturbund der DDR. (Teil V)', *Mitt. Veränderliche Sterne*, Band 8, p. 78 – 82.
Claret, A., Willems, B. 2002, 'New results on the apsidal-motion test to stellar structure and evolution including the effects of dynamic tides', *Astronomy and Astrophysics*, 388, v.388, p.518-530.
Clausen, j. V., Giménez, A., 1991, 'Absolute dimensions of eclipsing binaries. XVIII - The Cepheus OB 3 member CW Cephei', *Astronomy and Astrophysics*, 241, p. 98-106.
Crinklaw, G., Etzel, P. B. 1989, 'A photometric analysis of the eclipsing binary OX Cassiopeiae', *Astronomical Journal*, 98, p. 1418-1426.
Erdem, A., Soydugan, E., Soydugan, F., et al. 2004, 'A new photometric study of CW Cephei and its apsidal motion', *Astronomische Nachrichten*, p.336-342.
Filin, A. Y. 1962, Bull. Astrophys. Inst. Tadjik, 31, 34.
Frazier, T. H., Hall, D. S. 1975, 'Photometry of the Eclipsing Binary OX Cassiopeia, a Possible Member of NGC 381', *Acta Astron*, Acta Astronomica, vol. 25, no. 1, p.117-124.
Gayer, E. 1958, Kleine Veröff. Remeis Sternw. Bamberg, 25,8.
Giménez, A., Kim, Ch. –H., Nha, I. –S. 1987, 'Apsidal motion in the early-type eclipsing binaries CW Cephei, Y Cygni and AG Persei', *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 224, p. 543-555.
Han, W., Kim, Ch,-H., Lee, W, -B., Koch, R. H. 2002, 'Photometric Studies of CW Cephei', *Astronomical Journal*, v.123, p. 2724-2732
Hübscher, J. 2005, 'Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5643,1.
Hübscher, J., Paschke, A., Walter, F. 2005, 'Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5657,1.

Jeffery, C. S., 1984, 'Apsidal motion in main-sequence binary stars', *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society,* 207, p. 323-337.
Khaliullin, Kh. F., Kozyreva, V. S., Leontiev, S. E. 1987, 'Apsidal motion in the eclipsing binary system OX CAS', *Astrophys. Space Sci.*, v.138, p. 361-368.
Kwee, K., K., ve van Woerden, H. 1958, 'Investigation of variations in the period of sixteen bright short-period eclipsing binary stars', Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands, Vol. 14, p.131.
Lacy, C. H. S. 1992, 'An exact solution of the ephemeris-curve problem', *Astronomical Journal* , vol. 104, no. 6, p. 2213-2216.
Mardirossian F., Mezzeti M., Predolin F., Giuricin G., 1980, 'Photometric elements of the eclipsing binary OX CAS', *Astronomy and Astrophysics,* vol. 82, p. 386, 387.
Mossakovskaya,L. V., Khaliullin, Kh. F. 1987, 'The Third Light in the Eclipsing System with the Apsidal Motion Co-Lacertae', *AstronomıcheskII Tsirkulyar*, no.1495, 5.
Nelson, R. H. 2003, 'CCD Minima for Selected Eclipsing Binaries in 2002', *Information Bulletin on Variable Stars*, 5371,1.
Nha, I. –S. 1975, 'CW Cephei - an important close binary member of the III Cephei association', *Astronomical Journal*, vol. 80, p. 232-238.
Petrie, R. M. 1947, 'The spectrographic orbits and dimensions of HD 218066', *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* Victoria, 7, 305.
Petrova, A. V., Orlav, V. V. 1999, 'Apsidal Motion in Double Stars. I. Catalog', *Astronomical Journal*, vol.117, p. 587-602.
Reim, W. 1957, Kleine Veröff. Remeis Sternw. Bamberg, 17,1.
Scarfe, C. D. 1986, 'Photometry of Apsidal Motion Stars - a Progress Report', *Instrumentation and Research Programmes for Small Telescopes. Proceedings of the 118th. Symposium of the International Astronomical Union*, p.319.
Schiller, S. J., Milone, E. F. 1987, 'Spectroscopic Investigation of the Eclipsing Binary OX Cas', *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 19, p.642.
Semeniuk, I.1967, 'Apsidal Motion in Binary Systems. I. CO Lacertae, an Eclipsing Variable with Apsidal Motion', *Acta Astronomica,* Vol. 17, p.223.
Smak, J.1967, 'The Spectroscopic Orbit of CO Lacertae', *Acta Astron*, vol. 17, p. 245.
Söderhjelm, S. 1976, 'A re-discussion of CW Cep', *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.*, 25, 151-158.
Švaříček, P. Wolf, M. Claret, A. Kotková, L. Brát, L. Šmelcer, L. Zejda, M. 2008, 'Rapid apsidal motion in eccentric eclipsing binaries: OX Cassiopeia,

PV Cassiopeia, and CO Lacertae', *Astronomy and Astrophysics*,vol. 477, p.615-620.
Utterdijk, J. 1934, Bull. Astron. Inst. Neth., 7, 159.
Wolf, M., Kucáková, M., Kolasa, M., et al, 2006, 'Apsidal motion in eccentric eclipsing binaries: CW Cephei, V478 Cygni, AG Persei, and IQ Persei', *Astronomy and Astrophysics*, Vol. 456, p.1077-108.
Wolf, M., Šarounová, L., Diethelm, R. 1997, 'Apsidal motion in the eclipsing binary OX Cassiopeiae', *Astronomy and Astrophysics*, v.317, p.104-107.
Wood, D. B., 1972, 'A Computer Program for Modeling Non-Spherical Eclipsing Binary Systems' , Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Vol. 85, p.253.
Zonn, W. 1933, Wilno Bull., 14, 3.
Zonn, W. 1950, Torun Bull., 9, 18.

ÜÇ ÖRTEN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN DÖNEM DEĞİŞİMİ, U CORONAE BOREALIS, DI PEGASI ve AH VIRGO

Şeyma ÇALIŞKAN[1], Taner TANRIVERDİ[1], Aslı Elmaslı[1], Tolgahan Kılıçoğlu[1], Berahitdin ALBAYRAK[1], Selim O. SELAM[1]

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara
e-mail:seyma@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet

Bu çalışmada U CrB, DI Peg ve AH Vir çift sistemlerinin yörünge dönemi değişimleri, tutulma minimum zamanları ile oluşturulan O-C diyagramları yardımıyla incelendi. U CrB'in O-C diyagramı, 2. dereceden bir polinom üzerine binmiş çevrimli bir yapı ile temsil edilebilirken, DI Peg'in O-C diyagramı iki çevrimsel yapının bileşkesi şeklinde bir karakter göstermektedir. AH Vir'in dönem değişim karakteristiği ise 2. derece polinom ve bir çevrimsel yapının üstüste binmesi ile ifade edilebilmektedir. Yapılan analizlerde, O-C diyagramlarında izlenen 2. derece polinomlar bileşenlerarası kütle aktarımı/kaybı olarak ele alındı, çevrimsel yapılı değişimler sistemlere çekimsel olarak bağlı ilave cisimlerin yarattığı ışık-zaman etkisi veya geç tür bileşenlerinin çevrimli manyetik aktivitesi olarak yorumlandı. Bu yolla gerçekleştirilen O-C analizleri sonucunda, sistemlerin dönem değişimlerine ilişkin elde edilen fiziksel parametreler sunulmuştur.

***Anahtar Kelimeler**, Yakın çiftler, dönem değişimi, kütle aktarımı/kaybı, ışık-zaman etkisi, manyetik etkinlik*

Abstract

In this study, the orbital period variations of the binary systems U CrB, DI Peg and AH Vir have been analyzed by using their O-C diagrams constructed for their eclipse minima times. While the O-C diagram of U CrB can be

represented with a cyclic variation superimposed on a 2nd degree polinomial, the O-C diagram of DI Peg shows a character of combination of two cyclic structure. The charater of O-C diagram of AH Vir can be best described by the superposition of a cyclic variation and a 2nd degree polinomial. While during the analysis, the 2nd degree polinomials are taken in account as mass exchange/loss between the components, the cyclic structures are interpreted as light-time effect of gravitationally bound additional components or cyclic magnetic activitiy of their late-type components. According to the O-C analyses performed in this way, the physical parameters related to the period variations of the systems are presented.

Keywords, *close binaries, period variation, mass exchange/loss, light-time effect, magnetic activity*

1. Giriş

Örten çift sistemler yıldız astrofiziğinde yıldızların fiziksel ve dinamik özelliklerini belirlemede sağladığı kolaylıklar nedeniyle en iyi laboratuarlardır. Bu tür çift sistemler yıldızların evrim durumlarını test etmede önemli bir yere sahiptirler. Ancak bu tür sistemler dahi zamanla dönemli değişimler gösterebilmektedirler. Örten çift sistemlerde gözlenen dönem değişimleri kütle aktarımı/kaybı, ışık zaman etkisi, manyetik aktivite ve eksen dönmesi ile açıklanabilir.

Bir sistemde kütle aktarımı/kaybı olduğuna dair bir çok önemli delil vardır, tayfındaki değişen salma çizgileri, asimetrik ve değişen ışık eğrileri, güçlü ve/veya değişen x ışın ve/veya radyo-akı yoğunlukları.

Soğuk yıldızların manyetik etkinlik gösterdiği ve bu etkinliğin tıpkı Güneş'te olduğu gibi çevrimsel yapılı değişimler gösterdiği bilinmektedir. Yakın çift yıldızlarda manyetik alanın asıl etkisi açısal momentum değişimi üzerinde olacaktır, açısal momentum değişimi bileşenlerin eşpotansiyel yüzey değişimine neden olacak, bu da eşdönme nedeniyle yörünge açısal momentumuna yansıdığı için sistemin yörünge dönemi, dönemli salınımlar yapacaktır. Bu dönem salınımlarının ortalama değeri yıldızın manyetik çevrim

dönemine eşit olmalıdır. Bileşenlerinden biri F5 den daha geç tayf türünde olan yakın çift yıldızların dönem değişimindeki salınımlar bu tür manyetik etkilere bağlanmaktadır (Hoffman ve diğ. 2006).

Yakın çift yıldızların yörünge dönemi değişimlerinde ilave cisim etkisinin çift sistem üzerindeki etkisini Irwin(1959) tarafından irdelendi. Bu irdelemeye göre sadece çift sisteme fiziksel olarak bağlı üçüncü bir cismin çekim etkisiyle oluşan dönem değişimi düzgün ve dönemli olmalıdır.

Örten çift yıldız sisteminin yörüngesi eliptik ise ve elipsin büyük ekseni bakış doğrultusunda değilse, fotometrik gözlemlerde minimumlar asimetrik ve eş süreli olmadığı gibi ikinci minimum da 0.5 evresinde bulunmaz. Böylesi gözlemsel bir durum yörüngenin elips olduğunu gösterir. Böyle bir sistemin minimum zamanları uzunca bir süre gözlenirse ikinci minimum evresinin komşu birinci minimumlara göre periyodik olarak yer değiştirdiği görülür.

Bu çalışmada U CrB, DI Peg ve AH Vir çift sistemlerinin literatürden toplanan ve gözlenen yeni minimum zamanlarıyla yörünge dönem değişimleri incelendi. Bu üç sistemin gözlenen dönem değişimlerinin çevrimsel olduğu ve örten çifte çekimsel olarak bağlı bir üçüncü cismin sebep olduğu ışık zaman etkisininden kaynaklandığı sonucuna varıldı.

2. Hedef Yıldızlara Genel Bakış

U CrB (SAO 64619, P=3.452211 gün) Algol türü örten çift sistemdir. Bu sistemin fotoelektrik ışık eğrisi ilk olarak Kordylewski&Szafraniec(1957), Wood(1958a,b), Catalano ve diğ.(1966), Svolopoulos&Kapranidis (1972) ve Olson(1982) tarafından gözlendi. Sistemin ilk ışık eğrisi analizi UPS (Utrecht Photometrical system) kullanılarak Van Gent(1989) tarafından yapıldı. Yerli ve diğ.(2003), Wood(1958a,b), Van Gent (1989) ve Hipparcos gözlemlerini W-D (Wilson&Devinney(1971)) ışık eğrisi analiz programını kullanarak çözdüler. Dikine hız çalışması için Batten&Tomkin(1981) tarafından elde edilen K_1 değerini ve kendi çalışmalarında elde ettikleri K_2 değerini kullandılar. Sistem parametrelerini, $M_1=4.74\pm0.28M_{\odot}$, $M2=1.46\pm0.06M_{\odot}$, $K_1=58.6\pm2$ kms^{-1}, $K_2=185.2\pm5$ kms^{-1}, $R_1=2.79\pm0.11R_{\odot}$, $R_2=4.83\pm0.15R_{\odot}$,

$\log L_1/L_\odot$=2.41, $\log L_2/L_\odot$=1.2 ve i=78.7±0.3 olarak elde ettiler. U CrB sisteminin dönem değişimi Chandler (1889), Hellerich (1922), Gadomski(1930) ve Dugan&Wright (1939) tarafından çalışıldı. Daha sonra, Frieboes-Condoe&Herczeg (1973) ışık zaman etkisi sebebiyle sistemde dönem değişimi gösterdiğini belirtiler. Kreiner&Ziolkoski(1978) sistemde kaydadeğer bir dönem değişimi olmadığını fakat yarı-çevrimsel değişim olabileceğini belirti. Sonrasında Bakos&tremko (1981) sistemdeki O-C değişiminin üçüncü cisimden kaynaklandığını vurguladı. Son olarak Van Gent (1982) sistemde ışık zaman etkisinden kaynaklanan bir dönem değişimi olduğunu fotometrik, astrometrik ve spektroskopik olarak elde etti.

DI Peg (SAO 108667, P=0.71181641gün) Algol türü örten bir çift sistem. Örten çift yıldız olduğu ilk olarak Morgenroth (1934) tarafından ifade edildi. Fotoelektrik ışık eğrisi Jensch (1934) tarafından yayınlandı. Rucinski (1967), sistemi analiz ederek geometrisini elde etti ve Kruszewski (1964) tarafından yapılan fotometrik gözlemleri kullanarak DI Peg sisteminin dönemini buldu. Geometrik elemanlarından sistemin toplam ışığına %24 kadar bir üçüncü ışık katkısı olduğunu buldu. Binnendijk (1973), Mardirossian (1980), Wilson&Rafert (1980) ve Chaubey (1982) tarafından sistemin ışık eğrisi çözümü yapıldı. Sisteme ait fotometrik çalışmalar dışında bir kaç spektroskopik çalışmada yapıldı. Rucinski (1967) M.C. Bretz tarafından Haute Provence'de elde edilen sistemin iki tayfını kullanarak birinci bileşenin tayf türünü F4IV olarak belirledi. Diğer taraftan, Lu(1992) sistemin fotometrik ve spektroskopik çalışmasını yaptı ve bu sistemde tayf türü K4 olan bir üçüncü cismin varlığını gösterdi ve sistem parametrelerini M_1=1.184±0.03$M_\odot$, M2=0.698±0.02$M_\odot$, R_1=1.412±0.029$R_\odot$, R_2=1.374±0.029$R_\odot$, L_1=3.82±0.58$L_\odot$, L_2=0.75±0.05 $L_\odot$ olarak buldu. Gaposchkin(1953) sistemin döneminin değişitiğini buldu. Sistemin O-C analizi Ahnert (1967) tarafından elde edildi. Bu analiz 1929 dan 1973 aralığındaki minimum zamanları kapsamaktaydı. Bu çalışmada, şiddetli düzensizliklerin sebebinin kütle aktarımı veya üçüncü cisimnden kaynaklandığı öne sürüldü. Lu(1992) sistemin O-C değişimini inceledi ve mümkün ışık zaman etkisinin varlığını vurguladı.

Vinko(1992) sistemin yörünge elemanlarını asini(10^6 km)=115±31, e=0.66±0.2, w(rad)=2.5±0.4, Pyör(gün)=8070±500 olarak hesapladı. Fakat sonuçlar çalışmada kullanılan verilerin yetersizliği nedeniyle kesinlik kazanmadı.

AH Vir (SAO 100003, P=0.407) W UMa türü örten çift sistemdir. Ayrıca çift sistem ADS 8472B'nin görsel bir üyesi. İlk ışık değişimi Guthnick ve Prager (1929) tarafından keşfedildi. İlk fotoğrafik ışık eğrisi Prager (1929) tarafından yayınlandı. Bu çalışmada sistemin yörünge dönemi yanlış hesaplanmıştır. Laurse (1934,1935 ve 1937) sistemi gözledi ve Prager (1929) tarafından yanlış olarak hesaplanan yörünge dönemini doğru olarak hesapladı. Daha sonra Chang (1948), Prager (1929) tarafından elde edilen ışık eğrisini doğru yörünge dönemiyle analiz etti. Sistemin fotometrik gözlemleri Kitamura ve diğ.(1957), Bakos (1977), Hoffman (1981), Niarchos (1983) ve Demircan (1987) tarafından yapıldı. Sistemin fotometrik analizi Lucy(1973), Hilditch (1981), Niarchos (1983), Kaluzny (1984), Jabbar&Koppal (1983) ve Binnendijk (1984) tarafından yapıldı. Chang(1948) tarafından sistemin ilk dikine hız eğrisi gözlendi ve Pyörünge elemanlarını hesaplamak için Prager(1929) tarafından elde edilen ışık eğrisi ile birleştirildi. Elde edilen yörünge elemanlarından sistemin kütle oranı 0.42 olarak hesaplandı. Kaluzny(1984), Jabbar&Kopal(1983) ve Binnendijk (1984) sistemin fotometrik analizinden kütle oranını buldular fakat Lu (1993) tarafından elde edilen kütle oranı gibi tam doğru değildi. Lu(1993) genişletme foksiyonu methoduyla dikine hız ölçümleri yaparak sistemin kütle oranını 0.3 olarak hesapladı. AH Vir'in dönem değişimi Kwee(1958), Binnendijk (1960), Wood&Forbes (1963), Purgathofer&Prochazka(1967), Bakos (1977), Niarchos (1983), Demircan(1991), Hobart (1999), Pribulla&Rucinski (2006) ve Steinbach (2007) tarafından çalışıldı. Sistemde kütle kaybı ve ışık zaman etkisi olduğunu ilk olarak Demircan(1991) öne sürdü. Hobart ve diğ. (1999), AH Virgo'nun O-C diyagramını oluşturdu ve çevrimsel olmayan uzun dönemli dönem değişimini göz önüne alarak analiz yaptı. Pribulla&Rucinski (2006) üçüncü cismin kütlesini $0.65M_{\odot}$, yörünge dönemini ise 41.1 yıl olarak

hesapladılar. Rucinski ve diğ. (2007) adaptiv optik kullandılar ve çift sistemden 1".707 uzaklıkta bir bileşen belirlediler.

d) Gözlemler ve Yeni Minimumlar

U CrB, DI Peg ve AH Vir'in yeni minimum zamanları sırasıyla 06 Mart-26 Haziran 2007, 01-07 Eylül 2007 ve 26 Haziran 2008 tarihlerinde Ankara Üniversitesi Gözlemevinde (AUG) elde edildi. DI Peg'in gözlmeleri 40 cm Kreiken teleskobu ve ona bağlı Apogee ALTA U47+CCD kamera, U CrB ve AH Vir gözlemleri ise 30 cm Maksutov teleskobu ve ona takılı olan SSP-5A fotometresi ile yapıldı. Gözlemlerde her bir hedef yıldız için mukayese ve denet yıldızları seçildi.Ayrıca her gece için atmosferik sönümleme katsayıları da mukayese yıldız gözlemleri kullanılarak hesap edildi. Değişen ve mukayese yıldızların bazı özellikleri Çizelge 1'de verilmektedir. Herbir yıldızın minimum zamanları Kwee ve van Woerden (1956) metodu kullanılarak belirlendi. Belirlenen bu yeni minimum zamanları Çizelge 2'de verilmektedir.

Çizelge 1. Gözlenen değişen ve mukayese yıldızalarının tayf türü ve maksimum parlaklık değerleri.

Yıldız			Tayf Türü	V(mag)
U CrB	Değişen	HIP 74881	B7Vv	7.82
	Mukayese	HIP 75104	F5	6.86
DI Peg	Değişen	HIP 116167	F0IVn	9.52
	Mukayese	BD+14 5004	K0	9.83
AH Vir	Değişen	HIP 59683	K0V	9.33
	Mukayese	HIP 59857	K2	9.63

Çizelge 2. AUG de elde edilen yeni fotoelektrik ve ccd minimum zamanlarının listesi.

Yıldız	HJD	Error		Tip	Teleskop
U CrB	2454166.4951	0.0003	pe	I	Maksutov
U CrB	2454280.4172	0.0003	pe	I	Maksutov
DI Peg	2454345.4486	0.00002	ccd	I	Kreiken
DI Peg	2454351.5003	0.0001	ccd	II	Kreiken
AH Vir	2453443.3470	0.0003	pe	I	Maksutov
AH Vir	2453443.5520	0.0003	pe	II	Maksutov
AH Vir	2454523.5148	0.0003	pe	II	Maksutov

Hedef yıldızlar için literatürden görsel, fotografik, fotoelektrik ve ccd minimum zamanları toplandı ve düzenlendi. Analizde DI Peg için 1983 yılından sonraki ve AH Vir için, büyük ölçüde saçılma gösterdiklerinden dolayı görsel minimum zamanları kullanılmadı. Ek olarak, genel trende uymadığı gerekçesiyle analizde bir kaç minimum zamanı da kullanılmadı.

4. Hedef Yıldızların Dönem Değişimleri

Şekil 1 ve 3 te görüldüğü gibi, U CrB ve AH Vir sistemleri için yapılan analizlerde ışık zaman etkisi kaynaklı dönem değişimleri göstermektedir. Çift sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü cismin varlığı ve ilgili parametreler Irwin(1959) tarafından geliştirilen method ile hesaplandı..

$$\tau = \frac{A}{\sqrt{1-e'^2\cos^2 w'}}\left\{\frac{1-e'^2}{1+e'\cos\upsilon'}\sin(\upsilon'+w')+e'\sin w'\right\} \quad (1)$$

$$A = \frac{a'_{12}\sin i'\sqrt{1-e'^2\cos^2 w'}}{2.590\times10^{10}}$$

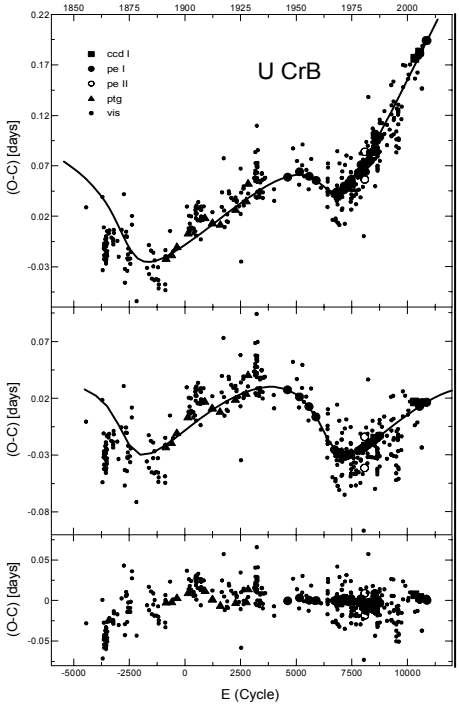
Burada A ışık zaman etkisinin gün cinsinden yarı genliği, a'$_{12}$, e' w' sırasıyla yarı büyük eksen uzunluğu, dışmerkezlik, çift sistemin yörünge eğim açısı ve örten çift sisteminin yörüngesindeki enberi boylamı, ν' örten çiftin gerçek anomalisi, 2.59x10^{10} km/gün cinsinden ışık hızıdır. E, Porb, To ve dP/dE ise sırasıyla çevrim sayısı, çiftin epok değeri ve dönem değişim oranlarını göstermektedir. Bu bağıntıya göre ışık zaman etkisinin genliği arttıkça, üçüncü cismin kütle değeri ve dönemi artmaktadır. Gözlemsel O-C farklarını en iyi temsil edebilecek kuramsal değerler OC2LTE30 programıyla hesaplandı. Bu şekilde üçüncü cisim için belirlenen parametreler Çizelge 3 te listelendi.

U Coronae Boraelis, Fotoelektik ve ccd gözlemlerine dayanan O-C farkları için uygulanan en küçük kareler fiti sonucunda elde edilen ışık elemanları;

Min I=HJD2416747.96180+3^{d}.452194748xE

olarak bulundu. Tüm minimum zamanları yeni ışık elemanları kullanılarak Şekil 1 de O-C değişimi ortaya konmaktadır. Şekil 1'deki O-C değişim karakterindende görüldüğü gibi sistemin ortalama dönemlerinin değişim hızı sabit değildir ve ancak küçük kütleli

bileşende büyük kütleli bileşene kütle aktarımı/kaybıyla ifade edilebilen parabol ile açıklanmaktadır. Buna göre yılda 0.02742 sn dönem artışı öngören bu değişim, korunumlu kütle aktarımı kabulü altında yılda $6.47 \times 10^{-8} M_{\odot}$ kadar bir kütlenin ana bileşene aktarılmasını gerektirmektedir. Bu değer klasik algoller için çeşitli çalışmalarda öngörülen değerlerle uyum içerisindedir. Bu parabolün artıkları 85.68 yıl dönemli belirgin bir çevrimsel yapı göstermektedir. Bu çevrimsel yapı sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü cisimden kaynaklanmaktadır. Hesaplamalarda Yerli ve diğ.(2003) tarafından elde edilen kütle ve eğim açısı değerleri kullanıldı.



Şekil 1. U Coronae Boraelis'in O-C diyagramı. Sürekli eğri ışık zaman etkisini göstermektedir. En alttaki grafik, ışık zaman denklemindeki tüm terimlerin çıkarılmasından sonra elde edilen O-C artıkları.

DI Pegasi, Fotoelektik ve ccd gözlemlerine dayanan O-C farkları için uygulanan en küçük kareler fiti sonucunda elde edilen ışık elemanları;

$$\text{Min I} = \text{HJD}2425918.3661 + 0^{d}.711816055 \times E$$

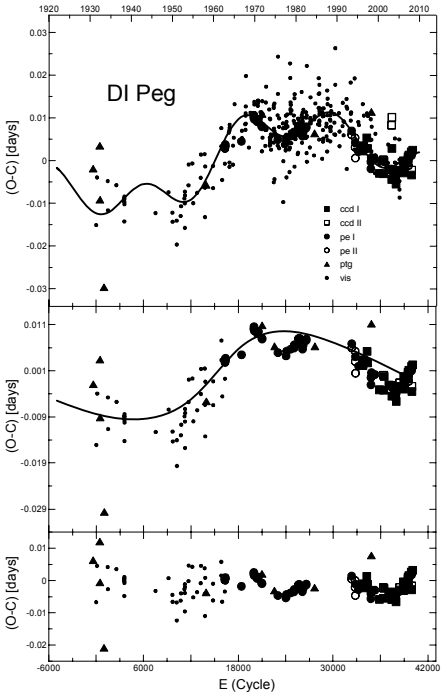
olarak bulundu. Tüm minimum zamanları yeni ışık elemanları kullanılarak Şekil 2 de O-C değişimi ortaya konmaktadır. Şekil 2'deki

O-C değişim karakterindende görüldüğü gibi özellikle görsel gözlemlerden elde edilen minimum zamanlarının gösterdiği aşırı saçılma nedeniyle çok iyi belirlenememektedir. Bu yüzden 1983 yılından sonraki görsel minimum zamanları analizde kullanılmadı. Analizde, büyük dönemli ve büyük genlikli değişim ilave bileşen varlığından, küçük genlikli ve küçük dönemli değişim ise soğuk bileşenin manyetik aktivitesinden kaynaklandığı kabulü yapıldı. Buna göre $0.1265M_{\odot}$ kütleli ilave bileşen çift sistemden 26.9AB uzaklıktadır. Daha küçük genlikli (0.004 gün) ve dönemli (23.19 yıl) olan diğer çevrimsel yapı ise ikinci bileşen aktivisinden kaynaklandığı göz önüne alınarak, ΔP=0.182 s/çevrim, $\Delta J=3.125x10^{47} gcm^2\ s^{-1}$, $\Delta E=1.296x10^{41}$ ergs, $\Delta L=5.56x10^{32}$ ergs/s, B= 92.3 kG ve sistemin toplam parlaklığında 0.03 kadir düzeyinde ışık değişimleri olmalıdır. Hesaplamalarda Lu(1992) tarafından elde edilen kütle ve eğim açısı değerleri kullanıldı.

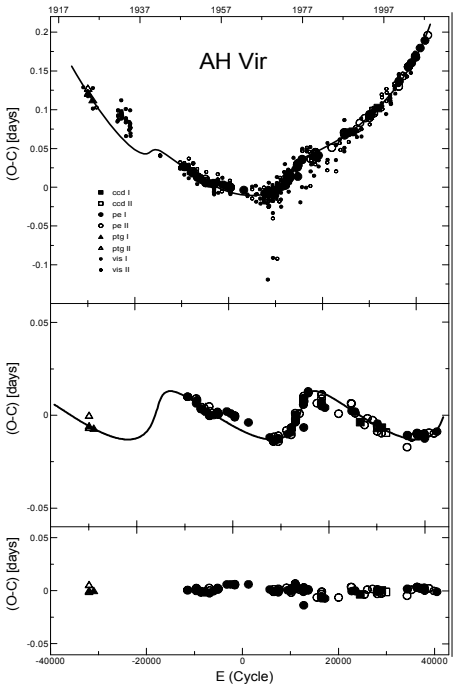
AH Virgo, Fotoelektik ve ccd gözlemlerine dayanan O-C farkları için uygulanan en küçük kareler fiti sonucunda elde edilen ışık elemanları;

$$\text{Min I}=\text{HJD}2438026.9935+0^{d}.4075230xE$$

olarak hesaplandı. Tüm minimum zamanları yeni ışık elemanları kullanılarak Şekil 3 de O-C değişimi ortaya konmaktadır. Şekil 3'deki O-C değişim karakterindende görüldüğü gibi sistemin ortalama dönemlerinin değişim hızı sabit değildir ve ancak küçük kütleli bileşende büyük kütleli bileşene kütle aktarımı/kaybıyla ifade edilebilen parabol ile açıklanmaktadır. Buna göre yılda 0.0192 sn dönem artışı öngören bu değişim, korunumlu kütle aktarımı kabulü altında yılda $6.74x10^{-6}M_{\odot}$ kadar bir kütlenin ana bileşene aktarılmasını gerektirmektedir. Bu değer klasik Algoller için çeşitli çalışmalarda öngörülen değerlerle uyum içerisindedir.



Şekil 2. DI Pegasi'nin O-C diyagramı.Sürekli eğri ışık zaman etkisini göstermektedir. En alttaki grafik, ışık zaman denklemindeki tüm terimlerin çıkarılmasından sonra elde edilen O-C artıkları



Şekil3. AH Virgo'nun O-C diyagramı.Sürekli eğri ışık zaman etkisini göstermektedir. En alttaki grafik, ışık zaman denklemindeki tüm terimlerin çıkarılmasından elde edilen O-C artıkları.

Bu parabolün artıkları 33.36 yıl dönemli belirgin bir çevrimsel yapı göstermektedir. Bu çevrimsel yapı sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü cisimden kaynaklanmaktadır. Hesaplamalarda Lu&Rucinski (1993) tarafından elde edilen kütle ve eğim açısı değerleri kullanıldı. Şekil 1,2 ve 3 teki O-C diyagramlarının analiz sonuçları Çizelge 3'te verilmektedir

Çizelge 3. Her bir çift sistem için O-C analizinden elde edilen ilave cisim parametreleri ve standart hatalar.

Parametreler	U CrB	DI Peg	AH Vir
T_0(HJD)	2416747.9618±0.00022	2425918.3661±0.00027	2438026.9935±0.00005
P_{orb}(gün)	3.452194748±0.07605	0.711816055±0.02489	$0.40752295\pm2.16\times10^{-9}$
$a'_{12}\sin i'$ (AB)	5.75623±0.05041	1.81374±0.16	3.03436±0.09258

e′	0.52±0.33	0.42±0.12	0.7±0.018
w′(°)	213±10.38	11±1.82	16±1.41
T′ (HJD)	2439118.18±50.41	2437276.103±83.72	2418600±11.28
P_{12}(yıl)	85.689±0.237	99.586±0.439	33.538±0.05
A(gün)	0.03001±0.00026	0.00957±0.00019	0.013±0.00019
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.02597±0.00081	0.0006±0.00017	0.02483±0.00225

5. Sonuç ve Tartışma

Seçilen üç sistem için oluşturulan O-C eğrilerinin değişim karakteri, gözlemsel verilerin. duyarlılığı ölçüsünde iyi temsil edilebilmiştir. Bu çalışma için seçilmiş üç sisteminde ikinci minimum zamanlarının yarattığı O-C değişimleri birinci minimumların oluşturduğu O-C değişimiyle uyum içerisindedir ve aynı fit fonsksiyonuyla temsil edilebilmektedir. Buna göre bu çalışma için seçilen sistemlerde çevrimsel yapılı dönem değişmlerinin nedeni, yörünge ekseninin dönmesi olamaz. Parabol biçimli O-C değişim karakterleri düzenli ve sürekli olarak dönem azalmasını veya artmasını gerektirmektedir. Bu olgunun tek açıklaması bileşenler arası kütle aktarımı ve/veya sistemden kütle kaybıdır. U CrB ve AH Vir çift sistemleri için dönem artışı küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene madde aktarımıyla açıklanabilir. U CrB, DI Peg ve AH Vir çift sistemlerinde sinüs eğrisiyle ifade edilebilen O-C değişimleri sistemlere çekimsel olarak bağlı ilave cisimlerin varlığı ile açıklandı, DI Peg sistemindeki iki sinüs eğrisinin toplamı olarak ifade edilebilen O-C değişimleri ilave cisim ve/veya bileşenlerden birinin çevrimli manyetik etkinliği ile açıklandı. İlave cisim varlığından kaynaklı dönem değişimleri Irwin(1959) tarafından önerilen model parametreler ile hesaplandı ve Çizelge 3'te listelendi. Küçük genlikli ve dönemli olan değişim eğer soğuk bileşenin çevrimli manyetik alanından kaynaklanıyorsa, Applegate (1992) kuramına göre dönem değişimine neden olan enerjini oluşturacağı parlaklık farkı soğuk bileşen için büyük olsa bile sistemin görünür parlaklığında ölçülebilir bir fark yaratmamaktadır. Bunun nedeni Algollerde büyük kütleli bileşenlerin soğuk bileşenlere göre çok parlak olmasıdır. Birinci minimum seviyesindeki değişimlerle kurama kanıt aranabilir. Kırmızı öte bölgede yapılacak gözlemlerin bu konuya ışık tutacağı düşünülmektedir.

Kaynaklar

Ahnert,P., 1967, "Sternbedeckungen durch den Mond 1966", AN, 290, 84A
Applegate, J. H.,1992, "A mechanism for orbital period modulation in close binaries"ApJ, 385, 621
Bakos, G.A.,1977, "Variations of the Light Curve and the Period of AH VIR", BAICz, 28, 157
Bakos, G.A., Tremko,J.,1981," The history of U Coronae Borealis - A sequel", JRASC,47,333
Batten, A. H.,Tomkin,J.Chaubey.,1981,"The Spectroscopic Orbit of U Coronae", PDAO, 15, 419
Binnendijk, L., 1960, "The light variation and orbital elements of AH Virginis", AJ, 65, 358
Binnendijk, L., 1973, "The light variation of the eclipsing variable DI Pegasi", AJ, 78, 1
Binnendijk, L., 1984, "Synthetic parameters of five W-type contact binaries", PASP 96, 646
Chang, Y.R., 1948, "Spectrographic Observations of the Eclipsing Binaries of the W Ursae Majoris Type: AH Virginis and TZ Bootis", ApJ, 107, 96
Catalano, S.,Cristaldi,S.,Lacona, G.,1966, "Curva di luce ed elementi del sistema U CrB", MmSAI, 37,213
Chaubey, U.S., 1993, "Mass transfer in ALGOLS and its implications to the mass transfer theory", BASI 21, 597C
Demircan O.,1987, BV observations of W UMa-type binaries - CK Boo, BI CVn, and AH VIR , Ap&SS, 135, 169
Demircan O., Erman E. and Akalin A.,1991 , A period analysis of AH Virginis,AJ, 101, 201
Dugan, R.S.,Wright, F.W.,1939, A Study of Certain Eclipsing Variables for Variation of Period. U Coronae Borealis, Princeton Contr., 19, 26D
Frieboes-Condoe, H., Herczeg, T.,1973, Period variations of fourteen eclipsing binaries with possible light-time effect, A&AS,12,1
Gaposchkin, S., 1953, The eclipsing variables , AnHar 113, 67C
Guthnick, P., Prager R.,1929, Benennung von veränderlichen Sternen, AN, 234, 377
Hellerich,J.,1924, Der Lichtwechsel von U Coronae borealis, AN, 220,331
Hilditch, R. W., 1981, A Study of Four Contact Binary Systems Using the DDO Photometric System , MNRAS,196, 305.
Hobart M.A., Pena J.H. and De La Cruz C., 1999, Character of the O–C Variation of Four W UMa Type Stars: AW UMa, AP Leo, AG Vir and AH Vir, Ap&SS, 260, 385

Hoffmann M., 1981, B and MG Band Observations of AH Vir in 1977, IBVS1933,1
Hoffman, D. I., et al., 2006, The Case for Third Bodies as the Cause of Period Changes in Selected Algol Systems, AJ, 132, 2260.
Irwin, J.B., 1959, Standard light-time curves, AJ, 64, 149
Jabbar S. R., Kopal Z., 1983, The geometrical elements of 10 totally-eclipsing systems of the type of W Ursae Maioris, Ap&SS, 92, 99
Jensch, A., 1934, Ergebnisse photographischer und visueller Beobachtungen an 7 Veränderlichen, AN 252, 393-402.
Kordylewski,K.,Szafraniec,R., 1957, Photoelectric Observations of Eclipsing Variables in the Years 1955 and 1956, AcA, 7, 177.
Kreiner, J.M., Ziolkowski,J., 1978, Period changes and evolutionary status of 18 Algol-type systems, AcA, 28, 497.
Kitamura, M., Tanabi, H., Nakamura, T., 1957, Photoelectric Observations of AH Virginis and the Interpretation of its Color Changes at Light Minima, PASJ, 9, 119.
Kwee, K. K.,1958, Investigation of variations in the period of sixteen bright short-period eclipsing binary stars, BAN, 14, 131.
Kwee, K. K., van Woerden, H., 1956, A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable, BAN, 12, 327.
Lu, W., 1992, A truly triple system DI Pegasi, AcA 42, 77C
Lucy, L.B.., 1973, The common convective envelope model for W Ursae Majoris systems and the analysis of their light curves ,Ap&SS 22, 381.
Mardirossian, F., Giuricin, G., 1980, Revised Photometric Elements of the Eclipsing Binary DI Pegasi, A&A, 91, 254.
Morgenroth, O., 1934, 77 neue Veränderliche , AN, 252, 389.
Niarchos P.G., 1983, Light curves and elements of AH Virginis ,A&AS, 53, 13
Olson, E.C.,1982, Transient photometric disturbances in Algol-like binaries, ApJ, 259,702.
Prager, W.S., 1929, Kleine Veroff. Sternwarte Berlin Babelsberg No 6
Pribulla T. and Rucinski S.M., 2006, Contact Binaries with Additional Components. I. The Extant Data, AJ, 131, 2986.
Purgathofer A., Prochazka F., 1967, Bildverstärker, Mitt Univ. Sternwarte Wien, 12, 31.
Rucinski, R., 1967, The Eclipsing Binary System DI Pegasi, AcA 17, 271.
Steinbach, H.-M., 2007, AH Vir: Periodenaenderungen von 1926-2006, 36, 138S.
Svolopoulos, S.N., Kapranidis, S.,1972, Photoelectric Observations of the Eclipsing Variable U Coronae Borealis, IBVS 731,1

Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, ApJ, 166, 605.
Wilson, R.E., Rafert, J.B., 1980, Slightly detached binaries as calibrators of the main-sequence, A&AS 42, 195.
Wood, F. B.,1950, On the Change of Period of Eclipsing Variables Stars, AJ, 112, 196.
Wood, F. B., 1958, Photoelectric Observations of U Coronae Borealis, ApJ 127, 351.
Wood, F. B., 1958, Photometric Elements of U Coronae Borealis, ApJ, 128, 395.
Van Gent R.H.,1982, Evidence for a third component in the U CrB system, A&AS, 48, 457.
Van Gent R.H.,1989, Lightcurves of the Algol-variable U CrB in the UPS photometrical system, A&AS, 77, 471.
Van Gent R.H.,1989, A photometric-spectroscopic analysis of the Algol-type binary U CrB, SSRv, 50, 264.
Vinko, J., 1992, Photometric orbit of the triple system DI Pegasi, IBVS 3757, 1
Yerli,S.K., Sarna, M.J.,Zola,S.,Connon,S.R.,Towmassian,G.,2003, A Photometric-spectroscopic analysis and the evolutionary status of the Algol-type binary U Coronae Borealis, MNRAS, 342, 1349
Wood B. D., Forbes J. E.,1963, Ephemerides of eclipsing stars, AJ, 68, 257.

ALGOL TÜRÜ ÇİFT YILDIZ SİSTEMLERİNDE ÜÇÜNCÜ CİSİM ARAŞTIRMASI

S. Serkan DOĞRU, Ahmet ERDEM, Osman DEMİRCAN

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi
Terzioğlu Kampüsü, 17040 Çanakkale
E-posta: dogru@comu.edu.tr, demircan@.comu.edu.tr, aerdem@comu.edu.tr

ÖZET

Algol türü örten çift yıldız sistemlerinde, sistemde görülemeyen bir üçüncü cismin varlığını araştırmak için O-C analizi ile konum ölçümü (astrometrik) yöntemi birlikte kullanılmıştır. Çalışma sırasında analiz edilen sistemlere ilişkin minimum zamanları Kreiner ve ark. (2001) veritabanından alınmıştır. O-C değişimlerinde, ayrıca, rastlanılan parabolik değişimler, bileşenler arası kütle aktarımı ve/veya sistemden kütle kaybı cinsinden açıklanmaya çalışılmıştır. Gökyüzü düzleminde eğer örten çift yıldız bir üçüncü cisimle üçlü bir sistem oluşturursa örten çift yıldızın ortak kütle merkezi bu üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafında kapalı bir yörünge hareketi oluştururken çift yıldızın konumu da değişecektir. Bu konum değişikliğini ölçmek ve böylece ele alınan bir Algol çift sisteminin O-C analizinden çıkartılan olası üçüncü cismin varlığını denetlemek için Hipparcos Orta Düzey Konum Ölçümü verilerinden faydalanılarak konum ölçümü analizi yapılmıştır. Bu bildiride çalışmamıza ilişkin 3 örnek sistem (KO Aql, RX Gem ve RW Tau) için elde edilen sonuçlar üzerinde ayrıntılar verilirken analizi yapılan tüm 59 sistemin sonuçları istatistik bir çalışma çerçevesinde sunulmaktadır.

Anahtar kelimeler: *Yıldızlar: çift yıldızlar:örten – çift yıldızlar:Algol – çift yıldızlar: ışık zaman etkisi – Teknik: konum ölçümü*

ABSTRACT

In this study, we investigated the existence of third body in the Algol type eclipsing binaries by using two methods: O-C analyse and astrometric method. We took the data of minima times from Kreiner et al. (2001) for making O-C diagrams of selected classical Algols. The parabolic O-C variations (i.e. secular changes of orbital periods) were explained in terms of mass transfer between components and/or mass loss from binary system. The tilted sinusoidal O-C variations were considered as light-time effect due to a third body in the binary system. The eclipsing pair, orbiting around the common center of mass of the triple system, then changes its positions on the sky and its distance from us periodically. Therefore, we used the astrometric method to investigate such variations of stellar positions and to support the third body hypothesis, and took the necessary data from Hipparcos astrometry database. In this study, we present the results on three classical Algols (KO Aql, RX Gem and RW Tau) in details, and discuss other results on 59 classical Algols statistically.

Keywords: *Stars: binaries: eclipse – binaries: Algols – binaries: light-time effect – technique: astrometry*

1. Giriş

Örten Çift yıldız sistemlerinin dönem değişimlerinin araştırılmasında en etkili yöntem gözlenen minimum zamanları kullanılarak oluşturulan O-C diyagramlarının analiz edilmesidir. Klasik Algol türü çift sistemler genellikle yakın çift sistemler sınıfında olup yarı-ayrık yapıdadırlar. Bu türden sistemlerin bileşenlerinden biri, Roche lobunu doldurmamış, büyük kütleli, B-A Tayf türünden bir anakol yıldızı ve diğeri ise Roche lobunu doldurmuş küçük kütleli, F-K tayf türünden ve III veya IV ışınım sınıfından bir dev veya alt dev yıldızıdır. Böylesi sistemlerde Roche lobunu doldurmuş, küçük kütleli ve geri tayf türünden olan bileşen, diğer bileşene kütle aktarmanın yanında sistemden kütle kaybedilmesine de sebep olur. Bu durumda Algol Türü çift sistemlerin O-C diyagramlarının, bileşenler arası kütle aktarımı kaynaklı kolları yukarı yönde bir parabolik değişim ve sistemden kütle kaybının neden olacağı kolları aşağı yönde bir parabolik değişimin bileşke etkisini göstermesi beklenir. Bu türden etkiler gerçek dönem değişimleridir. Böylece O-C diyagramlarının analizi, iki etkiyi birbirinden ayırmaya olanak sağlamasa da, hangi etkinin baskın olduğu hakkında fikir verir. Bileşenler arası korunumlu kütle aktarımı durumu, örneğin Sing ve Chaubey (1986) tarafından, korunumsuz kütle aktarımı durumu ise örneğin Erdem ve ark. (2005, 2007a ve 2007b) ve Budding ve Demircan (2007) tarafından tartışılmıştır. Algol türü çift sistemlerin O-C eğrileri çevrimli değişimlerde içerebilir. Bu durumun kaynağı ise, eksen dönmesi yada sisteme kütle çekimiyle bağlı üçüncü bir bileşenin varlığı olabileceği gibi hızla dönen güneş benzeri soğuk bileşenin manyetik aktivite çevrimi de olabilir. Sisteme dahil olabilecek üçüncü bileşen sistemin yörüngesinde gerçek bir değişime neden olmamakla beraber ışığın sonlu hızda olmasıyla kütle merkezinin bir yörünge hareketi yapmasından dolayı sistemin döneminde çevrimli bir değişim görülmesine sebep olur ki buna ışık-zaman etkisi de denir. Işık zaman etkisi Irwin (1959) tarafından modellenmiştir. Diğer taraftan soğuk bileşenin manyetik çevriminden kaynaklanan değişim ise gerçek dönem değişimidir ve Applegate (1992) tarafından modellenmiştir. Böylece Algol türü sistemlerin O-C diyagramları parabolik ve çevrimli değişimlerin üst üste binmesiyle oluşan karmaşık yapıda da olabilir.

Çalışmada, aşağıda verilen seçim kriterlerine uygun, 59 klasik Algol türü örten çift sistemin O-C diyagramları analiz edilerek yorumlanmıştır. Çalışmada asıl amaç üçüncü veya dördüncü bileşenler içermesi muhtemel olan sistemlerin ilave bileşenlerinin varlığını tartışmak ve sistemden kütle kaybı ve bileşenler arası kütle aktarımı mekanizmalarını araştırmaktır. Çalışmamızda, ayrıca, Hipparcos orta düzey konum ölçümü verileri kullanılarak, O-C eğrilerinin çözümünde öngörülen ilave bileşenlerin varlığına destek aranmıştır.

2. Gözlemsel Veri ve Sistemlerin Seçimi

Örten çift sistemlerin O-C diyagramlarının oluşturulmasında kullanılan gözlemsel veri sistemlere ilişkin literatürde mevcut minimum zamanlarıdır. Kreiner ve ark. (2001), titiz bir çalışma sonucu, 3851 çift yıldızın tüm minimum zamanlarını literatürden toplayarak bunların O-C diyagramlarını oluşturmuş ve bir atlas halinde yayınlamışlardır. Bu katalogda toplanan veriler bir veritabanı halinde tutulmakta ve halen literatüre katılan yeni minimum zamanlarıyla güncelleştirilmektedir. Sunulan bu çalışmada Kreiner-Kim-Nhia (KKN) veritabanı kullanılmıştır. KKN veritabanı 263 klasik Algol türü örten çift yıldızı içermektedir. Bu sistemlerin çoğu karmaşık dönem değişimi gösterirken bir kısmı dönem değişimi göstermemekte veya yeterli veriye sahip gözükmemektedirler. Buna göre çalışmada seçim kriterleri aşağıdaki biçimde alınmıştır:

- Yarı-ayrık yapıda (klasik Algol türü) olmaları,
- KKN veri tabanında zamana göre mümkün olduğunca düzgün dağılmış, en az 70 yıllık veriye sahip olmaları ve
- Çevrimli değişimlerin, özellikle basık yörüngeli ışık-zaman etkisini temsil eden basık sinüs dalgaları şeklinde olmaları ve genliklerinin O-C artıklarının standart sapmalarından en az üç kat daha büyük olmaları.

Yukarıdaki kriterlere uyan 59 sistemin O-C diyagramları analiz edilmiştir. Bu bildiride örnek olarak üç klasik Algol sistemi için elde edilen sonuçların ayrıntılı tartışması yapılırken diğer klasik Algoller üzerine elde edilen sonuçlar istatistik olarak verilecektir. Sistemlere ilişkin mutlak parametreler Surkova ve Svechnikov. (2004)'dan alınmıştır. Örnek için seçilen üç klasik Algolün mutlak parametreleri, Çizelge 1'de listelenmiştir.

Çizelge 1. Seçilen sistemler KO Aql, RX Gem ve RW Tau'ya ait mutlak parametreler

Yıldız	Tayf türü	q	a (AU)	i (deg)	$m_1(m_\odot)$	$m_2(m_\odot)$	$R_1(R_\odot)$	$R_2(R_\odot)$	$M_{bol,1}$	$M_{bol,2}$
KO Aql	AV+[G8IV]	0.29	12.50	79.9	2.50	0.73	1.80	3.49	1.29	2.98
RX Gem	AVe+[K2IV]	0.18	31.55	81.0	2.40	0.43	2.50	7.50	0.58	1.69
RW Tau	B8V+[KIV]	0.23	11.94	89.8	2.43	0.55	2.27	3.00	-0.10	3.56

3. Yöntem

O-C Analizi

Analiz sırasında parabolik değişimi temsil için karesel terimin katsayısı Q ve ışık-zaman etkisi için Irwin (1959) tarafından verilen denklem birleştirilerek

$$Min\, I = T_0 + P\,x\;E + Q\,x\,E^2 + \frac{a_{12}.\sin i_3}{c}\left\{\frac{1-e_3^2}{1+e_3\cos\nu_3}\sin(\nu_3+\omega_3)+e_3\sin\omega_3\right\} \quad ..(1)$$

ifadesi kullanılmıştır. Oluşturulan O-C diyagramında, eğer karesel terimin katsayısı çok küçükse ($Q < 10^{-12} - 10^{-13}$ gün); temsil ettiği değişim, veri aralığının kısa olması nedeniyle, O-C eğrilerine yansımamaktadır. Bu türden sistemlerde Q katsayısı ihmal edilmiştir. Eğer sistemin O-C eğrisi iki ayrı çevrimli değişim gösteriyorsa,

$$Min\, I = T_0 + P\,x\;E + Q\,x\,E^2 + \frac{a_{12}.\sin i_3}{c}\left\{\frac{1-e_3^2}{1+e_3\cos\nu_3}\sin(\nu_3+\omega_3)+e_3\sin\omega_3\right\} \quad ... \quad (2)$$
$$+\frac{a_{12,3}.\sin i_4}{c}\left\{\frac{1-e_4^2}{1+e_4\cos\nu_4}\sin(\nu_4+\omega_4)+e_4\sin\omega_4\right\}$$

denkleminden faydalanılmıştır. Denk. (1) ve (2)'de $a_{1,2}\sin i_3$ ve $a_{1,2,3}\sin i_4$ sırasıyla üçüncü ve dördüncü bileşenlerden kaynaklanan ışık-zaman yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğunun izdüşümü, e_3 ve e_4 dış merkezlilikler, ω_3 ve ω_4 enberi noktalarının boylamı, T_0 , P *ve* Q ise karesel ışık elemanlarıdır. ν_3 ve ν_4, ışık zaman

yörüngeleri için gerçek ayrıklık olarak tanımlanır. $T_{1,2}$ ve $T_{1,2,3}$ olarak tanımlanan enberiden geçiş zamanları ile $P_{1,2}$ ve $P_{1,3}$ ile gösterilen ışık-zaman yörüngelerinin dönemleri denk. (1) ve (2)'de gizli parametre olarak barınır.

O-C eğrilerine denk. (1) veya (2) uydurulmuş ve tüm parametreler serbest bırakılarak çözüm arayışına gidilmiştir. Çözüm için ağırlıklı en küçük kareler yöntemi kullanılmıştır. Analiz sonucu bulunan parametreler, standart hatalarıyla birlikte, Çizelge 2'de listelenmiştir. Çözümler sırasında görsel ve fotografik düzlem (sky patrol) yöntemiyle elde edilen minimum zamanlarının ağırlıkları 1, fotografik yöntemle elde edilenlerin 2, fotoelektrik ve CCD gözlemlerinden elde edilen minimum zamanlarının ağırlıkları ise 10 olarak alınmıştır.

Çizelge 2. Örnek üç Algol içim O-C çözümünden elde edilen parametreler ve standart hataları

Sistem	P_{12} **(yıl)**	e_3	ω_3 **(derece)**	T_{12} **2400000+**	$a_{12}\sin i$ **(AU)**	T_0 **2400000+**	P **(gün)**	Q **(gün)**
KO Aql	49.4 (± 2.3)	0.41 (± 0.15)	198 (± 13)	34643 (± 819)	6.41 (± 0.56)	37731.8170 (± 0.0051)	2.86397992 (± 6.7E-7)	1.32E-08 (± 5.0E-10)
RX Gem	59.7 (± 3.4)	0.83 (± 0.06)	158 (± 11)	31086 (± 1830)	25 (± 4)	40555.8554 (± 0.0116)	12.208572 (± 9.0E-6)	2.0E-08 (± 8.0E-9)
RW Tau	68.5 (± 0.2)	0.33 (± 0.01)	80 (± 2)	45718 (± 129)	8.23 (± 0.05)	46005.3399 (± 0.0004)	2.76879614 (± 2.1E-7)	-3.56E-9 (± 3.0E-11)

Çözümlerden elde edilen Q terimi yardımıyla dönem değişim miktarı,

$$\Delta P / P = 2Q / P \qquad \text{... (3)}$$

formülünden hesaplanarak $1/yıl$ birimine çevrilir. Bu değer ;

$$\frac{\Delta P}{P} = 3k^2\left(\frac{r_A}{a}\right)^2 \frac{m_1 + m_2}{m_1 m_2}\delta m + 3\frac{m_2 - m_1}{m_1 m_2}\Delta m \qquad \text{... (4)}$$

İfadesinde kullanılır. Denk. (4)'deki k jirasyon sabiti, r_A maddenin manyetik rüzgar aracılığıyla uzaya kaçtığı uzaklık olan Alfven

yarıçapı olup analizler sırasında kütle kaybeden bileşenin (ikinci bileşen) yarıçapının 10 katı olarak alınmıştır. m_1 ve m_2 sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin güneş kütlesi biriminde kütleleri olmakla beraber Δm küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene yılda aktarılan kütle miktarı ve δm ise sistemden yılda kaybedilen kütle miktarıdır. Bu ifadede bilinmeyenler Δm ve δm dir. Bu iki parametre birbirinden bağımsız olarak bulunamaz. Denk. (4)'ün sağ tarafındaki ilk terim, sistemden kütle kaybını gösterir ki her zaman negatif; ikinci terim ise bileşenlerarası kütle transferini gösterir ki klasik Algoller için pozitif değerlidir. Böylece O-C eğrisine uydurulan parabolün Q teriminin negatif olması durumu kütle kaybının baskın olduğunu; aksi durum ise kütle aktarımının baskın olduğunu göstermektedir. Analizler sırasında, eğer $\Delta P/P < 0$ ise bu değişimin kaynağının kütle kaybı olduğu düşünülmüş ve (4) ifadesinde $\Delta m = 0$ alınarak yıllık kayıp kütle miktarı δm hesaplanmış; eğer $\Delta P/P > 0$ ise sistemde kütle aktarımının baskın rol oynadığı düşünülmüş ve sistemden yıldız rüzgarlarıyla kaybolan madde miktarı ihmal edilerek ($\delta m = 0$), yıllık aktarılan kütle miktarı Δm hesaplanmıştır. Hesaplamalar sırasında k jirasyon sabiti için $k^2 = 1$ yaklaşımı kullanılmıştır.

Öte yandan, çevrimsel yapılı O-C eğrilerinin ışık-zaman etkili yorumlarında, üçüncü ve dördüncü cisimlerin kütle fonksiyonları,

$$f(m_3) = \frac{(a_{1,2}\sin i_3)^3}{{P_{1,2}}^2} = \frac{(m_3 \sin i_3)^3}{(m_1 + m_2 + m_3)^2} \quad \text{ve} \quad \text{... (5)}$$

$$f(m_4) = \frac{(a_{1,2,3}\sin i_4)^3}{{P_{1,2,3}}^2} = \frac{(m_4 \sin i_4)^3}{(m_1 + m_2 + m_3 + m_4)^2} \quad \text{... (6)}$$

denklemleri ile hesaplanabilir. Bu denklemlerde ilave bileşenin kütle fonksiyonu, ışık-zaman yörüngesinin eğimine bağlı olarak hesaplanır. Bu çalışmada ışık-zaman yörüngesinin eğimi, Bölüm (3.2)'de anlatılan konum ölçümü yöntemiyle bulunmuştur. İlave bileşenlerin anakol yıldızı olması kabulüyle Demircan ve Kahraman (1991) tarafından verilen kütle-parlaklık bağıntısı kullanılarak bu yıldız(lar)ın bolometrik mutlak parlaklığı hesaplanmış ve buradan hareketle ilave bileşen(ler)in olası ışınım gücü tahmin edilmiştir. Bulunan bu olası parlaklık veya ışınım güçleri çift sistemin ışınım gücü veya parlaklık değerleri ile kıyaslanarak bu ilave bileşenlerin fotometrik ve tayfsal

yolla denetlenip denetlenemeyeceğine karar verilebilir. Parabolik değişimlerin sonuçları ve üçüncü cisimlere ilişkin hesaplanan parametreler, Çizelge 3'de listelenmiştir.

Çizelge 3. O-C diyagramından tahmin edilen kütle aktarımı, kütle kaybı ve ilave bileşenlerin kütle ve mutlak bolometrik parlaklık değerleri.

Sistem	ΔP **(s/year)**	$\Delta P / P$ **(1/year)**	Δm $(M_\Theta/year)$	δm $(M_\Theta/year)$	$f(m_3)$	m_3 (M_Θ)	M_{bol3}
KO Aql	0.2909	1.18E-06	4.04E-07	0.00E+00	0.1080	1.341	5.01
RX Gem	0.1034	9.80E-08	1.71E-08	0.00E+00	4.3842	8.259	-0.16
RW Tau	-0.0811	-3.39E-07	0.00E+00	-8.05E-09	0.1188	1.657	4.41

Konum Ölçümü

Çalışmada, ele alınan Algol türü örten çift sistemlerin O-C analizinden çıkarılan üçüncü bir bileşenin varlığını kanıtlamak üzere Hipparcos uydusunun orta düzey konum ölçümü verileri kullanılarak konum ölçümü analizleri yapılmıştır. Hipparcos gözlemlerin kullanım yöntemi Van Leeuven ve Evans (1998) tarafından tartışılmıştır. Hipparcos Orta Düzey Konum Ölçümü (bundan sonra HIPKÖ olarak kullanılacak) verileri, tek boyutlu büyük çember apsis (ν) değerlerini içermektedir. HIPKÖ verisi, ayrıca, bu apsisler üzerinde tek yıldız çözümüyle sistemlere ilişkin $\alpha, \delta, \pi, \mu_\alpha \cos\delta$ *ve* μ_δ gibi ekvatoral koordinatlar, paralaks ve öz hareket parametrelerini ve apsislerin bu modele göre artıklarını da içermektedir. Bu apsisler,

$$\Delta\nu = \frac{\partial\nu}{\partial\alpha\cos\delta}\Delta\alpha\cos\delta + \frac{\partial\nu}{\partial\delta}\Delta\delta + \frac{\partial\nu}{\partial\pi}\Delta\pi + \frac{\partial\nu}{\partial\mu_\alpha\cos\delta}\Delta\mu_\alpha\cos\delta + \frac{\partial\nu}{\partial\mu_\delta}\Delta\mu_\delta \cdots (7)$$

denklemini sağlarlar. HIPKÖ dosyası bu denklemdeki beş astrometrik parametre için kısmi türevleri vermektedir. Bu ifade tek yıldızlar içindir. Ribas ve ark. (2002) ve Bakış ve ark. (2006), örten çift yıldız sistemini tek yıldız olarak düşünerek bu yıldızın üçüncü bileşenle ortak kütle merkezi etrafındaki yörünge hareketini (7) denklemine uyarlamışlardır. Bakış ve ark. (2006)'na göre;

$$\Delta X = a\frac{1-e^2}{1+e\cos\nu}\left[\cos(\nu+\omega)\sin\Omega+\sin(\nu+\omega)\cos\Omega\cos i\right] \quad \text{... (8)}$$

ve

$$\Delta Y = a\frac{1-e^2}{1+e\cos\nu}\left[\cos(\nu+\omega)\cos\Omega-\sin(\nu+\omega)\sin\Omega\cos i\right] \quad \text{... (9)}$$

olmak üzere denk. (7),

$$\Delta\nu = \frac{\partial\nu}{\partial\alpha\cos\delta}(\Delta\alpha\cos\delta+\Delta X)+\frac{\partial\nu}{\partial\delta}(\Delta\delta+\Delta Y)+\frac{\partial\nu}{\partial\pi}\Delta\pi+\frac{\partial\nu}{\partial\mu_\alpha\cos\delta}\Delta\mu_\alpha\cos\delta+\frac{\partial\nu}{\partial\mu_\delta}\Delta\mu_\delta \quad \text{... (10)}$$

şeklini alır. Böylece denk. (10), 7 yörünge parametresi (*a, e, i, P,* T_{enberi}, Ω) ve *5* astrometrik bileşen ($\alpha, \delta, \pi, \mu_\alpha$ *ve* μ_δ) olmak üzere toplam 12 parametre içerir. Hipparcos uydusu yaklaşık 3 yıllık bir gözlem aralığına sahiptir. Bu ise O-C analizince öngörülen ışık zaman etkisi dönemine göre oldukça kısadır. Böylece HIPKÖ verisine denk. (10) uydurulurken O-C analizi ile bulunamayan yörünge eğimi *i* ve düğümler çizgisinin boylamı Ω serbest bırakılmış, diğer parametreler sabit alınmıştır. Ayrıca astrometrik parametrelerin tamamı serbest bırakılarak çözüme gidilmiştir. Çözüm sonucu bulunan *i* yörünge eğimine göre üçüncü bileşen için hesaplanan kütle ve bu bileşenin bir anakol yıldızı olması durumunda sahip olacağı mutlak bolometrik parlaklık Çizelge 3'te verilmiştir. Astrometrik yöntemle bulunan çözüm parametreleri hatalarıyla birlikte Çizelge 4'te gösterilmiştir.

Çizelge 4. Astrometrik yörüngeye ilişkin parametreler

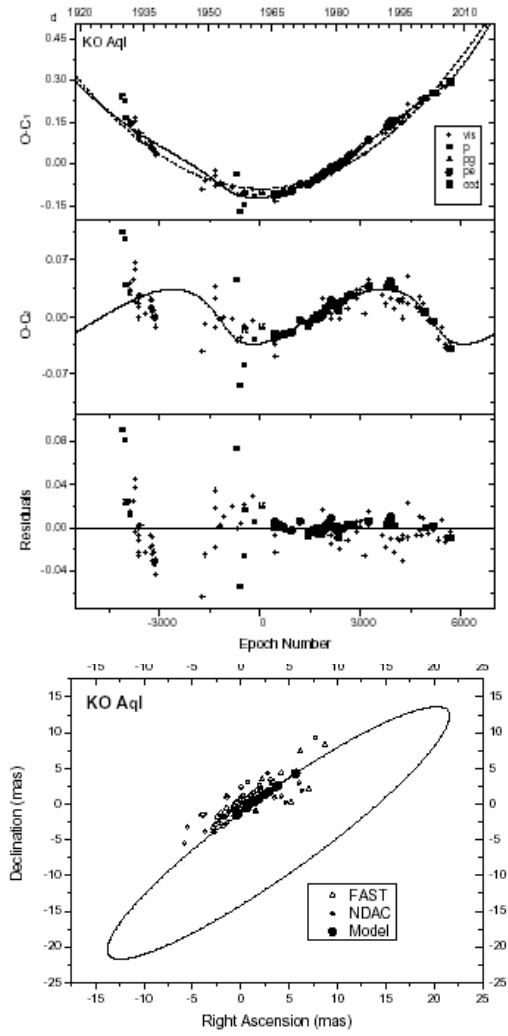
Parameter	**KO Aql**	**RX Gem**	**RW Tau**
***P* (year)**	49.43	59.6	68.51
***a*(mas)**	24.73	81.78	27.68
e	0.41	0.84	0.33
ω **(deg)**	198	158	80
***i* (deg)**	78(1)	80(3)	55(2)
Ω **(deg)**	136(2)	126(1)	165(1)
$T_{1,2}$ **(HJD)**	2434643	2431086	2445718
$\Delta\alpha\cos\delta$ **(mas)**	11.1(3)	92.2(4)	1.7(4)
$\Delta\delta$ **(mas)**	2.4(3)	67.8(2)	-19.8(3)
$\Delta\pi$ **(mas)**	-0.5(4)	0.7(5)	-0.4(3)
$\Delta\mu_\alpha$ **(mas/yıl)**	-2.7(4)	-5.0(4)	-3.1(5)
$\Delta\mu_\delta$ **(mas/yıl)**	-2.2(3)	-3.4(2)	-2.6(4)

4. Sonuç ve Tartışmalar

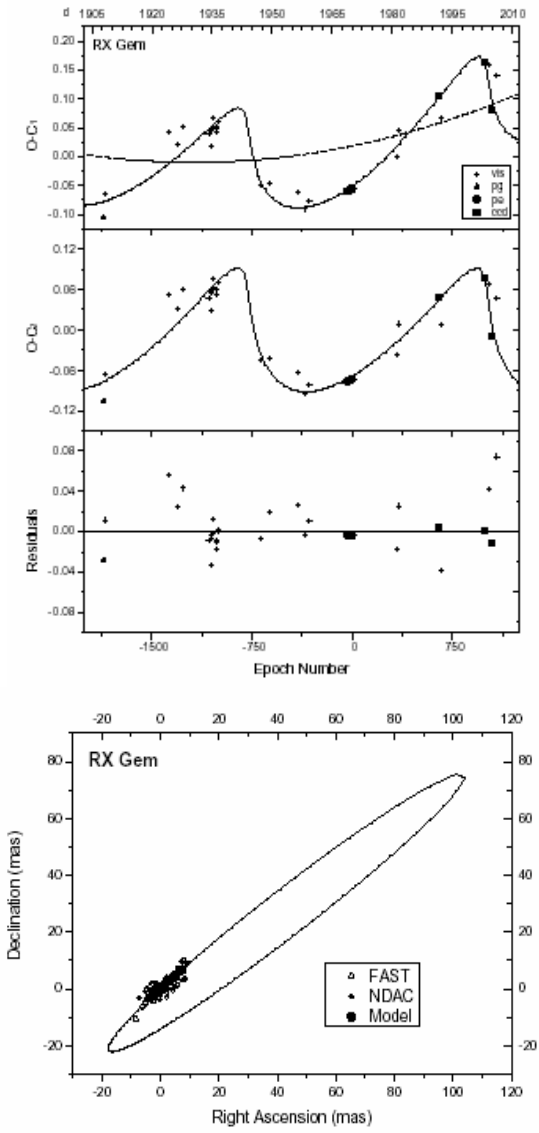
Çalışmada toplam 59 klasik Algol türü örten çift yıldızın O-C analizi yapılmıştır. Bunların 30'u, dönem artışı ile birlikte çevrimli dönem değişimi göstermektedir. Bu durum küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşen üzerine madde akışı ile yorumlanmış ve korunumlu kütle aktarımı olması durumunda aktarılan kütle miktarları hesaplanmıştır. O-C çözümlerine göre aktarılan kütle miktarları $10^{-7} - 10^{-9}\ M_{\Theta} / yıl$ arasındadır. Yarı-ayrık sistemler için Richards ve Albright (1999), yıllık kütle aktarım miktarının $10^{-7} - 10^{-11}\ M_{\Theta} / yıl$ aralığında olması gerektiğini belirtmiştir. Dolayısıyla ilgili çözüm sonuçları literatürde verilen aralığın üst sınırında kalmakta ve hızlı kütle aktarımını göstermektedir. Diğer taraftan 19 sistemin yörünge dönemi azalmakla birlikte çevrimli dönem değişimi göstermektedir. Bu sistemlerde dönem azalması ikinci bileşenin manyetik aktivitesi sebebiyle sistemden kütle kaybının sistemin dönem değişimi üzerinde baskın rol oynadığını gösterir ve hesaplanan yıllık kayıp kütle miktarları örnek sistemler için Çizelge 3'te verilmiştir. Çözümlere göre yıllık kaybolan kütle miktarları $10^{-8} - 10^{-9}\ M_{\Theta} / yıl$ aralığındadır. Çözülen sistemlerin 10'una ait O-C diyagramları, sadece çevrimli dönem değişimlerini göstermektedir.

Çevrimli dönem değişimleri için ilk adımda sisteme çekimsel olarak bağlı ilave bileşenlerin var olabileceği ve bu cisimlerin çift sisteme yaptırdığı yörünge hareketinin bir sonucu olarak yorumlanmıştır; ancak bu hipotez, astrometrik, fotometrik ve tayfsal gözlemlerle desteklendiği taktirde geçerlilik kazanacaktır. Çalışmada örnek olarak sunulan üç sistem, astrometrik olarak analiz edilmiş ve ilave bileşenlerin varlığına bir kanıt olarak sunulmuştur. Sistemlerin O-C diyagramları ve astrometrik yörüngeleri Şekil 1, Şekil 2 ve Şekil 3'te sırasıyla KO Aql, RX Gem ve RW Tau için gösterilmiş ve astrometrik olarak bulunan yörünge eğimleri için bu bileşenlerin olası kütleleri hesaplanmış ve anakol yıldızı olmaları durumunda sahip olabilecekleri bolometrik mutlak parlaklık ile birlikte Çizelge 3'te listelemiştir. Çizelge 3'e göre KO Aql ve RW Tau sistemlerindeki üçüncü bileşenler oldukça sönük olmalıdırlar. Bu durumda bu bileşenlerin tayfsal ve fotometrik yolla doğrulanması için çok yüksek duyarlılıklı gözlemler gerektirmektedir. Ancak RX Gem sistemindeki

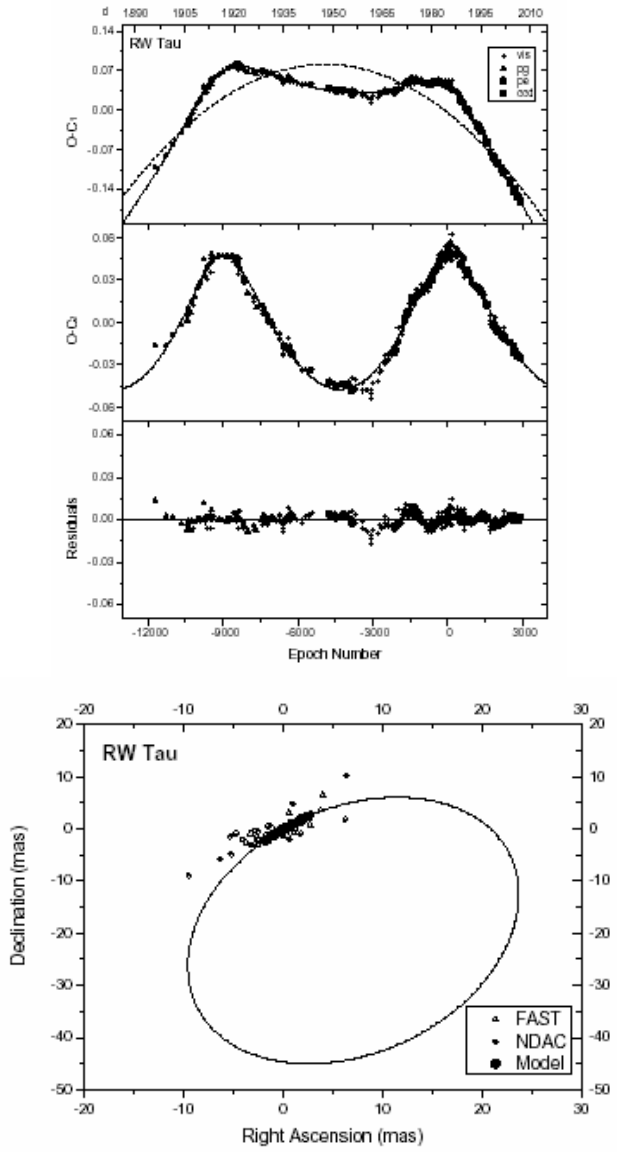
ilave bileşen, sistemin toplam kütlesinden daha büyük kütleli ve ışınıma katkısı yüksek çıkmaktadır. Bu ilave bileşen şimdiye kadar tayfsal ve fotometrik yolla kendini göstermiş olmalıdır. Ancak, literatürde RX Gem sistemine ilişkin ilave bileşenin tayfsal ve fotometrik gözlemlerde etkisine dair herhangi bir bulgudan söz edilmemektedir. Dolayısıyla, bu 8.3 $m_{\odot}$ kütleli devasa ilave bileşenin karadelik veya nötron yıldızı gibi bir dejenere yıldız olma ihtimali vardır.



Şekil 1. KO Aql çift sisteminin O-C çözümü (üstte) ve astrometrik çözümü (altta).



Şekil 2. RX Gem çift sisteminin O-C çözümü (solda) ve astrometrik çözümü (sağda).



Şekil 3. RX Gem çift sisteminin O-C çözümü (solda) ve astrometrik çözümü (sağda).

KAYNAKLAR

Applegate, J. H., 1992, *Astrophysical Journal*, 385, 621.
Bakış, V., Budding, E., Erdem, A., Bakış, H., Demircan, O., Hadrava, P., 2006*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370, 1935.
Budding, E., Demircan, O., 2007 , "Introduction to Astronomical Photometry" , 2nd edition. Cambridge University Press.
Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakiş, V., Demircan, O., 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 417, 263.
Demircan, O., Kahraman, G., 1991, *Astrophysics and Space Science*, 181, 313.
Erdem, A., Budding, E., Demircan, O., Değirmenci, Ö. L., Gülmen, Ö., Sezer, C., 2005, *Astronomische Nachrichten*, 326, 332.
Erdem, A., Doğru, S. S., Bakış, V., Demircan, O., 2007a, *Astronomische Nachrichten*, 328, 543.
Erdem, A., Soydugan, F., Doğru, S. S., Özkardeş, B., Doğru, D., Tüysüz, M., Demircan, O., 2007b, *New Astronomy*, 12, 613.
Irwin, J. B., 1959, *Astronomical Journal*, 64, 149.
Keriner, J. M., Kim, C. H., Nha, S., 2001., in An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars, Krakow.
Ribas, I., Arenou, F., Guinan, E. F., 2002, *Astrophysical Journal*, 123, 2033.
Richards, M. T., Albright, G. E., 1999, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 123, 537.
Sing, M., Chaubey, U.S., 1986., *Astrophysics and Space Sciance*, 124, 189.
Surkova, L. P., Svechnikov, M. A., 2004, Vizer On-line Data Catalog: V/115
van Leeuwen, F., Evans, D. W., 1998, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 130, 157.
http://www.rssd.esa.int/SA/HIPPARCOS/apps/PlotHipi.html

DELTA SCUTİ BİLEŞENLİ BAZI KLASİK ALGOLLERİN YÖRÜNGE DÖNEMİ DEĞİŞİMLERİ

Y. Kaçar[1,2], F. Soydugan[1,2], E. Soydugan[1,2], V. Bakış[1,2], M. Tüysüz[1,2], T. Şenyüz[2], A. Dönmez[2], S. Bilir[3], A. Erdem[1,2], C. Çiçek[1,2] and O. Demircan[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üni., Fen-Edebiyat Fak. Fizik Bölümü
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi
[3]İstanbul Üniversitesi, Fen Fak., Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü
yaseminkacar, fsoydugan, esoydugan, bakisv@comu.edu.tr

Özet

AB Cas, CT Her ve TW Dra uzun dönemli delta scuti bileşenli Algol türü çiftlerin (oEA) tüm minimum zamanları kullanılarak yörünge dönemi değişimleri incelenmiştir. Klasik Algollerin evrim senaryosundan beklendiği üzere; ele alınan üç Algolün O-C diyagramında artan bir parabol üzerine binmiş sinüs eğrisi görülmektedir. Aday sistemlerin yörünge döneminde gözlenen parabolik değişim, küçük kütleli bileşenden delta scuti türü zonklama gösteren büyük kütleli bileşene madde aktarımının bir sonucu olabilir. Çevrimsel/sinüslü değişim ise çift yıldız sisteminde görülemeyen bir üçüncü cismin varlığı nedeniyle oluşan ışık-zaman etkisinin sonucu olabilir. O-C analizinden elde edilen parametreleri kullanarak açısal momentum ve toplam kütlenin korunumlu olduğu varsayılan tüm sistemler için kütle aktarım oranları tahmin edildi. Bu çalışmada zonklayan bileşenin üzerine kütle transferi olduğu öngörülen sistemlerin ileride yapılacak çalışmalarında, kütle alan bileşenin zonklama dönemi ve genliği değişimleri incelenecektir.

Anahtar Kelimeler: AB Cas, CT Her, TW Dra, Algol Türü Çift Yıldızlar

Abstract

The long-term orbital period variations of some Algol type binaries with delta scuti component (oEA), AB Cas, CT Her and TW Dra are investigated by using all published times of minima. An upward parabola plus sinusoidal variation is seen in all of these systems' O−C diagrams, as is expected from the evolutionary scenario of classical Algols. Parabolic variations in the orbital periods of AB Cas, CT Her and TW Dra may be a result of mass transfer from less massive component to the more massive one, which is a pulsating component of delta scuti type. An unseen component around the eclipsing pairs may cause cyclic/sinusoidal changes in the orbital periods. Using the parameters obtained from the O−C analysis, the mass-transfer rates are estimated for all systems under the assumption of conservative mass and angular momentum transfer. The possible period and/or amplitude variations of the pulsating components will be investigated, in a future work, since the mass is being transferred onto the pulsating components in these systems.

Key Words: AB Cas, CT Her, TW Dra, Algol Type Variable Stars

1. Giriş

Bu çalışmada, daha önce kütle alan bileşenlerinin zonklama yaptığı belirlenmiş (Soydugan ve diğ. 2006), klasik Algol türü üç sistem, AB Cas, CT Her ve TW Dra'nın yörünge dönem değişimleri araştırılmıştır.

AB Cas ilk keşfedilen ve incelenen, δ Scuti türü zonklama gösteren sıcak bileşene sahip klasik Algol türü çift sistemlerden birisidir. Tempesti (1971) tarafından keşfedilmesinden sonra birçok araştırmacı tarafından ayrıntılı olarak incelendi. Soydugan ve diğ. (2003) ve de Rodriguez ve ark. (2004) tarafından fotometrik olarak gözlendi ve baş bileşene ait zonklama döneminin ve genliğinin sırasıyla ~1.4 saat ve ~ $0^m.02$ olduğu belirlendi. O-C diyagramında sistemin yörünge dönemi değişimi gösterdiği açıktır. Soydugan ve diğ. (2003) ve Abedi & Riazi (2007) sistemin O-C değişimlerinin parabolik değişim üzerinde çevrimli bir yapıya sahip olduğunu belirledi.

CT Her (BD +18 3160) göreli olarak kısa dönemli Algol türü çift olarak bilinen bir sistemdir. Sistemin duyarlı bir ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi olmamasına rağmen, Kim ve ark. (2004) tarafından δ Scuti türü değişim gösteren sıcak bir bileşene sahip olduğu ortaya çıkarılmıştır. Son zamanlarda, Lampens ve ark. (2008) tarafından 3 yıl boyunca ardışık fotometrik gözlemleri yapılarak sistemin çoklu dönemli değişim gösteren bir sıcak bileşene sahip olduğu belirlendi. Diğer taraftan, CT Her'in yörünge dönemi, O-C atlasında (Kreiner et al. 2001) açık bir değişim göstermesine rağmen yörünge değişimi üzerine yapılmış bir çalışma yoktur.

Klasik Algol türü bir çift olan TW Dra ($V=7.^{m}32$, $P=2.^{g}807$, HD139319) tayf türleri A5V ve K2-III (Yoon et al. 1994) olan iki yıldızdan oluşan bir sistemdir. TW Dra'nın fotometrik parametrelerini ortaya koymak için literatürde çeşitli ışık eğrisi çözümleri yapılmıştır (örn. Walter 1978, Giuricin et al. 1980). Çift sistem, ADS 9706 görsel çiftinin en parlak bileşenidir. Sistemin dönem değişimi bir çok yazar tarafından çalışılmıştır (örn. Abhyankar ve Panchatsaram 1984, Wolf 1990, ve son olarak Quian & Boonrucksar 2002).

Üç klasik Algol türü dizgenin, literatürden toplanan minimum zamanlarına ilişkin bilgiler ve herbirinin bilinen temel parametreleri Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Analizde kullanılan sayısal veriler ve seçilen örneklerin sistem özellikleri verilmiştir.

	Sistem	**AB Cas**	**CT Her**	**TW Dra**
Veri Bilgisi	Zaman Aralığı	1928-2007	1858-2007	1931-2008
	Toplam Data	620	189	423
	Minimum türü (MinI, MinII)	619, 1	187, 2	420, 3
	CCD, pe veri sayısı	30,12	17,2	30,58
	V, p, pg veri sayısı	561,6,11	160,3,7	315,20,0
Sistem Bilgisi	Tayf Türü	A3V + KV[1]	A3V + (G3 IV)[6]	A5 + K0 III[7]
	Yörünge Dönemi (P - gün)	1.3668753[2]	1.786362[2]	2.8066708[2]
	T_0 (HJD)	24 46849.282[2]	24 42522.9429[2]	24 23711.926[2]
	i (derece)	88.3[3]	81.5[7]	86.1[7]
	M_1, M_2 ($M_\odot$)	1.87[4] ,0.38[4]	2.05[7]· 0.55[7]	1.77, 0.8[7]
	R_1, R_2 ($R_\odot$)	1.89[4] ,1.63[4]	2.0[7] ,2.25[7]	2.4[7] ,0.8[7]
	D (pc)	300[3]	-	122[5]
	Kaynak	1,2,3,4,5	2,6,7	2,7

1: Rodriguez et al. (1998), 2: Kreiner et al. (2001), 3: Soydugan et al. (2003), 4: Abedi & Riaz (2007), 5: ESA (1997), 6: Kholopov et al. (1998), 7:Budding et al. (2004)

2. Yörünge Dönemi Değişimleri

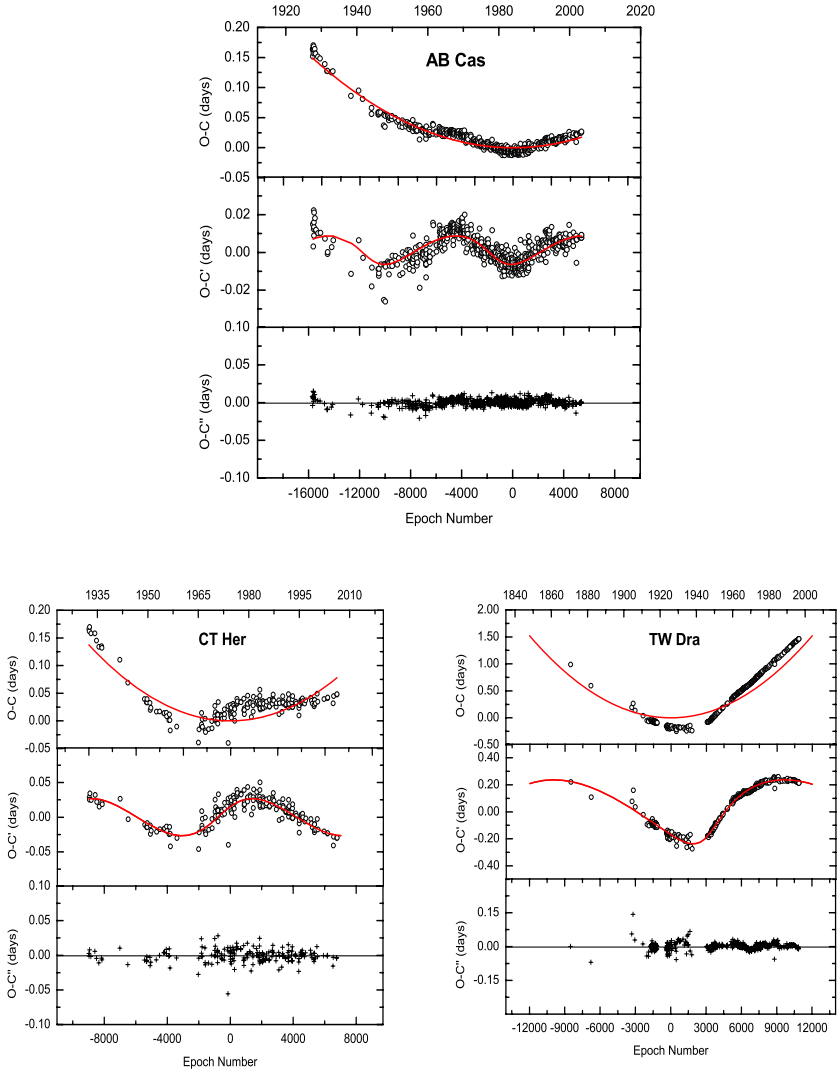
Klasik Algol türü çiftler B-A tayf türünde sıcak bir anakol yıldızı ve F-G-K tayf türlerinde daha soğuk evrimleşmiş bir alt-dev yada dev bileşenden oluşmaktadır. Bu sistemler için kütle aktarımı, evrimlerinden de beklenildiği gibi daha az kütleli ikinci bileşenden daha büyük kütleli birinci bileşene doğrudur. Bu durumda, kütle alan bileşen etrafındaki yığılma diski ve kütle akışının işaretleri, tayfsal verilere dayanan çoğu çalışmada ortaya çıkarılmıştır. Eğer kütle aktarımı varsa klasik Algollerin yörünge dönemi artma göstermelidir. O-C değişimlerinin parabolik terimi kullanılarak kütle aktarım oranı belirlenebilir. Diğer taraftan, birçok çalışmada Algollerin %50'sinin çevrimsel yörünge değişimi gösterdiği açıkça görülmüştür (Soydugan 2008). Örten çiftlerin O-C diyagramlarında, ışık-zaman etkisi (LITE) çevrimsel bir değişim gibi görülebilir ve bu değişim, birçok araştırmacı tarafından, çiftin etrafında görülmeyen bileşenin varlığına ilişkin kanıt elde etmek için kullanılır. Eğer yeterince iyi belirlenmiş minimum zamanı varsa ve zamana yayılmış ise, yöntem O-C verisine kolayca uygulanabilir. Daha soğuk aktif yıldızın manyetik aktivite çevrimi de O-C diyagramındaki değişimleri açıklamak için kullanılır (Applegate 1992). Bu çalışmada, AB Cas, CT Her ve TW Dra, O-C diyagramlarında parabolik ve çevrimsel değişimler göstermektedir (bkz Şekil 1). Bu nedenle, artan parabol üzerindeki çevrimsel değişimleri LITE ile modellemek için aşağıdaki denklem (1) kullanıldı. Standart hataları ile birlikte LITE parametrelerini elde etmek diferansiyel düzeltme yöntemi kullanılmış (ayrıntı için bakınız Soydugan 2008) ve sonuçlar Çizelge 2'de verilmiştir.

$$\mathrm{Min\,I} = T_0 + E \times P + \Delta t,\ \ \Delta t = \frac{a_{12}\sin i'}{c}\left\{\frac{1-e'^2}{1+e'\cos v'}\sin(v'+\omega') + e'\cos\omega'\right\}. \quad (1)$$

Çizelge 2. Üç klasik Algol türü sistemin yörünge dönemi analizlerinin sonuçları parantez içindeki hataları ile birlikte verilmektedir.

Sistem	**AB Cas**	**CT Her**	**TW Dra**
T_0(HJD)	24 46849.2724 (5)	24 42522.913 (2)	24 23711.491 (76)
$P_{yör}$ (d)	1.36688257 (3)	1.7863712 (1)	2.806658 (2)
Q (gün)	6.1(1) x 10^{-10}	1.70(3) x 10^{-9}	1.1(1) x 10^{-8}
a_{12}sini (AB)	1.34 (3)	4.7 (2)	44 (13)
e	0.26 (4)	0.20 (4)	0.50 (9)
ω (derece)	217 (8)	5 (15)	316 (4)
T (HJD)	24 31521 (329)	24 41267 (779)	24 32446 (40)
P_{12} (yıl)	37.2 (3)	49.6 (5)	151 (5)
$f(m_3)$ ($M_\odot$)	0.0017 (2)	0.043 (5)	3.74 (5)
m_3 ($M_\odot$); $i=90^0$	0.25	0.26	4.99
m_3 ($M_\odot$); $i=60^0$	0.29	0.31	7.04
K_{12} (km s^{-1})	1.15	2.95	11.6
ρ_{min}, ρ_{max} (″)	0.026-0.045	-	0.05-0.16
dM/dt ($M_\odot$/yıl)	3.8 x 10^{-8}	9.8 x 10^{-8}	5.1 x 10^{-7}

Başlıca Lubow & Shu (1975) tarafından yayınlanan kuramsal çalışmalar kullanılarak, akan maddenin kütle alan bileşen etrafında bir yığılma diski oluşturup oluşturmayacağı yada sıcak bileşenin yüzeyi üzerine çarpıp çarpmayacağı hesaplanabilir. Şekil 2'den de görüldüğü gibi, AB Cas, CT Her ve TW Dra gibi kısa dönemli Algoller ($P_{yör}$ < 5-6 gün), sıcak bileşen etrafında kararlı bir disk oluşturamaz fakat yörüngenin özel bir evresinde (yaklaşık 0.9 evre yakınlarında) maddeyi biriktirebilir ve/veya akan madde bu bileşen etrafında ince bir yığılma halkası oluşturabilir. Diğer taraftan, r_1-q diyagramı (bkz Şekil 3), kütle toplanması konusunda kuramsal öngörüde bulunmamıza yardımcı olur. Seçtiğimiz üç aday sistem, r_1-q diyagramının en üst bölgesinde yer alan, göreli olarak kısa-dönemli ve yığılma diskinin oluşamayacağı fakat zonklayan bileşen etrafında kararsız bir yığılma alanının görülebileceği dizgelerdir.



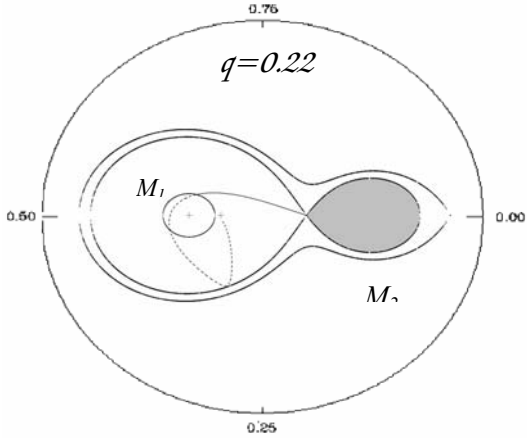
Şekil 1. AB Cas, CT Her ve TW Dra için, O-C artıkları ve üzerinden geçirilen kuramsal eğrileri gösterilmiştir. Şekilde üst panel O-C eğrisinin kuramsal eğrilerle birlikte parabolik+dönemli değişimini, orta bölüm yine kuramsal LITE eğrisiyle dönemli değişimi ve alttaki panel ise kuramsal eğriden kalan artıkları göstermektedir.

3. Sonuçlar

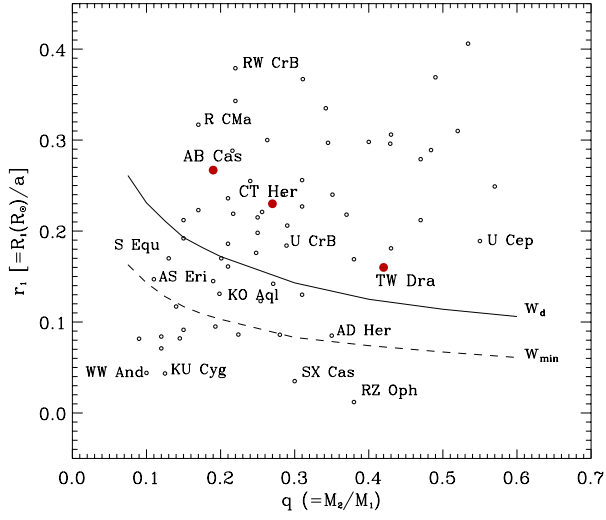
Bu çalışmada, üç oEA türü çift için yörünge dönemi değişimlerini incelendi ve bütün sistemlerde yörünge döneminin AB Cas, CT Her ve TW Dra için sırasıyla 2.8, 6.0 ve 24.7 s/yüzyıl oranlarında arttığını bulundu. Artan yörünge dönemi, daha soğuk küçük kütleli ve Roche lobunu doldurmuş bileşenden büyük kütleli ve zonklayan bileşene kütle aktarımının bir sonucudur. AB Cas, CT Her ve TW Dra'nın hesaplanan kütle aktarım oranları sırasıyla 4 x 10^{-8}, 1 x 10^{-7} ve 5 x 10^{-7} $M_\odot$ $yıl^{-1}$ olarak bulunmuştur. Seçilen sistemlerin göreli olarak kısa dönemli olmasından dolayı, bileşenler arası uzaklık küçüktür ve bu durum, uzun dönemli (P > 5-6 gün) sistemlerden beklendiği gibi yığılma diskinin oluşumuna izin vermez (bkz Şekil 2 ve 3).

Özellikle birinci bileşenin zonklamasından kaynaklanan değişim genliğinin, bileşenin yüzeyine doğru olan kütle aktarımının durması, aktarılan oranın çok azalması/artması ve/veya bileşen etrafında oluşan ince disk veya halkadan dolayı değişmesi beklenir. Bu etki, ilk kez RZ Cas'ın zonklama özelliklerini belirlemek için yapılan uzun süreli gözlemlerde ortaya konulmuştur (Mkrtichian et al. 2007). Bu nedenle, AB Cas, CT Her ve TW Dra'nın O-C analizleri kütle aktarımı olması gerektiğini öngördüğünden, bu aşamadan sonra yapılacak gözlemleri zonklama davranışlarını ve hatta buna bağlı olarak kütle aktarımındaki değişimleri ortaya koymak için sürdürülmelidir.

Çalışılan bu oEA türü sistemlerin O-C verileri, örten çiftin etrafında olası görünmeyen üçüncü bileşenin varlığından kaynaklanabilecek çevrimsel bir değişim (parabol üzerinde) gösterir. Üçüncü cisim için olası en küçük kütleler AB Cas, CT Her ve TW Dra için sırasıyla 0.25, 0.26 ve 4.99 $M_\odot$ olarak bulunmuştur olup özellikle TW Dra için üçüncü cismin varlığı fotometrik, astrometrik ve tayfsal verilerde kolayca araştırılabilir görünmektedir.



Şekil 2. Kısa-dönemli klasik Algollerde, Roche modeli ve q=0.22 için Lubow ve Su (1975) modeline göre hesaplanmış akan maddenin yolu görülmektedir (Soydugan et al. 2007).



Şekil 3. Klasik Algoller için r_1-q diyagramı ve bu çalışmada yer alan sistemlerin bu diyagramdaki konumları görülmektedir.

Teşekkür.
Bu çalışma, 107T634 nolu TÜBİTAK Kariyer Projesi ile desteklemiştir. Aday yıldızlar için verileri bize sağlayan Dr. C.-H. Kim ve Dr. J.M. Kreiner'e teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Abedi, A. ve Riazi, N., 2007, Ap&SS 307, 409
Abhyankar, K. D. ve Panchatsaram, T., 1984, MNRAS 211, 75
Applegate, J.H., 1992, ApJ 385, 621
Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakiş, V., Demircan, O., 2004, A&A 417, 263
ESA, 1997, Hipparcos and Tycho Catalogue, ESA-SP 1200
Giuricin, G., Mardirossian, F. ve Predolin, F., 1980, Ap&SS 73, 389
Irwin, J.B., 1959, AJ 64, 149
Kim, S.L., Koo, J.-R., Lee, J. A., Kang, Y. B., Choo, K. J., Mkrtichian, D. E., Kim, S.-H., Lee, D. J., Lee, J. W., 2004, IBVS, 5537
Kholopov, P.N., Samus, N. N., Frolov, M. S., Goranskij, V. P., Gorynya, N. A., Karitskaya, E. A., Kazarovets, E. V., Kireeva, N. N., Kukarkina, N. P., Kurochkin, N. E., Medvedeva, G. I., Pastukhova, E. N., Perova, N. B., Rastorguev, A. S., Shugarov, S. Y., 1998, GCVS 4
Kreiner, J.M. Kim, C-H., Nha, Il-S., 2001, O-C Atlas of EBs, Krakow
Lampens, P., Strigachev, A., Kim, S.-L., Rodríguez, E., López-González, M. J., Vidal-Saínz, J., Mkrtichian, D., Litvinenko, D., van Cauteren, P., Wils, P., Gómez Forellad, J. M., 2008, CoAst 153, 54
Lubow, S.H. ve Shu, F.H., 1975, ApJ 198, 383
Mkrtichian, D. Kim, S.-L., Rodríguez, E., Olson, E. C., Nazarenko, V., Gamarova, A. Yu., Kusakin, A. V., Lehmann, H., Lee, J. W., Kang, Y. W., 2007, ASP Conf. Ser. Vol.370, 194
Qian, S. B., Boonrucksar, S., 2002, NewA 7, 435
Rodriguez, E., Claret, A., Sedano, J. L., Garcia, J. M., Garrido, R., 1998, A&A 340, 196
Soydugan, E. Demircan, O., Akan, M. C., Soydugan, F., 2003, AJ 126, 1933
Soydugan, F., Demircan, O., Soydugan, E., İbanoğlu, C., 2003, AJ 126, 393
Soydugan, F. Frasca, A., Soydugan, E., Catalano, S., Demircan, O.; Ibanoğlu, C., 2007, MNRAS 379, 1533
Soydugan, F., 2008, AN 329, 587
Tempesti, P., 1971, IBVS, 596
Walter, K., 1978, A&AS 32, 57
Wolf, W., 1990, JAVSO 19, 17
Yoon, T.S. Honeycutt, R. K., Kaitchuck, R. H., Schlegel, E. M., 1994, PASP 106, 239

GÜNEŞ SİSTEMİ DIŞI GEZEGEN ARAŞTIRMALARI VE BU ALANDA TUG'DA İLK ADIMLAR

Selim O. SELAM[1], Mesut YILMAZ[1], Hideyuki IZUMIURA[2], Ilfan BIKMAEV[3], Varol KESKİN[4], Bun'ei SATO[5], Eiji KAMBE[2], Kadri YAKUT[4]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara
[2]Okayama Astrophysical Observatory, NAOJ, Kamogata, Okayama 719-0232 Japan
[3]Kazan State University and Academy of Sciences of Tatarstan, Kazan, Russia
[4]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir
[5]Tokyo Institute of Technology, 2-12-1 Okayama, Meguro-ku, Tokyo 152-8550 Japan

Özet

Deneysel yollarla yıldızların etrafında gezegen arama çalışmaları 90'lı yılların sonundan itibaren astronominin en dikkat çekici konularından biri haline gelmiştir. Son yirmi yılda ortaya konan gözlemsel teknikler ve cihazlar uzak yıldızların etrafındaki gezegen bileşenlerinin keşfedilmesini mümkün kılmıştır. Farklı yeteneklere sahip bu gözlemsel teknikler, çevresinde yörünge hareketi yapan bir gezegenin kütleçekim etkisi nedeniyle yıldızının dikine hızında ya da konumunda oluşan zayıf salınımları veya uzayda uygun açı ile yönlenmiş gezegen-yıldız sistemlerindeki gezegen geçişlerini (transitlerini) algılamaya yöneliktir. Bu gelişmiş techizat ve tekniklerle şu ana kadar 300'den fazla güneş sistemi dışı gezegen keşfedilmiştir (bkz. http://exoplanet.eu) ve sayıları hızla artmaya devam etmektedir. Güneş sistemimiz dışında yer alan bu gezegenler, fiziksel ve yörüngesel özellikler bakımından şaşırtıcı düzeyde çeşitlilik göstermiş ve gezegen sistemleri ile onların oluşum kuramları hakkındaki alışıla gelmiş bilgilerimizi ciddi ölçüde değiştirmiştir. Bu derlemede, güneş sistemi dışı gezegen araştırmalarının yakın geçmişi ve bulgularının özetinin yanı sıra, ülkemizde yeni bir araştırma alanı olarak, uluslararası bir işbirliği çerçevesinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde başlattığımız güneş sistemi dışı

gezegen arama projemizin gelişimine ve ulaştığı noktalara değinilecektir.

Anahtar Kelimeler: *Güneş sistemi dışı gezegenler, hassas dikine hızlar, iodin hücresi*

Abstract

The search for planets around the stars with empirical methods turn out to be as one of the most remarkable astronomical topics since late 90's. New observational techniques and instrumentations which are introduced in last two decades made possible the discoveries of planetary companions around the distant stars. These various techniques with different capabilities are aiming to detect the tiny wobble of the parent star in radial velocity and/or in position due to the gravitational effect of an orbiting planet or photometric transits (eclipse effects) in the correctly lined-up planet-star systems. With the aid of these sophisticated instrumentation and techniques more than 300 extrasolar planets have been discovered so far (see http:// exoplanet.eu) and their numbers are still increasing. These planets that are out of our solar system show a surprising diversity in their physical and orbital properties and have dramatically changed our traditional view of planetary systems and their formation theories. In this review, besides the summary of near past and findings of exoplanet searches, a short report on progress and current status of our exoplanet search project started at TÜBİTAK National Observatory in the framework of an international collaboration will be given.

Keywords: *Exoplanets, precise radial velocities, iodine cell*

1. Giriş

Günümüz teknolojisi ile gözlenebilir durumdaki evrende yaklaşık 100 milyar galaksi ve bunların her birinde yine yaklaşık 100 milyar yıldız olduğu tahmin edilmektedir. Bu milyarlarca yıldız arasında Güneş'imiz sadece sıradan bir yıldızdır ve çevresinde yaşam barındıran bir gezegene sahiptir. Burada akla hemen birkaç soru gelir: Acaba gezegeni olan tek yıldız bizim Güneş'imiz midir? Evrendeki 10^{22} tane yıldızın kaçının etrafında gezegen vardır? Diğer yıldızların etrafındaki olası gezegenlerin kaç tanesinde Dünya benzeri yaşam koşulları mevcuttur? Yakın zamana kadar bu sorular ve bunlara verilen yanıtlar, gözlemsel yetersizliklerden dolayı sadece spekülasyonlara neden olmaktaydı.

Yakın bir tarihe kadar, bilimsel temellere dayalı olarak, Güneş sistemimiz dışındaki yıldızların çevresindeki gezegenlerin varlığına ilişkin deneysel araştırmalar hiç yapılamıyordu ve sadece kuramsal düzeyde birşeyler söylenebilmekteydi. Ancak son 10-15 yıl içerisinde yeni tekniklerin gelişmesiyle diğer yıldızların etrafında gezegen araştırmaları ciddi bir ivme kazandı (bkz. [1][2][3][4]). Güneş sistemimiz dışında ilk gezegen 1992 yılında bir milisaniye atarcasının etrafında Wolszczan ve Frail tarafından keşfedildi [5]. Bu keşifin hemen ardından Mayor ve Queloz, 1995 yılında 51 Peg'in çevresinde bir gezegen daha buldu [1]. Bu, Güneş'imize çok benzer bir yıldızın etrafında keşfedilen, Jüpiter kütlesinde, ancak 4 gün civarında yörünge dönemine sahip bir dev gezegendi. Bu şaşırtıcı keşiften sonra Dünya'nın birçok yerinde gezegen arama programları başlatıldı. İlk keşiflerden bu yana gezegen arama programları ile F'den M tayf türüne kadar yıldızların çevresinde 300'den fazla gezegen keşfedildi (bkz. [6]). Şu anda 2000'den fazla F, G ve K yıldızı, 1 m'den 10 m'ye kadar açıklığı olan teleskoplarla, gezegen bileşenlerinin varlığını ortaya koymak amacıyla sistematik olarak izlenmektedir. Son on yılda ortaya konan, farklı yeteneklere sahip gözlemsel teknikler ve cihazlar uzak yıldızların etrafındaki bu gezegen bileşenlerinin keşfedilmesini mümkün kılmaktadır. Bunlardan "dolaylı metodlar" olarak adlandırılan teknikler, çevresinde yörünge hareketi yapan bir gezegenin kütleçekim etkisi nedeniyle yıldızının dikine hızında (tayfsal belirleme) ya da konumunda (astrometrik belirleme) oluşan zayıf salınımları algılamaya yöneliktir. "doğrudan metodlar" ise,

adından da anlaşılacağı gibi, çekilen gökyüzü görüntüleri üzerinde gezegenlerin yıldızlarından direkt olarak ayırt edilmesini hedefleyen ve temelde çok yüksek ayırma güçlü görüntüleme tekniklerine dayalı metodlardır. Ayrıca, uzayda uygun açı ile yönlenmiş gezegen-yıldız sistemlerindeki gezegen geçişlerinin (transitlerinin) fotometrik (ışıkölçüm) gözlemleriyle elde edilen sonuçlar, tayfsal gözlem sonuçlarıyla birleştirilmesi halinde, keşfedilen gezegenlerin mutlak kütle ve geometrik parametrelerinin de hesaplanmasına izin vermektedir.

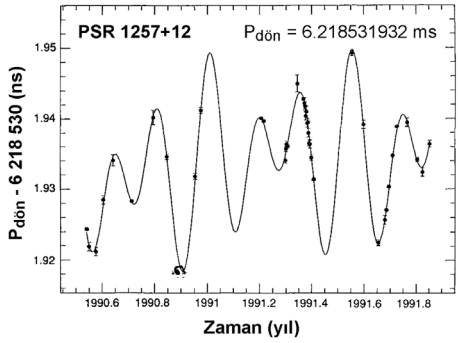
Güneş sistemimiz dışında yer alan bu gezegenler, fiziksel ve yörüngesel özellikler bakımından şaşırtıcı düzeyde çeşitlilik göstermiş ve gezegen sistemleri ile onların oluşum kuramları hakkındaki alışıla gelmiş bilgilerimizi ciddi ölçüde değiştirmiştir. İlk keşiflerden olan 51 Peg b'nin yukarıda açıklanan özellikleri hayret vericiydi. Bunun yanında Gl 581c gibi Dünya benzeri yaşam koşullarına sahip olduğuna dair delliler sunan (bkz. [7]) ilginç karasal gezegenler ise, doğal olarak, hem bilim dünyasında hem de popüler anlamda toplumun çok farklı kesimlerinde ciddi ilgi uyandırmaktadır. Bu türden karasal gezegenlerin keşfi, "dünya dışı zeki yaşam araştırmalarının" ilgi odağı haline gelmiştir. Bu gelişmelere bağlı olarak üretilen yeni gezegen oluşum kuramlarının denetlenebilmesi ve yeni istatistiksel çıkarımların/genellemelerin yapılabilmesi, yeterince gözlenmiş ve parametreleri iyi belirlenmiş güneş sistemi dışı gezegen sayısının artmasını gerektirmektedir [8].

Bu derlemede, güneş sistemi dışı gezegen keşfi konusundaki yakın geçmişe, hızla gelişen gözlem ve veri indirgeme tekniklerine, şu ana kadar keşfedilen 300'ü aşkın gezegenin ortaya koydukları ilginç çeşitliliğe ve gezegen oluşum kuramlarına getirilen yeniliklere yer verilecektir. Ayrıca, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) başlattığımız güneş sistemi dışı gezegen arama projemizin gelişimine ve ulaştığı noktalara da değinilecektir.

1.1 Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmalarının Yakın Tarihi

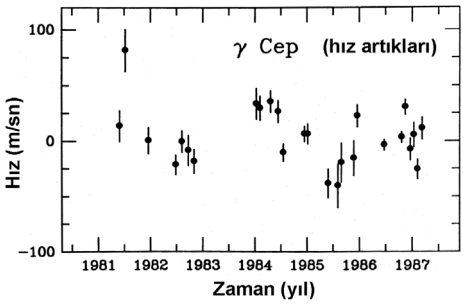
Güneş sistemi dışı gezegenlerin varlığına ilişkin tartışmaların tarihi yaklaşık 2400 yıllık bir geçmişe sahiptir. 20. yüzyıl başına kadar bu tartışmalarda ileri sürülen savlar, teorik öngörüler veya spekülasyonların ötesine geçmemiştir. Bu anlamda konunun uzak

geçmişine ilişkin kapsamlı bir derleme Dick tarafından 1996 yılında yayınlanmıştır [9]. 20. yüzyılın ilk çeyreğinden itibaren modern astrofiziğin düşünce yapısı ve metodlarıyla sistemimiz dışında yer alması olası gezegenlerin varlığı ve oluşum senaryoları üzerine ilk kayda değer teorik çalışmalar yapılmaya başlandı (örn. bkz. [10][11][12][13][14][15][16]).



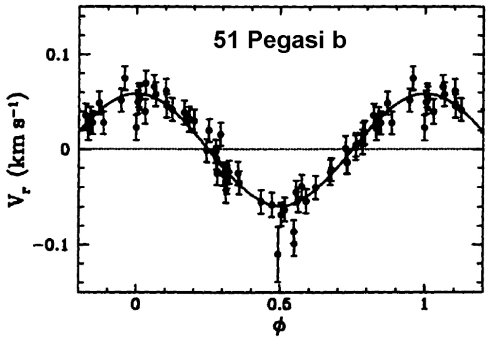
Şekil 1.1 PSR 1257+12 atarcasının atım erişim zamanlarından tespit edilen dönem değişimi. Sürekli eğri, yörünge dönemleri 66.6 ve 98.2 gün olan iki gezegenin atarca döneminde yarattığı birleşik ışık-zaman etkisini temsil etmektedir (Wolszczan ve Frail [5]'den alınmıştır).

Wolszczan ve Frail'in [5], PSR 1257+12 milisaniye atarcası etrafında, kütleleri (M sin$i$) 3.4$M_\oplus$ ve 2.8$M_\oplus$ olarak tahmin edilen iki gezegenin varlığına ilişkin delilleri ortaya koymaları ile güneş sistemi dışı gezegen araştırmalarında önemli bir dönüm noktasına gelindi. Bu çalışma bir anlamda ilgili alanın deneysel metodlarla çalışılmaya başlandığı ilk tarih olarak dikkate alınır. Wolszczan ve Frail, atarcanın atım erişim zamanlarında izlenen dalgalanmaların, atarcayla ortak kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yapan iki gezegenin yarattıkları ışık-zaman etkisinden kaynaklandığını öne sürdüler (bkz. Şekil 1.1). Bu öneriye başlangıçta ihtiyatla yaklaşıldı. Çünkü süpernova patlaması gibi dramatik bir süreç geçiren ölü yıldızların etrafında gezegen varlığı mevcut güneş sistemi



Şekil 1.2 γ Cephei'nin dikine hız artıklarında izlenen 25 m/sn yarı-genlikli ve 2.7 yıl dönemli çevrimsel yapı 1.7 $M_{jüp}$ kütleli bir gezegenin varlığını gerektirmiştir (Campbell ve diğ. [25]'den alınmıştır).

oluşum kuramlarına aykırıydı. Bu fikirden hareketle Gil ve Jessner [17] PSR 1257+12'in atım zamanlarında izlenen dalgalanmalara alternatif bir açıklama getirmeye çalıştılar ve bu etkinin, atarcanın dönme ekseninin gösterdiği presesyon/nütasyon hareketinden ve manyetik ekseninin dönme ekseni civarında göç etmesinden kaynaklanabileceğini önerdiler. Ancak kısa zamanda, Wolszczan ve Frail'in bulgularını destekler nitelikte çok sayıda bağımsız çalışmanın yayınlanmasıyla ([18][19][20] [21][22][23][24]) Gil ve Jessner de dahil olmak üzere, PSR 1257+12'nin atım erişim zamanı dalgalanmalarına çevresindeki gezegenlerin neden olduğu konusunda fikir birliğine varıldı. Üstelik bu çalışmaların bazılarında gezegen sayısının 2 değil 3 tane olabileceği de vurgulandı.



Şekil 1.3 51 Pegasi'nin etrafında keşfedilen 4.231 gün yörünge dönemli gezegenin, yıldızın Nisan 1994 - Aralık 1995 arasında ölçülen dikine hızlarında yarattığı 59 m/sn genlikli çevrimsel değişim (Mayor ve Queloz [27]'dan alınmıştır).

Aslında literatürde ilk gözlemsel bulgulara dayanan keşif duyurusu 1988'de Campbell ve ekibi tarafından, γ Cephei'nin dikine hız ölçümlerine dayanılarak yapılmıştı [25]. γ Cephei'nin dikine hız artıklarında izlenen 25 m/s yarı-genlikli ve 2.7 yıl dönemli bu çevrimsel yapı (bkz. Şekil 1.2) $M\sin i$ = 1.7 $M_{jüp}$ kütleli bir yıldız-altı bileşenin varlığını işaret ediyordu. Ancak sözü edilen hız yarı-genliğinin, kullandıkları gözlem aracının belirleme limitleri civarında olması nedeniyle bu keşif uzunca bir süre tam anlamıyla doğrulanamadı. Benzer şekilde, Latham ve ekibinin [26] 1989'da, HD 114762 yıldızının dikine hız ölçümlerindeki çevrimsel değişimlerden hareketle varlığını belirledikleri ilave cismin $M\sin i$ = 11 $M_{jüp}$ civarındaki kütlesi, yörünge eğimindeki belirsizlikten dolayı bir dev gezegen yerine bir kahverengi cüce olarak algılanmasına yol açtı ve ancak 1996'da Marcy tarafından bir gezegen olduğu doğrulanabildi.

Öncü niteliğindeki bu çalışmalar, güneş sistemi dışı gezegen arama çalışmalarında kullanılabilecek en mantıklı yöntemlerin, gezegenlerin yıldızları üzerinde yarattıkları tedirginlik etkilerini algılamaya yönelik teknikler olması gerektiğini net olarak ortaya çıkardı. Bu anlamda, akla ilk gelen teknikler yıldızların tayf çizgilerindeki dönemli doppler kaymalarını veya gökküresi üzerindeki konumlarında oluşacak dönemli yerdeğiştirmelerini algılamaya yönelik olanlardı. Mayor ve Queloz 1995'de, güneş benzeri bir yıldız olan 51 Peg'in dikine hız değişimlerinden hareketle (bkz. Şekil 1.3), kütlesi $0.47M_{jüp}$, yörünge yarıçapı 0.05 AB ve yörünge dönemi sadece 4.231 gün olan ilginç bir gezegen keşfi ile ön plana çıktılar [1][27]. Bunu takiben 1996 yılında, Butler ve Marcy'nin 47 UMa'da [28] ve hemen ardından Marcy ve Butler'ın 70 Vir'deki [29] gezegen bileşenlerini ortaya çıkarmaları ile güneş sistemi dışı gezegen keşfetmeye yönelik araştırmalar bir anda emekleme döneminden olgunluk dönemine geçti.

Doğal olarak bu ilgi çekici konuda, kısa süre içinde, çok sayıda farklı algılama kapasitesine sahip gözlem araçları ve bunların gözlem verisini indirgeyen yöntemler geliştirildi. Günümüzde yaygın olarak diğer yıldızların etrafında gezegen aramada kullanılan teknikleri şu şekilde sıralayabiliriz (bkz. [2][30][31]):

a) *Doppler Tekniği (hassas dikine hız ölçümü)*: Gezegeni ile ortak kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yapan yıldızın m/s mertebesindeki dikine hız değişimlerini algılamaya yönelik tayfsal bir yöntemdir.
b) *Konumölçüm (astrometri):* Gezegeni ile ortak kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yapan yıldızın gökyüzü düzlemindeki miliyaysn mertebesinden daha düşük yer değiştirmelerini algılamaya yönelik ve genellikle girişimölçerlerle yapılan konumölçümsel bir yöntemdir.
c) *Gezegen Geçişleri (transitleri)*: Uzayda uygun açı ile yönlenmiş gezegen-yıldız sistemlerinde, gezegenlerin yıldızları önünden geçişleri (transitleri) sırasında oluşan milikadir mertebesindeki ışık kayıplarını algılamaya yönelik ışıkölçümsel bir yöntemdir.
d) *Kütleçekimsel Mikromercek*: Yer'e göreli olarak yakın bir yıldızın kütleçekim alanı, aynı hizada görülen uzaktaki bir

ardalan yıldızının ışığı üzerinde mercekleme etkisi yaratır. Eğer yakın yıldızın bir gezegeni varsa, bu gezegenin kütle çekim alanı da kendine özgü bir mercekleme ile ayırt edilebilir bir ilave etki oluşturur. Bu yöntem de hassas parlaklık ve zaman ölçümüne dayalıdır.

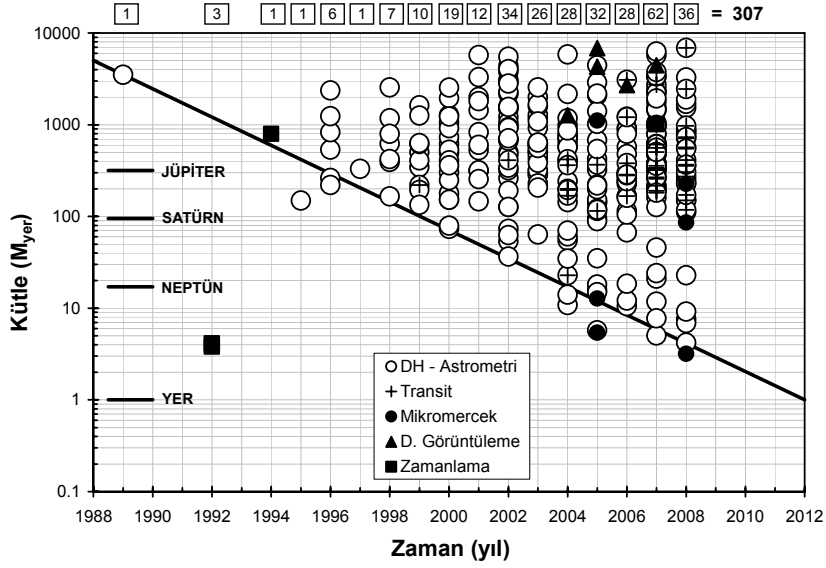
e) *Doğrudan Görüntüleme*: Yıldızına göre yeterince büyük, sıcak (parlak) ve ayrık duran gezegenlerin çekilen kızılöte gökyüzü görüntülerinde doğrudan tespit edilmesine yönelik bir yöntemdir. Yüksek ayırma güçlü kızılöte görüntüleme gerektirmektedir.

f) *Zamanlama*: Atarcaların atım erişim zamanları veya periyodik değişen yıldızların ışık değişimlerine ilişkin extremum zamanlarından türetilen dönem değişimlerinin takibi ile gezegenlerin yıldızları üzerinde yarattığı ışık-zaman etkisini algılamaya yönelik bir yöntemdir.

g) *Polarimetri*: Yıldız ışığı bir gezegen atmosferinin molekülleri ile etkileştiğinde kutuplanmaya uğrar ve bu olay bir polarimetre ile algılanabilir. Bu yöntemle çalışılmış henüz sadece bir örnek vardır.

Bu teknikler arasında hassas dikine hız ölçümü gerektiren "Doppler Tekniği" uygulamada sağladığı kolaylıkları ve mevcut gözlem araçlarında çok ciddi değişiklikler yapılmaksızın kullanılabildiğinden hızla ön plana çıkmıştır. Şu ana kadar (Ağustos 2008 itibariyle) sayıları 307'i bulan güneş sistemi dışı gezegenin 290'ı bu teknik ve konumölçüm yöntemiyle keşfedilmiştir. Geri kalanların 7'si mikromercek gözlemleriyle, 5'i doğrudan görüntüleme teknikleriyle ve 5 tanesi ise atarcaların atım erişim zamanı veya değişen yıldızların extremum zamanlarıyla ortaya konan dönem değişimleri ile ortaya çıkarılmıştır (sıkça güncellenen sayılar için bkz. [6]). Geçiş (transit) yöntemi ile varlıkları ortaya konan 52 gezegen ise çoğunlukla doppler tekniği ile keşfedilenler arasında uygun yörünge eğim açısı gösteren sistemlerde gezegen varlığının bir çeşit doğrulaması olarak çalışılmıştır. Dolayısıyla geçiş yöntemi ile varlıkları tespit edilen gezegenlerin sayısı (52 adet), doppler tekniği ve konumölçüm ile belirlenenlerin ortak sayısı (290) içinde dikkate alınmaktadır [6]. Şekil 1.4'de Schneider'in [6] sıkça güncellenen güneş sistemi dışı gezegenler listesindeki veriler kullanılarak, keşif

yıllarına göre gezegenlerin kütle dağılımı, keşif yöntemlerine göre tasnif edilerek verilmiştir. Bu diyagramın üstündeki karelerde, her yıla karşılık gelen keşif sayıları da yer almaktadır. Yıllar geçtikçe keşfedilen gezegen sayısının belirli bir oranda artış gösterdiği görülmektedir. Bu diyagramda en dikkat çeken yapı ise, zaman ilerledikçe keşfedilen en düşük kütle değerinin belirgin bir düşüş gösterdiğidir. Diyagramda, her keşif yılına ait en düşük kütleli gezegen(ler) dikkate alınarak oluşturulan diyagonal doğru, iyimser bir öngörü için kullanılacak olursa 2012 yılı civarında 1 M_{yer} kütlesindeki gezegenlerin keşfedilebilir hale gelineceğini söyleyebiliriz.



Şekil 1.4 Ağustos 2008'e kadar farklı yöntemlerle keşfedilmiş tüm güneş sistemi dışı gezegenlerin kütlelerinin keşif yıllarına göre dağılımı. Her keşif yılının en düşük kütleli örnekleri kullanılarak yapılan iyimser bir öngörüyle (diyagonal doğru) 2012 yılı civarında 1 M_{yer} kütleli gezegenlerin keşfedilebilir olacağını söyleyebiliriz. (diyagram verileri Schneider'in [6] düzenli olarak güncellenen listesinden alınmıştır).

Kısa süre içinde keşif sayısının hızla artmasıyla çok farklı kütle ve yörüngesel özelliklere sahip sıradışı gezegenlerin de var olduğu görüldü (bkz. [32][33][8]). Bu çeşitlilik alışıla gelmiş gezegen sistemi oluşumuna ve dinamiğine ilişkin kuramların ciddi değişiklikler geçirmesine neden oldu. Bu bağlamda, gezegen barındıran yıldızların fiziksel özelliklerinin incelendiği çalışmalar büyük önem kazandı. İstatistiksel olarak G-K türü yıldızların etrafında gezegen bulunma olasılığının daha yüksek olduğu sonucu bu çalışmalarla ortaya kondu (örneğin bkz. [34] ve içindeki kaynaklar). Yeni gezegen oluşum kuramları literatürde görünmeye ve test edilmeye başlandı (bkz. [30] ve içindeki kaynaklar, [35][36][8]). Bu gelişmelere bağlı olarak üretilen yeni gezegen oluşum kuramlarının denetlenebilmesi ve yeni istatistiksel çıkarımların/genellemelerin yapılabilmesi, yeterince gözlenmiş ve parametreleri iyi belirlenmiş güneş sistemi dışı gezegen sayısının artmasını gerektirmektedir [37]. Dolayısıyla yapılan her keşif şu an için literatüre çok ciddi bir katkıda bulunmaktadır.

2. Güneş Sistemi Dışı Gezegen Arama Yöntemleri

Başlangıçta, yıldız-gezegen ikilisinden beklenen etkilerin ölçülmesi, mevcut gözlem araçlarının kapasitesi ve alışıla gelmiş teknikler açısından neredeyse imkansızdı. Örneğin, o tarihlerde alışılmış astronomi gözlem araçları ile ulaşılabilen en hassas dikine hız ölçüm kapasitesi 1 km/s mertebesindeydi. Halbuki en basit örnekle, Jüpiter'in Güneş'imiz üzerinde oluşturduğu çekimsel etki ile ortaya çıkan dikine hız 12.4 m/s, Satürn'ünkiyle ise 2.7 m/s yöresindedir. Bodenheimer ve Lin'in [30] genellemesine dayanarak, gezegenlerin yıldızlarından ortalama 100 kez daha düşük kütleye ve 10^{-6} – 10^{-10} $L_{\odot}$ aralığında ışınım gücüne sahip olduklarını söyleyebiliriz. Bize en yakın yıldızların bilinen gezegenlerinin yıldızlarından olan en büyük açısal ayrıklıkları ise 1 yaysn değerinin çok altındadır. Dolayısıyla, başka yıldızların etrafındaki gezegenlerin varlığı araştırılacaksa, mevcut tayfçekerlerin dikine hız ölçüm hassasiyetini, konumölçüm gözlemlerinin algılayabildiği en küçük açısal ayrıklık değerini ve/veya ışıkölçerlerin tespit edebileceği en düşük parlaklık değişimi değerlerini iyileştirecek teknik atılımlar yapılmalıydı.

Bugüne kadar keşfedilen güneş sistemi dışı gezegenlerin yaklaşık %90'nından fazlasının Doppler Tekniği kullanılarak ortaya çıkarılması ve bizim ekibimizin de TUG'da sürdürdüğü uluslararası işbirliğine dayalı gezegen arama çalışmasında bu tekniğin kullanmasından dolayı bu bölümde sadece hassas dikine hız ölçümüne dayalı "Doppler Tekniği" hakkında detaylı bilgi verilecektir.

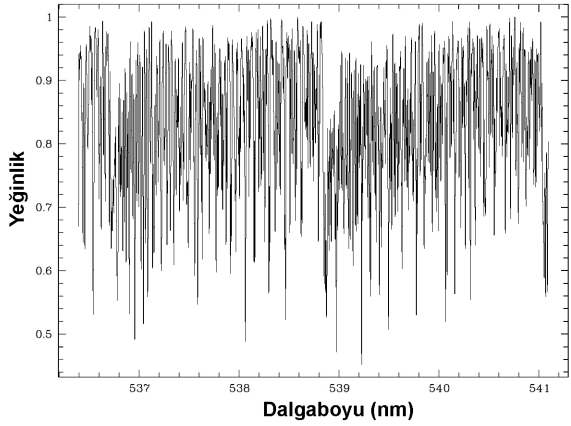
2.1 Doppler Tekniği

Gezegen arama çalışmaları açısından dikine hız ölçümündeki duyarlılık limitleri, aslında ilgili tayfsal verinin alınış şeklinden kaynaklanıyordu. Asıl olarak ilgilenilen nesnenin tayfının, kalibrasyon amaçlı alınan tayflarla (hız standardı nesneler ve lamba tayfları) farklı zamanlarda ve hatta farklı optik yollar üzerinden (lamba tayfları) alınıyor olması dikine hız ölçüm hassasiyetine aşılamaz bir limit koyuyordu. Aslında Griffin ve Griffin 1973 yılında bu sorunun aşılmasına yönelik ilk ipuçlarını vermişti [38][39]. Dalgaboyu kalibrasyonunu sağlayacak referans tayflarının gözlenecek nesnelerin tayfı ile eş-zamanlı olarak aynı kayıt ortamı üzerine alınmasıyla dikine hız ölçümündeki sistematik hataların ciddi oranda azaltılabileceğini duyurdular. Önerdikleri yöntem aslında son derece basitti: Çekilen yıldız tayflarındaki Yer atmosferi kaynaklı tellürik çizgilerin son derece kararlı yapılar olduğunu ve uygun metodlarla ele alındığında dalgaboyu kalibrasyonunda kullanılabileceklerini ifade ettiler. Bu yolla mevcut tayfçekerlerde hiç bir değişiklik yapmadan dikine hız ölçümünde 0.01 km/s mertebesinde bir ölçüm hassasiyetine ulaşılabileceğini gösterdiler.

Campbell ve Walker [40] ise tellürik çizgilerin dalgaboylarında atmosferik çalkantı hareketlerinden gelen belirsizliğin ilginç bir yöntemle aşılabileceğini ve daha da hassas ölçümlere ulaşılabileceğini gösterdiler. Onlar bir hidrojen florid gaz soğurma hücresinin tayfçekerin giriş yarığı önüne konulması ile tayflara eklenen özel çizgilerin dalgaboyu referansı olarak kullanılması halinde Griffin ve Griffin'in önerisinden daha hassas dikine hızlara ulaşılabileceğini gösterdiler. Bu teknikle ilk gezegen keşiflerini ise 1988'de duyurdular [25]. Gözlemsel metod açısından doğru yol bulunmuştu, ancak mevcut indirgeme tekniklerinde dikkate alınmayan ve tayfçekerlerin optik ve mekanik tasarımlarından kaynaklanan bazı

olumsuz etkiler hala beklenen hassasiyet sınırlarına ulaşılmasına izin vermiyordu. Mevcut bilgisayar teknolojisi de bu anlamda olumsuz bir faktör olarak ortaya çıktı. Sadece bu nedenle Campbell ve ekibinin keşfi çok sayıda karşı görüşle camiada ilgi görmedi. Bu aşamadan sonra dikine hız ölçümlerinde hassasiyet arttırmaya yönelik çok sayıda çalışma yapıldı ve bilgisayar teknolojisindeki ilerlemelerle indirgeme tekniklerinde de ciddi aşamalar kaydedildi (örneğin bkz. [41][42][43][44][45]).

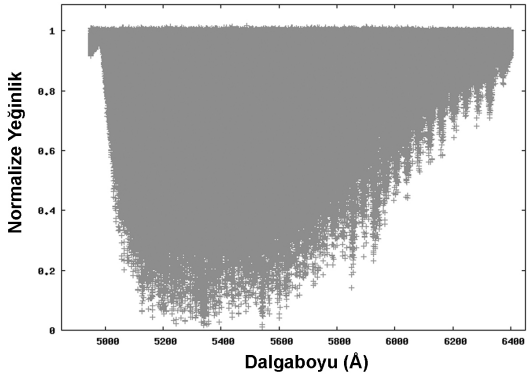
Tayfçekerlere eklenen gaz soğurma hücrelerinde iyodin (I_2) gazını kullanan alternatif çalışmalar da yapıldı [46][47][48]. İyodin gazı kimyasal olarak oldukça kararlıdır ve $\lambda\lambda$ 5000-6000 Å dalgaboyu aralığında çok güçlü soğurma çizgileri üretir (bkz. Şekil 2.1). Bu dalgaboyu aralığı, aynı zamanda, geç tayf türünden yıldızların dikine hız ölçümlerinin yapıldığı çizgilerin yoğunlaştığı bir bölgedir [49]. Geç tayf türünden yıldızlar ise güneş sistemi dışı gezegen araştırmalarında hedef nesnelerdir. Butler ve ekibinin çalışması [48] I_2 gaz soğurma hücreleri ile elde edilen gözlemlerden beklenen ölçüm sınırlarına ulaşılmasını sağladı ve dikine hız ölçümünde 3 m/s gibi önemli bir hassasiyet değerine ulaşıldı. Bu çalışmanın önerdiği I_2 gaz soğurma hücresi eklentisi ve indirgeme/hesap teknikleri hızla dünya çapında yaygınlaştı. Önerdikleri gaz soğurma hücresi neredeyse tüm orta-büyük çaplı teleskopların Coudé Échelle tayfçekerlerinin standart eklentisi haline



Şekil 2.1 La Silla Coudé Échelle tayfçekeri ve düzalan lambası ile çekilen I_2 buharı soğurma tayfı. R=100,000 çözünürlükte, merkezi dalgaboyu 538.9 nm ve dalgaboyu aralığı 4.85 nm olan kesimi görülmektedir (Endl ve diğ. [53]'den alınmıştır).

geldi (bkz. [50][51][52][53]) ve gezegen keşiflerinin sayısında son 10 yılda ciddi bir artış yaşandı.

Bu teknik ile gözlenen bir yıldızın öz $K(\lambda)$ tayfı, kullandığımız tayfçekerin alıcı çıkışında, yıldız+I_2 hücresinin bütünleşik tayfı $I(\lambda)$ olarak elde edilene kadar bir takım etkiler altında değişikliğe uğrar. Bunlar:



Şekil 2.2 Marcy'nin KPNO'deki "*Fourier Dönüşüm Tayfçekeri*" ile aldığı R~400,000 çözünürlüklü ve S/N=700 olan saf I_2 hücresi tayfı [54]. Bu tayf dünya çapında I_2 hücresi kullanan tüm araştırmacılar tarafından karşılaştırma şablonu olarak kullanılmaktadır.

a) Yıldızın dikine hız değişiminden dolayı "*dalgaboyu kayması*" $\Delta\lambda$ (= $\lambda v/c$),
b) İyodin moleküllerinin oluşturduğu ve yıldız tayfı üzerine binen soğurma çizgili tayfı betimleyen "*I_2 hücresi geçirgenlik fonksiyonu*" $G(\lambda)$,
c) "*Aletsel profil*"i betimleyen ve tayfçekerin nokta dağılım fonksiyonu *NDF* tarafından üretilen aletsel bulanıklık.

Bu etkilere göre, giriş yarığının önünde I_2 hücresi bulunan bir tayfçekerle elde edilen bir yıldız tayfı

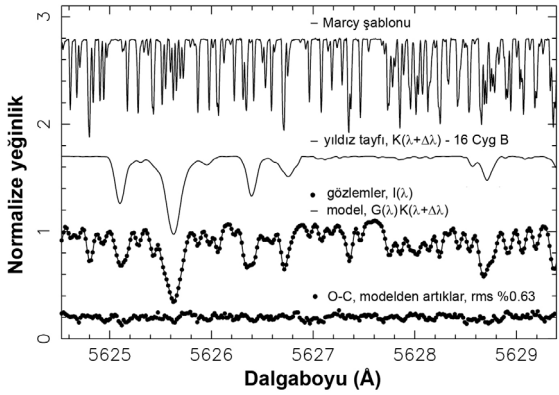
$$I(\lambda) = k\left[G(\lambda)K(\lambda + \Delta\lambda)\right] \circ NDF \qquad (1)$$

bağıntısının, tayfçekerde kullanılan CCD alıcısının hücrelerine (piksellerine) göre örneklenmiş (binned) hali ile modellenebilir [48][51]. Buradaki k katsayısı bir normalizasyon faktörü olup, "$\circ$" işareti ise fourier dönüşümleri ile gerçekleştirilen konvolüsyon işlevini ifade etmektedir. Bu bağıntı kullanılarak yapılacak bir modelleme $G(\lambda)$ ve $K(\lambda)$'nın girdi verisi olarak önceden bilinmesini gerektirir. Bu

ise tayfçekerin *NDF*'nun (yani aletsel profilin) mevcut verilerden tespit edilmesini öngörür.

I_2 hücresi geçirgenlik fonksiyonu $G(\lambda)$'nın belirlenmesi için, Marcy'nin Kitt Peak Ulusal Gözlemevi'de (KPNO) "*Fourier Dönüşüm Tayfçekeri*" ile aldığı R~400,000 çözünürlüklü ve S/N=700 olan saf I_2 hücresi tayfı (bkz. Şekil 2.2) dünya çapında I_2 hücresi kullanan tüm araştırmacılar tarafından karşılaştırma şablonu olarak kullanılmaktadır. Herhangi bir tayfçeker ile I_2 hücresi kullanılarak çekilen bir düzalan görüntüsü, ilgili tayfçekerin ölçek sisteminde saf I_2 tayfı oluşturacaktır. Ancak bu verinin $G(\lambda)$ olarak kullanılabilmesi ve hassas dalgaboyu referansı verebilmesi için, Marcy'nin şablonu ile ayarlanması (ölçeklendirilmesi) gerekir. Bu özel düzalan görüntüsü, bir düzalan lambasından, tekdüze aydınlatılmış bir kubbe ekranından veya hızlı dönen bir B türü yıldızdan alınabilir. B türü yıldızların tayfı çok az çizgi içermektedir ve az sayıdaki çizgiler de hızlı dönmeden dolayı aşırı genişlemiş ve sürekliliğe karışmışlardır. Ayrıca hızlı dönen B türü yıldızların tayflarında, I_2 çizgilerinin baskın olduğu $\lambda\lambda$ 5000-6000 Å dalgaboyu aralığında neredeyse hiç çizgi yoktur. Dolayısıyla saf I_2 tayfı üretmek için ideal cisimlerdir. Bu şekilde elde edilen saf I_2 tayfı, Takeda ve diğ. [55] veya Sato ve diğ. [51]'nin önerdiği Menzel-Minnaert-Unsöld aradeğer bulma formülü (örn. bkz. Pagel'in [56] 3.47 nolu formülü) ve hesap tekniği kullanılarak, Marcy'nin I_2 şablonu ile karşılaştırmalı olarak ölçeklendirilir (kalibre edilir) ve tayf çekerin kendi ölçek sistemindeki I_2 hücresi geçirgenlik fonksiyonu $G(\lambda)$ elde edilir. İlgili ara değer bulma formülü, çizgi derinliği (D) ile çizgi/süreklilik optik derinlikler oranı $\eta = l / \kappa$ arasında bir ilişki olup, optik derinlikler oranı işlemlere $\alpha = \eta / \eta_0$ şeklinde tanımlanan bir parametre ile dahil edilir. Burada η_0 Marcy şablonunun, η ise ölçeklendirilecek tayfçekerin optik derinlik oranını temsil etmektedir. Böylece ölçeklendirme işlevi, α'nın yanı sıra serbest parametre olarak tanımlanan bir $\Delta\lambda'$ parametresi (Marcy şablonu ile tayfçeker saf I_2 tayfı arasındaki dalgaboyu ölçeği farklılıklarını dikkate alacak parametre) ve tayfçekerin aletsel profilini tanımlamak üzere ele alınan bir Gauss profilini belirleyecek FWHM değeri kullanılarak, en küçük kareler yöntemi ile yapılır. Bu şekilde elde edilen $G(\lambda)$ aynı zamanda ilgili tayfçekerin tayfsal çözünürlük (R) değerinin de FWHM'dan hassas olarak tespit ve takip edilmesine

olanak tanır. Bu ölçeklendirmeye örnek olarak Şekil 2.3'de Okayama Astrofizik Gözlemevi'nin (OAO) HIDES ve C10 tayfçekerleri için, yukarıda tarif edilen yöntemle, Takeda ve diğ. [55] tarafından elde edilen $G(\lambda)$ I_2 hücresi geçirgenlik fonksiyonlarının λλ5260-5265 Å aralığındaki dağılımları görülmektedir.



Şekil 2.4 Subaru teleskobu için üretilen HDS tayfçekeri ve I_2 hücresi eklentisi ile 16 Cyg B yıldızı için elde edilen yıldız+I_2 tayfının modellenmesi. En üstte Marcy şablonu yer almaktadır. Yukarıdan üçüncü sırada noktalar gözlemleri, sürekli eğri ise modelleme sonucu yapılan fiti göstermektedir. Üstten ikinci sırada ise model tayftan ayıklanan yıldızın öz tayfı ve en altta ise modelden olan artıklar görülmektedir (Sato ve diğ.'den [51] alınmıştır).

Çok yüksek çözünürlük ve S/N oranının yanı sıra sistematik herhangi bir hatayı içermeme beklentisi altında bir yıldızın öz $K(\lambda)$ tayfını doğrudan gözlemlerden elde etmek oldukça zordur. Bu işlev, yıldız+I_2 bileşik tayfından, uygun metodlar kullanılarak, tayfçekerin *NDF*'nun yarattığı bulanıklık etkisini arındırmayı gerektirir. Dolayısıyla, öncelikle tayfçekerin *NDF*'nun hassas bir şekilde belirlenmesi gerekir. Bu ise, asıl gözlemlerin hemen öncesi veya sonrasında alınmış bir hızlı dönen B yıldızı+I_2 bileşik tayfı ile yukarıda açıklanan şekliyle elde edilen $G(\lambda)$'nın, Valenti ve diğ.'nin [57] önerdiği yöntemle (birden fazla Gauss profilinin bileşkesinin fit algoritması) işlemden geçirilmesiyle elde edilir. Böylece denklem (1)'de, bilinen $G(\lambda)$ kullanılarak ve elde edilen *NDF*'nin Jansson tekniği ile dekonvolüsyonu (bkz. [58]) sonucu, $I(\lambda)$ gözlemlerinden yıldızın öz tayfı, dikine hız değişimlerini içeren $K(\lambda+\Delta\lambda)$ biçimiyle çıkartılmış olur. Bu tayfın dalgaboyu ekseni, Marcy'nin şablonu ile ölçeklendirilmiş $G(\lambda)$'dan belirlendiğinden ve tayfçekerin *NDF*'nun bulanıklaştırma etkisinden arındırıldığından, son derece hassas dikine

hız ölçümüne izin verecektir. Böylece, her tayf gözlemi için bu yolla (bkz. Şekil 2.4) elde edilen $K(\lambda+\Delta\lambda)$ öz tayfları, 2-5 Å'luk ardışık dar bölgelere ayrılarak, her bölge için doppler kayması değerleri ölçülür ve ortalaması alınarak dikine hızı elde edilmiş olur (detayları için bkz. [51]). Son olarak elde edilen dikine hızlar güneş sisteminin kütle merkezine, Hobbs ve diğ.'nin [59] hassas tekniği ile indirgenir.

Gezegen barındıran bir yıldız için bu şekilde ölçülen dikine hızlardan oluşturulan dikine hız eğrisi, alışıla gelmiş yöntemlerle analiz edilerek (örneğin bkz. [60], K dikine hız eğrisi yarı-genliği, P yörünge dönemi ve e yörünge dışmerkezliği belirlenir ve yıldızın M_* kütlesinin bilinmesi halinde

$$M \sin i = K\sqrt{1-e^2}\left[\frac{P(M_* + M\sin i)^2}{2\pi G}\right]^{\frac{1}{3}} \qquad (2)$$

bağıntısından gezegen kütlesi için bir alt limit değeri ve

$$a^3 = (M_* + M\sin i)\,P^2 \qquad (3)$$

bağıntısından da göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu tespit edilebilir.

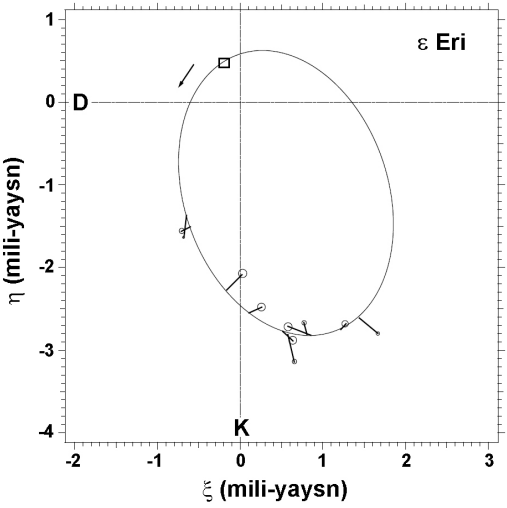
2.2 Diğer Yöntemler

Doyle'un [61] yakın tarihli geniş derlemesi, tüm güneş sistemi dışı gezegen arama yöntemlerinin, hem uygulanan değişik tekniklerini hem de ulaşabildikleri belirleme limitlerini çok iyi özetlemektedir ve şu an için bu konudaki en iyi kaynak olarak gösterilebilir.

Konumölçüm (astrometri) tekniği gezegen aramada kullanılan en eski yöntem (20. yüzyılın ortalarından beri) olarak dikkate alınabilir. Aslında daha çok ayrık çift yıldızların bileşenlerinin ve yörüngelerinin özelliklerini belirlemede kullanılan bir tekniktir. Bu yöntemle gezegen barındıran bir yıldız için elde edilen gökyüzü düzlemi üzerindeki konum ölçümlerinden, o yıldızın yıllık paralaks nedeniyle olan görünür hareketi ve öz hareketinin gökyüzü düzlemine izdüşüm bileşeni çıkarılırsa geriye, yıldızın gezegeniyle oluşturduğu ortak kütle merkezi etrafındaki göreli yörüngesi kalır. Elips biçimindeki bu yörüngenin yaysn cinsinden yarıbüyük eksen uzunluğu

$$\alpha = \frac{M}{M_*}\frac{a_p}{d} \quad (4)$$

bağıntısı ile verilir [61]. Burada a_p AB cinsinden gezegenin kütle merkezine uzaklığı, d pc cinsinden yıldızın bize uzaklığı, M ve M_* ise sırasıyla yıldızın ve gezegenin kütleleridir. Bu teknik ile, sistemin yörünge döneminin uzunca bir kesri boyunca elde edilen yüksek ayırma güçlü gökyüzü görüntüleri üzerinden, yıldızın ışık-merkezinin (photometric centroid) hareketi ölçülür. Güneş'imiz ve ona 5 AB uzaklığındaki Jüpiter'in 10 pc uzaklıktan bakıldığında V bandı parlaklıkları 5 ve 27 kadir olacaktır ve birbirlerinden en ayrık görüldükleri anda aralarındaki açısal ayrıklık sadece 0.5 yaysn olacaktır. Üstelik bu ayrıklığa rağmen aralarındaki parlaklık farkı nedeniyle Jüpiter görülemeyeceğinden, konumölçüm gözlemlerinde sadece Güneş'in ortak kütle merkezi etrafındaki hareketi algılanacaktır. Güneş-Jüpiter ikilisinin kütle merkezinin kabaca Güneş yüzeyinde olduğundan hareketle, Güneş'in 10 pc'den izlenecek yerdeğiştirmesinin en büyük değerinin sadece 1 mili-yaysn olduğunu söyleyebiliriz. Bu durum göz önünde bulundurulduğunda, konumölçüm yöntemiyle yıldızların gezegen bileşenlerinin varlığını ortaya çıkarmak için ne kadar yüksek uzaysal ayırma gücü gerektiği daha rahat anlaşılabilir. Dolayısıyla bu yöntem için genellikle girişim-ölçüm tekniklerine dayalı çok yüksek uzaysal ayırma gücü sağlayabilen yüksek teknolojili gözlem araçları kullanılmaktadır. Yer atmosferinin bu anlamda ortaya koyduğu belirleme limiti, atmosferik görüş



Şekil 2.5 Benedict ve diğ.nin [65] ε Eri'ye ait konumölçüm gözlemleri ve bu gözlemlerden belirledikleri göreli yörüngesi.

etkisinden kaynaklanmaktadır ve bu sorunu doğrudan aşmak amacıyla çeşitli projelerle atmosfer dışı uydu gözlemevleri tasarlanmaktadır (Örnekleri için bkz. NASA-SIM [62], ESA-DARWIN [63], NASA-TPF [64]). Şekil 2.5'de Benedict ve diğ.'nin [65] ε Eri yıldızının konumölçüm gözlemlerinden çözümlediği göreli yörüngesi görülmektedir. Bu ölçümlerin dikine hız ölçüm sonuçlarıyla birleştirilmesi sonucunda ε Eri'nin etrafında yörünge dönemi 6.85 yıl, kütlesi 1.55 $M_{\text{jüp}}$ ve yıldızına uzaklığı yaklaşık 3.5 AB olan dev bir gezegenin varlığı ortaya çıkarıldı.

Gezegenlerin yıldızlarının önünden geçişleri sırasında oluşacak zayıf ışık kayıplarını algılamaya yönelik geçiş yöntemi, yüksek ışıkölçüm duyarlığına sahip alıcılarla yapılmaktadır. Bir geçiş anında yıldızdan algılanan ışınım gücünde beklenen kayıp, pratik olarak

$$\frac{\Delta L}{L} = \left(\frac{R}{R_*} \right)^2 \quad (5)$$

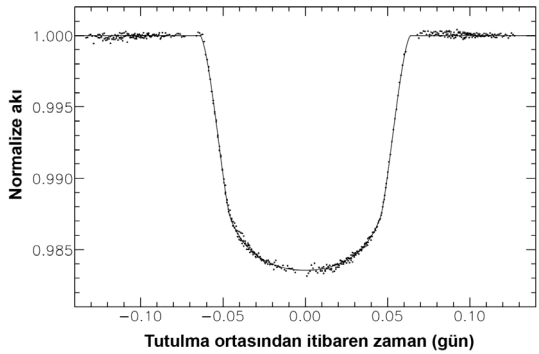
biçiminde, gezegen ve yıldızın yüzey alanları oranı mertebesinde olacaktır [66]. Güneş-Jüpiter ikilisi için $R/R_* = 0.1$ olduğundan, Jüpiter geçişi ile Güneş'in parlaklığında oluşacak ışıkölçümsel değişim %1 civarında olacaktır. Neptün veya Yer benzeri bir gezegen için bu değerin çok daha küçük olacağı ve geçişlerinin kaydedilebilmesi için oldukça hassas ışıkölçerler gerektiği açıktır. Bir gezegenin yıldızının önünden geçiş olasılığı, Güneş yarıçapı cinsinden yıldızın R_* ile gezegenin R yarıçaplarına, AB cinsinden yörüngenin a yarıbüyük eksen uzunluğuna ve yörüngenin e dışmerkezliğine,

$$P = 0.0045 \, \frac{R_* + R}{a} \left[\frac{1 + e\cos(\omega/2)}{1 - e^2} \right] \quad (6)$$

şeklinde bağlıdır [67]. Burada ω yörüngenin enberi noktasının boylamıdır. Yer için bu olasılığın değeri % 0.5 dir. Eğer Yer'in Güneş'e olan uzaklığı 0.05 AB olsaydı bu olasılık % 10 olurdu. Buradan, yörünge dönemi daha kısa ve yıldızına daha yakın gezegenlerin, geçiş yöntemi ile farkına varılmalarının daha olası olduğunu söyleyebiliriz. Çember yörünge ve tam ekvatoryal bir geçiş için geçiş süresi ise

$$t = 13 R_* \left(\frac{a}{M_*} \right)^{1/2} \qquad (7)$$

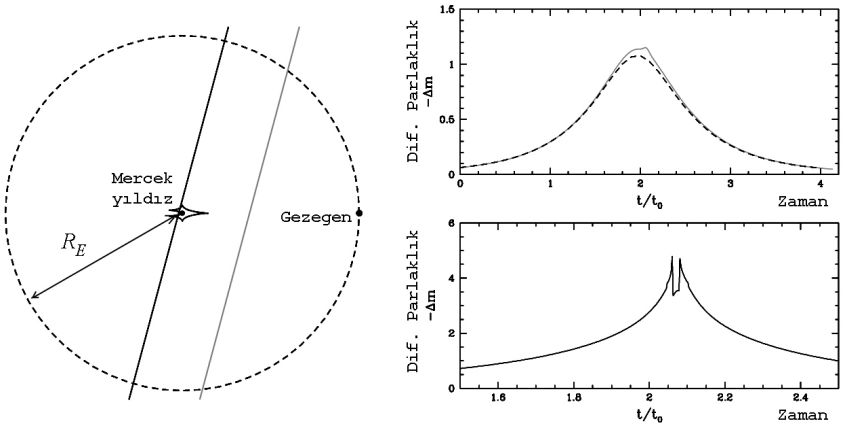
bağıntısı yardımıyla hesaplanabilir [66]. Burada R_* ve M_* Güneş birimlerinde, a ise AB cinsindendir. Kısa yörünge dönemli gezegenler için bu süre birkaç saat mertebesindedir. Bir geçişe ilişkin ışıkölçüm gözlemlerindeki tutulma profilinin (örnek için bkz. Şekil 2.6) uygun analiz yöntemleri (örneğin bkz. [69]) ile analizi sonucunda gezegene ilişkin parametre olarak sadece R / R_* yarıçaplar oranını elde edebilmek mümkündür. Bu hali ile geçiş yönteminin, güneş sistemi dışı gezegenlerin sadece varlığını belirlemekten öte bir işe yaramadığı düşünülebilir. Ancak geçişin oluşabilmesi için yıldız-gezegen ikilisinin yörünge eğim açısı i'nin 90º'ye çok yakın olması gerektiği fikrinden hareketle, ilgili yıldızın dikine hız eğrisi çözümleriyle geçiş gözlemleri sonuçları birleştirilirse gezegenin tüm fiziksel parametreleri (R, M, ortalama yoğunluk ρ vd.) elde edilir [66]. Geçiş gözlemleri ile yıldızların etrafında gezegen varlığı araştırması, yukarıda açıklandığı gibi olasılığı çok düşük bir iştir. Dolayısıyla bu yöntemle ortaya çıkarılan kısıtlı sayıdaki keşiflerin büyük ölçüde ışıkölçümsel tarama gözlemlerinden ortaya çıkmış olduklarını tahmin etmek çok da zor değildir. Bu olasılık, OGLE projesi [70][71] gibi gökada merkezi doğrultusunda yapılan taramalarda daha da yüksek olasılığa sahiptir ve meyvelerini 7 başarılı keşifle vermiştir (örn. bkz. [72]). TrES [73], XO [74], HAT [75] ve WASP [76] gibi projelerin ışıkölçümsel tarama gözlemleri, gezegen geçiş adayları için büyük potansiyele sahip veriler üretmektedir. Ayrıca 2006 yılında fırlatılan FSA/ESA-CoRoT ve yakın tarihte



Şekil 2.6 HD209458b gezegeninin geçiş profili. Noktalar gözlemleri, sürekli eğri ise model ışık eğrisini temsil etmektedir. (Brown ve diğ.'nden [68] alınmıştır).

fırlatılması planlanan NASA-KEPLER gibi uydu gözlemevleriyle, geçiş gözlemlerinde yer atmosferinin yarattığı bozucu etkilerin doğrudan aşılması amaçlanmaktadır.

Bize göreli olarak yakın bir yıldız uzay hareketi boyunca, bizden çok daha uzaktaki bir yıldızla gökyüzü düzleminde aynı hizaya gelebilir ve uzay-zamanın bükülmesindeki genel görelilik etkisi altında, arka plandaki yıldızın ışığını bükerek etrafında bir serap görüntü oluşturur. Bu geçici etki sırasında arka plandaki yıldızın ışığı kuvvetlendirilir (büyütülür) ve dolayısıyla iki yıldızın zamana karşı ölçülen birleşik ışık şiddetinde bir artma ve bunu takip eden bir azalma görülür (bkz. şekil 2.7 sağ üst paneldeki kesikli eğri). "*Kütleçekimsel Mercek Etkisi*" olarak adlandırılan bu olayın farkına öncelikle gökadalarda varılmıştır. İdeal bir hizalanmada (öndeki yıldızın arkadaki ile tam olarak aynı hizaya gelmesi) oluşan serap görüntü, mercek etkisi yaratan öndeki yıldızın etrafında "*Einstein halkası*" olarak adlandırılan son derece simetrik, halka biçimli bir yapıya sahip olacaktır (bkz. şekil 2.7). Einstein halkasının yarıçapı



Şekil 2.7 Gezegene sahip bir mercek yıldızın kütleçekimsel mikromercek etkisiyle oluşturacağı ışık eğrisi. Solda Einstein halkasının geometrik yapısı ve kaynak yıldız için iki farklı geçiş yolu gösterilmiştir. Sağ üst panelde kesikli eğri, gezegen olmaması halinde oluşacak simetrik ışık eğrisini, gri renkli eğri ise soldaki gri renkli geçiş yolu ile oluşacak ışık eğrisini göstermektedir. Alt panelde ise kusursuz bir hizalanma (solda siyah renkli geçiş yolu) için ışık eğrisinin alacağı biçimi göstermektedir (Mao ve diğ.'nden [77] alınmıştır).

R_E (Einstein yarıçapı), arka plandaki kaynak yıldızın bize olan D_k ve mercek etkisi yaratan ön plandaki yıldızın (mercek yıldız) bize olan D_m uzaklıklarına bağlı olarak

$$R_E = \left[\frac{4GM_{*m}}{c^2} \frac{(D_k - D_m)D_m}{D_k} \right]^{1/2} \qquad (8)$$

ifadesi ile verilir [61][78]. Burada G evrensel çekim sabiti, M_{*m} mercek yıldızın kütlesi ve c ise ışık hızıdır. Bu durumda Einstein yarıçapını Yer'den gören açı (Einstein açısı) ise $\theta_E = R_E / D_m$ dir. Zamanla değişim gösteren mikromercek büyütmesi (büyütme faktörü) ise

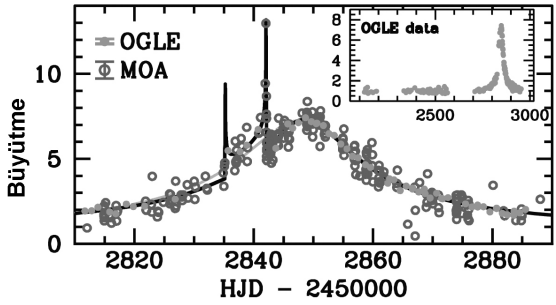
$$Q(t) = \frac{u^2(t) + 2}{u(t)\left[u^2(t) + 4\right]^{1/2}} \qquad (9)$$

eşitliği ile ifade edilir [61][78]. Burada $u(t)$, Einstein yarıçapı biriminde mercek yıldız ile kaynak yıldız arası izdüşüm uzaklıktır. Kusursuz bir hizalanma için büyütmenin sonsuz büyüklükte olacağını, (9) bağıntısı yardımıyla kuramsal olarak söyleyebiliriz. Eğer mercek yıldızın etrafında şekil 2.7'de gösterildiği gibi bir gezegen varsa, kaynak yıldızın geçiş yoluna bağlı olarak, (9) bağıntısı ile verilen simetrik yapılı büyütme faktöründen bazı sapmalar oluşacaktır. Çünkü gezegenin de var olan çekim alanı kendine özgü bir mercek etkisi yaratacaktır. Şekil 2.7'de bu durum kaynak yıldızın iki farklı geçiş yoluna bağlı olarak sağ üst ve alt paneldeki ışık eğrilerinde, kendilerine özgü renkli eğrilerle gösterilmiştir. Burada kusursuz hizalanma durumunda sağ alt panelde verilen ışık eğrisindeki çift tepeli yapı dikkat çekicidir ve gezegenin mercek etkisinin en fazla hissedildiği durumu temsil etmektedir. Gezegenin mercek etkisinin görüldüğü ve ışık eğrisini simetriden saptıran (tepeler) hörgüçler için (8) eşitliğindeki mercek yıldızın kütlesi M_{*m}'in yerini gezegenin M kütlesi alacaktır. Bu durumda gezegenden kaynaklanan mikromercek etkisinin süresi,

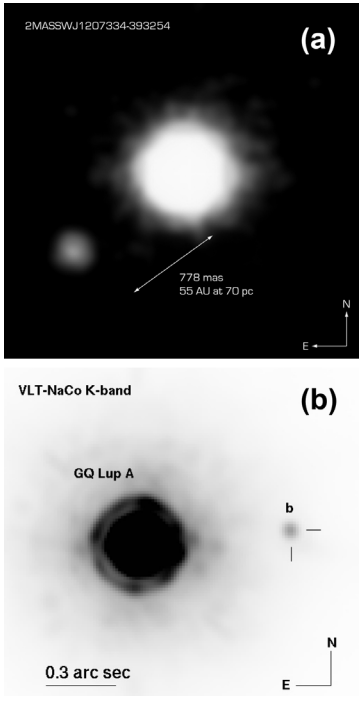
$$t_E = \sqrt{\frac{4GMVd}{c^2}} \qquad (10)$$

olacaktır [61]. Burada d, pc biriminde mercek yıldızın uzaklığı, V yörünge hızı, c ışık hızı ve G evrensel çekim sabitidir. İki yıldızın bu şekilde hizalanma olasılığı, yıldız yoğunluğunun fazla olduğu galaktik merkez doğrultusunda bile milyonda birdir. Ancak bu hizalanma bir kez gerçekleşirse, bize 5 kpc uzaklıktaki bir mercek yıldıza 0.05 AB uzaklıktaki 3 $M_{jüp}$ kütleli bir gezegenin yaratacağı parlama yaklaşık 4 kadir olacak ve 5 gün civarında sürecektir [61]. Bu değerler Jüpiter ve Yer için sırasıyla 3 kadir/3 gün ve 1 kadir/4 saat olacaktır. Görüldüğü gibi bu olay kaydedilebilirlik açısından bugünkü teknoloji için bir sorun çıkarmamaktadır.

Sorun, bu tür olayların gerçekleşme sıklığının düşük olması ve kısa zaman içinde çok fazla sayıda yıldızın gözlenmesindeki zorluklardan

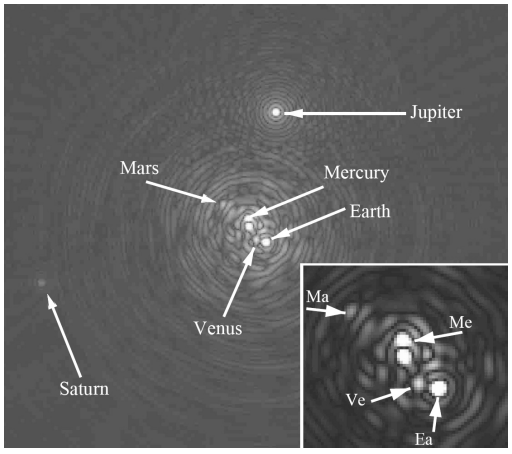


Şekil 2.8 OGLE 2003-BLG-235 yıldızı için oluşan mikromercek etkisine ilişkin ışık eğrisi ve gezegenden kaynaklanan hörgüç yapısı. Noktalar gözlemleri, sürekli eğri ise modeli temsil etmektedir (Bond ve diğ.'nden [82] alınmıştır).



Şekil 2.9 VLT/NACO kullanılarak doğrudan görüntüleme ile (a) 2M1207 ([85]'den alınmıştır) ve (b) GQ Lup ([86]'dan alınmıştır) etrafında tespit edilen gezegen bileşenleri.

kaynaklanmaktadır. Bunu, şu andaki toplam keşfedilen 307 güneş sistemi gezegen içinde sadece 7 tanesinin mikromercek yöntemi ile ortaya çıkarılabilmiş olmasından anlayabiliriz. Bu yöntemin belkide en önemli avantajı, diğer yöntemler için ortaya çıkan ve olumsuz bir etki yaratan gezegenli yıldızın uzaklık limiti probleminden büyük ölçüde etkilenmemesidir. Doğal olarak ana gözlemsel verinin, yine geniş gökyüzü alanlarının görüntülendiği tarama gözlemlerinden geleceği açıktır. Mikromercek ışıkeğrilerinin çözüm yöntemleri ve gezegene ilişkin elde edilebilir parametreler için Bennett ve Rhie [79], Mao ve Loeb [80] veya Rattenbury ve diğ.'nin [81] çalışmalarına bakılabilir. Yakın tarihli bir mikromercek keşfine örnek olarak Şekil 2.8'de ışık eğrisi görülen OGLE 2003-BLG-235 verilebilir [82].



Şekil 2.10 10 pc uzaklıktan bakıldığında Güneş sistemimizin gezegenlerinin "*yoketme*" tekniği ile ayırtedildiği bir simülasyon görüntüsü (Guyor ve Rodier'den [87] alınmıştır).

Doğrudan görüntüleme yöntemlerinin, adında da anlaşılacağı gibi yıldızına göre yeterince büyük, sıcak (parlak) ve ayrık duran gezegenlerin çekilen gökyüzü görüntülerinde doğrudan tespit edilmesine yönelik teknikler kullandığı hemen anlaşılabilir. Yer tabanlı büyük teleskoplarda kullanılan aktif ve adaptif optik düzeneklerle (prensipleri için bkz. [83][84]) sağlanan yüksek uzaysal ayırma gücü ve gezegenin yıldıza göre ışınım kontrastının algılanabilir olduğu kızılöte dalgaboylarında yapılan görüntüleme ile yıldız altı cisimlerin varlığı ortaya konabilmektedir. Bunlara örnek olarak VLT/NACO ile, 2M1207 kahverengi cüce yıldızının gezegen bileşeninin doğrudan görüntülendiği Chauvin ve diğ.'nin [85] çalışmasını ve Neuhäuser ve diğ.'nin [86] bir T Tauri yıldızı olan GQ Lup'un gezegen bileşenini belirledikleri çalışmaları gösterilebilir (bkz. Şekil 2.9). Ancak bu ve bunlara benzer doğrudan görüntüleme keşiflerindeki yıldız-altı cisimlerin halen birer gezegen olup olmadığı

tartışması sürmektedir. Son yıllarda görüntüleme yöntemleri arasına, özel girişimölçer tekniklerinin kullanıldığı yeni bir yöntem dahil olmuştur. *"Yoketme (Nulling)"* adı ile anılan bu yöntemde amaç, gezegen barındırması olası bir yıldızdan gelen ışık dalgalarının, özel girişimölçüm teknikleri ile birbirini yok etmesi sonucu baskın olan ışığını azaltmak ve gezegenin düşük ışınımına ilişkin delilleri girişim desenli görüntüde tespit etmektir (detayları için bkz. [87]). Yoketme tekniği daha önceden yıldızların etrafındaki sönük yıldız veya disk bileşenlerinin görüntülenmesinde kullanılan bir teknikti. Son çalışmalarla bu tekniğin güneş sistemi dışı gezegen araştırmalarında da kullanılabilir hale getirilmesine uğraşılmaktadır [88] (bkz. Şekil 2.10).

Zamanlama yöntemi, atarcaların atım erişim zamanları veya periyodik değişen yıldızların ışık değişimlerine ilişkin extremum zamanlarından türetilen dönem değişimlerinin uzun zaman aralıkları içinde izlenmesiyle, gezegenlerin yıldızları üzerinde yarattığı ışık-zaman etkisini algılamaya yönelik veri analizi teknikleri içermektedir. Yıldızların gezegenleri ile ortak kütle merkezi etrafındaki hareketleri sonucu oluşan ışık-zaman etkisinin genlikleri çok küçüktür. Dolayısıyla zamanlama yönteminde kullanılacak gözlemsel veriye ilişkin zaman hassasiyetinin yüksek olması gerekmektedir. Uzun zamandan beri kullanılan bu tekniğin gezegen araştırmalarındaki uyarlamaları için bkz. [61]. Güzel bir örnek olarak, Deeg ve diğ.'nin [89] CM Dra örten çift yıldızının tutulma zamanlarından hareketle keşfettikleri 1.5-3 $M_{\text{jüp}}$ arasında kütle değerine sahip olması gereken gezegen gösterilebilir.

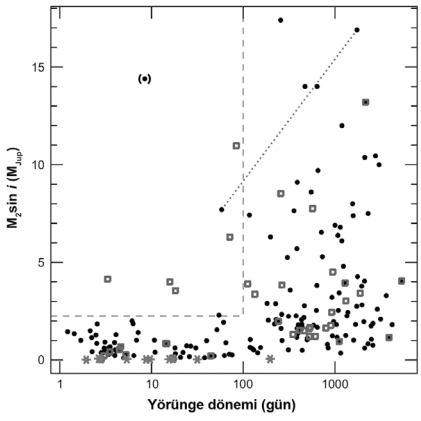
Yıldızların ışığı genelde kutuplanmamıştır. Yani onlardan bize gelen ışık dalgalarının titreşim doğrultusu rasgele dağılmaktadır. Ancak bu ışık bir gezegenin atmosferini katedip yüzeyinden geri yansıtıldığında, gezegen atmosferinin molekülleri ile etkileşmeler sonucu kutuplanır. Polarimetreler, kutuplanmamış ışığı filtreleyip yok ederken sadece kutuplanmış ışığı geçiren gözlem araçları olduğundan, bu gözlemsel tekniğin yıldızlar etrafında gezegen araştırmalarında kullanılabileceği önerildi (örneğin bkz. [90]). Bu amaçla geliştirilen polarimetreler ve veri indirgeme teknikleri için bkz. [91][92]. Ancak bu yöntemle keşfedilmiş bir güneş sistemi dışı gezegen henüz yoktur.

3. Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmalarında Ulaşılan Sonuçlar

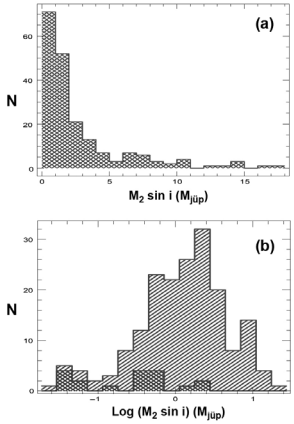
1995 yılı öncesine kadar gezegen ve güneş sistemi oluşumuna dair tüm bilgilerimiz kendi güneş sistemimize ilişkin çalışmalara dayanmaktaydı. Ancak şu ana kadar sayıları 300'ü aşan güneş sistemimiz dışı gezegenlerin büyük çoğunluğu için bu bilgilerimizin pek de geçerli olmadığını ve yeni kuramların ışığı altında ele alınmaları gerektiğini gördük [66]. Bu anlamda ayağı yere basan genellemeler/kuramlar üretebilmek için fiziksel parametreleri güvenilir yöntemlerle belirlenmiş sistemimiz dışı gezegen sayısında ciddi bir artış olması gerekmektedir. Bu da mevcut örnekler üzerinden yapılacak dikkatli (anlamlı) istatistik çalışmalar sonucunda elde edilen bilgilerin ışığında ileriye dönük olarak gözlenecek hedef cisimlerin daha bilinçli bir şekilde seçilmesiyle olacaktır.

Şu ana kadar keşfedilen gezegenlerin %10'u, yörünge dönemleri 5 günden kısa dev gezegenlerdir (ilk örnek 51 Peg b'dir [1]). Bu tuhaf durum hiç de beklenen bir sonuç değildi. Beklentilerimize göre Jüpiter ve Satürn gibi dev gezegenler ancak yıldızlarından çok uzaklarda oluşabilirdi. Süpernova patlaması gibi dramatik bir süreç geçirmiş yıldızların kalıntısı olan pulsarların etrafında, üstelik birden fazla gezegen varlığı ise çok şaşırtıcıydı [5]. Keşiflerdeki çeşitlilik de gerçekten şaşırtıcıydı: Yörünge dönemi 1.2 günden [72] 10 yıla kadar [93] dev gezegenler, daha çok sistemimizdeki kuyrukluyıldızlarda görmeye alışık olduğumuz büyük dışmerkezli yörüngelere sahip gezegenler [94], birden fazla gezegeni olan sistemler [95][96], kütleleri neredeyse Yer kütlesinde olanlardan [97][94][98][7] Jüpiter kütlesinin 15-20 katı olanlara [99] kadar geniş bir kütle dağılımı. Bu çeşitliliğin ve mevcut sayının ışığında yapılan en son istatistik çalışmalar ve gezegen oluşum kuramlarında ortaya konan sonuçların özetlendiği, Udry ve Santos [8] ve Santos'un [66] derlemeleri başvuru kaynakları olarak gösterilebilir. Bu çalışmalara göre dev gezegen oluşumu için şu anda geçerli olan iki farklı kuram vardır. Bunlardan biri bizim sistemimizdeki dev gezegenlerin de oluşumunu açıklayan "*Çekirdek Yığılma Modeli (Core-Accretion Model)*"dir. Bu modele göre öncelikle gezegenimsilerin üstüste yığılması ile bir katı çekirdek oluşmaktadır. Bu katı çekirdek limit değerde bir kütleye ulaşınca (10-15 M_{yer}), çevresindeki bulutsunun

hafif gazlarını üzerine çekerek derin bir gaz zarf oluşturur. Katı çekirdek ile gaz zarfın bu birbirini takip eden ve dengeleyen evrim süreci Pollack ve diğ. [36] tarafından detaylı olarak çalışılmış ve Alibert ve diğ. [100] tarafından tekrar gözden geçirilmiştir. "*Disk Kararsızlık Modeli (Disk Instability Model)*" ise yıldız-gezegen sisteminin kökenini oluşturan bulutsuda, erken evrelerde oluşan çekimsel kararsızlıklarla meydana gelen yerel yoğunlaşmalardan (hem gaz hem de katılarla) dev gezegenlerin doğrudan oluşmasını ve zaman içerisinde kimyasal farklılaşma sürecinden geçerek bugünkü hallerine ulaşmalarını öngörmektedir (ayrıntıları için bkz. [101][102][103]). Her iki modelin önerileri ile gezegen oluşumu olası görünse de, her sistemin kendine özgü bir dinamik evrim geçirmesi gerektiği de mevcut çeşitlilikten ortaya çıkmaktadır. Örneğin "*Sıcak Jüpiterler (Hot Jüpiters)*" olarak adlandırılan ve yıldızlarına çok yakın yörüngelerde dolanan ($P_{\text{yör}}$ ~ birkaç gün) dev gezegenlerin, öncelikle yıldızlarından çok uzaklarda oluşup, daha sonra yıldız etrafında gezegen oluşturan disk (proto-planetary disk) ve diğer ön-gezegenlerle girdikleri çekimsel etkileşmeler sonucunda sistemin daha iç bölgelerine doğru göç etmiş olmaları gerekmektedir [104][105].



Şekil 3.1 Cüce yıldızlar etrafında bilinen gezegenlerin kütlelerinin yörünge dönemlerine göre dağılımı (Udry ve Santos'dan [8] alınmıştır).



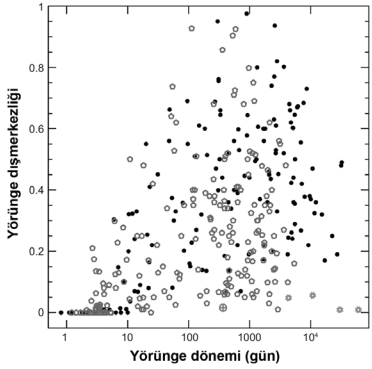
Şekil 3.2 Bilinen gezegenlerin kütlelerinin (a) doğrusal ölçekte, (b) logaritmik ölçekte sayıca dağılımı (Udry ve Santos'dan [8] alınmıştır).

Şekil 3.1'de cüce yıldızlar etrafında keşfedilmiş güneş sistemi dışı gezegenlerin olası en düşük kütle değerlerinin yörünge dönemlerine göre dağılımı görülmektedir [8]. Kesikli çizgiler 2.25

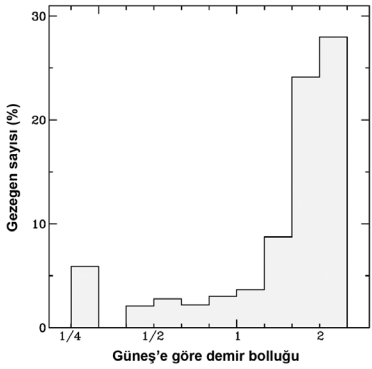
$M_{jüp}$ ve 100 gün limitlerini belirlemektedir. İçi dolu semboller tek yıldızların, boş olanlar ise çift yıldızların etrafındaki gezegenleri göstermektedir. Yıldız sembolü ise karasal gezegenler için kullanılmıştır. Bu diyagramda ilk göze çarpan özellik, kısa yörünge dönemine sahip dev gezegenler için belirli bir limitin olduğudur. Eğer çift yıldızların etrafındakiler dikkate alınmazsa, kütlesi ~2 $M_{jüp}$'den büyük ve 100 günden kısa yörünge dönemi olan gezegen olmadığını görürüz. Bu bir seçim etkisi değildir, çünkü çok sayıda gezegen keşif yöntemi bu kütle aralığındaki adayları bulmada kuvvetli yeteneklere sahiptir. Dolayısıyla bu durum, yıldız-gezegen sistemlerinin dinamik evriminde öngörülen dev gezegenlerin iç bölgelere göç etmesi olgusunda dikkate alınması gereken bir özelliktir. Bu durumda kuramların öngördüğü, kütlece çok büyük olup iç bölgelere göç eden dev gezegenler varsa ya kütlesinin bir kısmını yıldızına aktararak şu anda şekil 3.1'deki dağılımda izlenen ~2 $M_{jüp}$ limitine ulaşmakta [106] yada yıldızı tarafından tamamen yutulup yok olmaktadır [107]. Bu diyagramın daha detaylı yorumları için bkz. [8] ve [66]. Şekil 3.2'de ise bilinen güneş sistemi dışı gezegenlerin alt limit kütlelerinin sayıca dağılımları görülmektedir [8]. Üstteki panelde kütle eşeli doğrusal, alttakinde ise logaritmik olarak olarak verilmiştir. Şekil 3.2 (a)'daki dağılımda göze çarpan ilk özellik, keşifler için bir seçim etkisi olarak ortaya çıkan "*belirlenebilir en küçük kütle değeri*" limitine rağmen sayıca artışın daha küçük kütle değerlerine doğru olduğudur. Dağılım, 10-20 $M_{jüp}$ kütle aralığı için neredeyse sıfır değerine düşmektedir. Bu diyagramda görülmeyen 20-60 $M_{jüp}$ kütle aralığında düşük sayıda da olsa yıldız altı cisimler mevcuttur ve bu nesnelerin gezegenlik statüsü halen tartışılmaktadır. Aradaki bu boşluk literatürde "*kahverengi cüce çölü (brown-dwarf desert)*" olarak bilinmektedir [108] ve yıldızların düşük kütleli gezegen bileşenleri ile daha yüksek kütleli yıldız-altı bileşenlerini (kahverengi cüceleri) birbirinden ayıran sınır olarak yorumlanmaktadır (detayları için bkz. [66] ve [8]). Şekil 3.2 (b)'de, dağılımın düşük kütleli tarafında ise, yaklaşık Satürn kütlesinden daha düşük kütle değerlerine doğru gidildikçe gözlemsel seçim etkisinden kaynaklanan ciddi bir yanlılığın (bias) varlığından bahsedilebilir [8].

Şekil 3.3'de bilinen güneş sistemi dışı gezegenlerin yörünge dışmerkezliklerinin dönemlerine göre dağılımı görülmektedir [8]. Bu diyagramda, içi boş semboller gezegenleri, dolu olanlar ise çift

yıldızları temsil etmektedir. Yer'in konumu ⊕ sembolü ile gösterilirken, sistemimizin dev gezegenleri için yıldız sembolü kullanılmıştır. Bu dağılımda ilginç bir durum dikkat çekmektedir. Yörünge dönemi 6 günden büyük gezegenlerin neredeyse tamamının yörünge dışmerkezliği, güneş sistemimizdeki dev gezegenlerinkinden çok daha büyük değerlere sahiptir. Median değeri 0.29 civarında olan bu dağılım daha çok ayrık çift yıldız sistemlerinin yörünge dışmerkezliği dağılımına benzemektedir [8]. Farklı fiziksel süreçlerle oluşan bu iki grubun nesnelerinin, şekil 3.3'deki gibi benzer bir dağılım göstermesi başlangıçta içinden çıkılması çok zor bir problem olarak görüldü.



Şekil 3.3 Bilinen güneş sistemi dışı gezegenlerin yörünge dışmerkezliklerinin dönemlerine göre dağılımı (Udry ve Santos'dan [8] alınmıştır).



Şekil 3.4 Gezegene sahip yıldızların metal bolluklarının sayıca dağılımı (Santos'dan [66] alınmıştır).

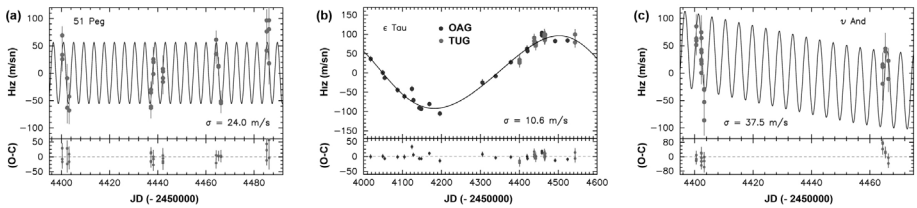
Çünkü bu durum farklı varyasyonlara sahip gezegen oluşum kuramları tarafından öngörülen bir sonuç değildi. Ancak gezegen oluşum kuramlarında, gezegen oluşturan diskin kendi içindeki etkileşmeler [109], çoklu sistemlerin dev gezegenleri arası etkileşmeler [110] ve/veya oluşumun erken evrelerinde gezegenimsilerle dev gezegenlerin çekimsel etkileşmeleri [111] dikkate alınmaya başlanınca bu problem de büyük ölçüde çözümsüzlükten kurtuldu [8]. Bu dağılımdan çıkarılan diğer sonuçlar için bkz. [30],[8] ve [66]. Şekil 3.4'de ise gezegene sahip yıldızların metal bolluklarının sayıca dağılımı verilmiştir [66]. Bu dağılım açıkça gösteriyor ki metal bolluğu Güneş'imizden daha yüksek olan

yıldızların etrafında daha fazla dev gezegen vardır. Ancak bu genellemeye henüz ihtiyatlı yaklaşılması gerekmektedir. Çünkü eldeki örnek sayısı henüz çok düşüktür ve bu dağılımın düşük metal bolluklu tarafındaki yapısı, gözlemsel amaçla seçilen adaylardaki bazı tercihler nedeniyle belirsizdir. Bunun en güzel belirteci, Neptün benzeri kütleye sahip gezegenleri barındıran yıldızlar için metal bolluğu dağılımının oldukça düz olmasıdır [112].

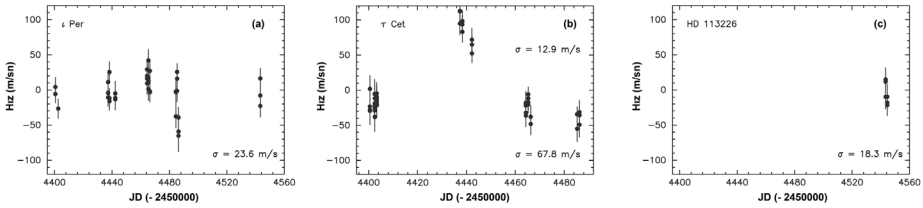
4. Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmalarında TUG'da Atılan İlk Adımlar

Ülkemizde yeni bir araştırma alanı olarak, güneş sistemi dışı gezegen arama çalışmalarını başlatmak üzere 2007 yılı ortalarında, Japon ve Rus meslektaşlarımızın da yer aldığı bir uluslararası işbirliği grubu oluşturduk. Ekibimiz, bu amaç doğrultusunda, I2-hücresiyle "hassas dikine hız ölçüm" tekniğini kullanmayı hedeflemiş ve bu hedefe hizmet edecek olan tayfsal verisini TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) RTT150 teleskobuna bağlı Coudé Échelle Tayfçeker'inden (CET) almayı planlamıştır. Gerekli I2-hücresi, bu işbirliği çerçevesinde Japon ortaklarımız tarafından Okayama Astrofizik Gözlemevi'nin (OAG) optik laboratuvarında üretildi ve TUG'a bağışlandı. I2-hücresi, ekibimiz ve TUG teknik elemanlarının teknik çalışmasıyla Ekim 2007 sonunda TUG'un CET'ine (R~40,000 kamera ile) başarıyla entegre edildi. İlgili teçhizatı bir bütün olarak, ilk kez 26-29 Ekim 2007 gözlem zamanımızda (TUG gözlem projesi no: TUG_RTT150.07.47) test ettik ve planladığımız çalışmayı gerektiği şekilde yürütmemize izin verecek olan 15 m/s düzeyinde bir ön dikine hız ölçüm hassasiyetine eriştik. Bu yeni cihaz için uzun dönemli tekrarlanabilirlik ve durağanlık testlerimiz için TUG'da 2008-I döneminde TUG-RTT150.08.11 nolu proje ile tahsis edilen zamanlarda gözlemlere devam ettik ve 2008-II gözlem döneminde tahsis edilen zamanlarda (TUG gözlem projesi no: TUG_RTT150.08.47) ise hem test gözlemlerine hem de gezegen barındırma olasılığı yüksek adayların gözlemlerine devam etmekteyiz. Şu ana kadar elde ettiğimiz test deneyimlerimize dayanarak RTT150 teleskobu ve CET+I2-hücresi kombinasyonu ile V=3 kadir yıldızlar

için ~15 dk. poz süresinde S/N=200 sinyal gürültü oranı ve yaklaşık 10-15 m/s dikine hız hassasiyetine, V=6.5 kadir yıldızlar içinse ~30 dk. poz süresinde S/N=100 sinyal gürültü oranı ve yaklaşık 25-30 m/s dikine hız hassasiyetine erişebildiğimizi söyleyebiliriz. Şekil 4.1'de dikine hız standardı ι Per (V=4.05, G0V), τ Cet (V=3.50, G8V) ve HD113226 (V=2.83, G8III) yıldızları için bugüne kadar elde edilen test gözlemleri ve ulaşılan hız duyarlılıkları verilmiştir. Şekil 4.2'de ise daha önceden gezegen varlığı belirlenmiş 51 Peg (V=5.49, G2IV), ε Tau (V=3.54, K0III) ve υ And (V=4.09, F8V) yıldızlarına ilişkin tekrarlanabilirlik gözlemlerimiz, daha önceden bu yıldızlar için önerilen modellerle birlikte verilmiştir. Ayrıca bu grafiklerde modellerle olan uyumun denetlenebilmesi açısından her panelin altında modelden olan farklar da gösterilmiştir. Bu koşullar altında araştırmamız için en uygun hedef cisimlerin G-türü dev yıldızlar olduğu ortaya çıkmıştır. G-türü devler göreli olarak parlaktır ve yavaş döndükleri için tayflarında kolay dikine hız ölçümü sağlayacak keskin ve güçlü çizgilere sahiptirler. Bu bağlamda hedef cisimlerimiz, gezegen barındırma olasılığı yüksek, daha önce yapılmış dikine hız taramalarında RMS>25 m/s mertebesinde dikine hız değişimi göstermiş ancak uzun vadeli gözlenmemiş G tayf türü dev yıldızlar arasından seçilmiştir.



Şekil 4.2 Etrafında gezegen varlığı belirlenmiş (a) 51 Peg (V=5.49, G2IV), (b) ε Tau (V=3.54, K0III) ve (c) υ And (V=4.09, F8V) yıldızlarına ilişkin tekrarlanabilirlik gözlemlerimiz, bu yıldızlar için literatürde önerilen modellerle birlikte verilmiştir. Her panelin altında modelden olan (O-C) artıkları görülmektedir.



Şekil 4.1 Dikine hız standardı (a) ι Per (V=4.05, G0V), (b) τ Cet (V=3.50, G8V) ve (c) HD113226 (V=2.83, G8III) yıldızları için bugüne kadar elde edilen test gözlemleri ve ulaşılan dikine hız duyarlılıkları.

TUG RTT150 teleskobuna birkaç m/s mertebesinde hassas radyal hız ölçüm olanağı sağlayacak bir odak düzlemi aleti, bu bilimsel işbirliğimiz kanalıyla TUG'a kazandırılmıştır. Araştırma grubumuzun sürdürmekte olduğu test gözlemlerinin sonuçlandırılması ve I2-hücresiyle RTT150 Coudé Échelle Tayfçekeri'nin teknik performansının tam olarak ortaya konmasından sonra bu cihaz TUG'un ortak odak düzlemi aletlerinin bir parçası olacaktır. I2-hücresi teknikleri yalnızca güneş sistemi dışı gezegen araştırmalarında değil asterosismoloji alanında yıldız salınımlarının takibi ve yıldız atmosferlerindeki türbülant hareketlerin izlenmesi gibi düşük genlikli hız alanlarının gözlemsel olarak algılanmasında da kullanılmaktadır. Böylece ülkemiz için yeni sayılabilecek çalışma başlıklarında gözlemsel veri elde edebilmenin yolunu açmış olmakla hem TUG hem de genel olarak ülkemiz bilimsel çalışmalarında "çeşitlilik" bağlamında önemli bir katkı sağlamış olduğumuzu düşünüyoruz.

Kaynaklar

[1] Mayor M., Queloz D., 1995, Nature, 378, 355

[2] Marcy G.W., Butler R.P., 1998, ARA&A, 36, 57

[3] Marcy G.W., Cochran, W.D., Mayor M., 2000, in *Protostars and Planets IV*., (eds. V. Mannings, A.P. Boss, S.S. Russell), Tucson: University of Arizona Press, p.1285

[4] Butler R.P., Marcy G.W., Fischer D.A., Vogt S.S., Tinney C.G., Jones H.R.A., Penny A.J., Apps K., 2004, in *Planetary Systems in the Universe*, IAU Symp No.202, (ed. A. Penny), p.3

[5] Wolszczan A., Frail D.A., 1992, Nature, 355, 145

[6] Schneider J., 2008, *The Extrasolar Planets Encyclopaedia*, http://exoplanet.eu
[7] Udry S., Bonfils X., Delfosse X., Forveille T., Mayor M., Perrier C., Bouchy F., Lovis C., Pepe F., Queloz D., Bertaux J.-L., 2007, A&A, 469, L43
[8] Udry S., Santos N.C., 2007, ARA&A, 45, 397
[9] Dick S.J., 1996, *The Biological Universe*, Cambridge:Cambridge Univ. Press, pp.10-58
[10] Eddington A., 1928, *The Nature of the Physical World*, NewYork: McMillan
[11] Russell H.N., 1935, *The Solar System and Its Origin*, NewYork: McMillan
[12] Aitken R.G., 1938, *Is the Solar System Unique?*, ASP-Leaflet No. 112, June 1938, pp.98-106
[13] Spitzer L., 1939, ApJ, 90, 675
[14] Jeans J., 1942, Science, 95, 589
[15] Russell H.N., 1943, Scientific American, 19, 18
[16] Struve O., 1952, Observatory, 72, 199
[17] Gil J.A., Jessner A., 1993, in *Planets Around Pulsars*, (eds. J.A. Phillips, J.E. Thorsett, S.R. Kulkarni), ASP-CS, Vol.36, p.71
[18] Backer D., Sallmen S., Foster R., 1992, Nature, 358, 24
[19] Chakrabarti S.K., Swamy K.S., 1992, A&A, 263, L1
[20] Bisnovatyi-Kogan G.S., 1993, A&A, 275, 161
[21] Peale S.J., 1993, AJ, 105, 1562
[22] Peale S.J., 1994, Ap&SS, 212, 77
[23] Wolszczan A., 1994, Science, 264, 538
[24] Wolszczan A., 1995, in *Millisecond Pulsars. A Decade of Surprise*, (eds. A.S. Fruchter, M. Tavani, D.C. Backer), ASP-CS, Vol.72, p.377
[25] Campbell B., Walker G.A.H., Yang S., 1988, ApJ, 331, 902
[26] Latham D.W., Stefanik R.P., Mazeh T., Mayor M., Burki G., 1989, Nature, 339, 38
[27] Mayor M., Queloz D., 1996, in *Cool Stars; Stellar Systems; and the Sun: 9*, (eds. R. Pallavicini, A.K. Dupree), ASP-CS, Vol.109, p.35
[28] Butler R.P., Marcy G.W., 1996, ApJ, 464, L153
[29] Marcy G.W., Butler R.P., 1996, ApJ, 464, L147
[30] Bodenheimer P., Lin D.N.C., 2002, Ann. Rev. Earth & Planet. Sci., 30, 113
[31] http://en.wikipedia.org/wiki/Methods_of_detecting_extrasolar_planets
[32] Marcy G.W., Butler R.P., Fischer D.A., Vogt S.S., 2003, in Scientific *Frontiers in Research on Extrasolar Planets*, (eds. D. Deming, S. Seager), ASP-CS, Vol.294, p.1
[33] Udry S., Mayor M., Queloz D., 2003, in Scientific *Frontiers in Research on Extrasolar Planets*, (eds. D. Deming, S. Seager), ASP-CS, Vol.294, p.17
[34] Sato B., Kambe E., Takeda Y., Izumiura H., Masuda S., Ando H., 2005, PASJ, 57, 97

[35] Boss A.P., 1998, ApJ, 503, 923
[36] Pollack, J.B., Hubickyj O., Bodenheimer P., Lissauer J.J., Podolak M., Greenzweig Y., 1996, Icarus, 124, 62
[37] Dvorak R. (ed.), 2007, in *Extrasolar Planets: Formation, Detection and Dynamics*, Weinheim: Wiley-VCH Verlag GmbH & Co. KgaA
[38] Griffin R., Griffin R., 1973, MNRAS, 162, 243
[39] Griffin R., Griffin R., 1973, MNRAS, 162, 255
[40] Campbell B., Walker G.A.H., 1979, PASP, 91, 540
[41] Marcy G.W., Butler R.P., 1992, PASP, 104, 270
[42] McMillan R.S., Moore T.L., Perry M.L., Smith P.H., 1994, in *Planetary Systems: Formation Evolution and Detection*, (ed. B.F. Burke), Dordrecht: Kluwer Acad. Publ., p.271
[43] Cochran W.D., Hatzes A.P., 1994, in *Planetary Systems: Formation Evolution and Detection*, (ed. B.F. Burke), Dordrecht: Kluwer Acad. Publ., p.281
[44] Brown T.M., Noyes R.W., Nisenson P., Korzennik S.G., Horner S., 1995, PASP, 106, 1285
[45] Walker G.A.H., Walker A.R., Irwin A.W., Larson A.M., Yang S.L.S., Richardson D.C., 1995, Icarus, 116, 359
[46] Vogt S.S., 1987, PASP, 99,1214
[47] Libbrecht K.G., Peri M.L., 1995, PASP, 107, 62
[48] Butler R.P., Marcy G.W., Williams E., McCarthy C., Dosanjh P., Vogt S.S., 1996, PASP, 108, 500
[49] Merline W.J., 1985, in *Stellar Radial Velocities*, (eds. A.G.D. Philip, D.W. Latham), IAU-Colloq. No.88, p.87
[50] Kambe E., Sato B., Takeda Y., Ando H., Noguchi K., Aoki W., Izumiura H., Wada S., Masuda S., Okada N., Shimizu Y., Watanabe E., Yoshida M., Honda S., Kawanomoto S., 2002, PASJ, 54, 865
[51] Sato B., Kambe E., Takeda Y., Izumiura H., Ando H., 2002, PASJ, 54, 873
[52] Butler R.P., Wright J.T., Marcy G.W., Fischer D.A., Vogt S.S., Tinney C.G., Jones H.R.A., Carter B.D., Johnson J.A., McCarthy C., Penny A.J., 2006, ApJ, 646, 505
[53] Endl M., Kürster M., Els S., 2000, A&A, 362, 585
[54] Marcy G.W., 2008, (kişisel görüşme)
[55] Takeda Y., Sato B., Kambe E., Watanabe E., Miyazaki H., Wada S., Ando H., Masuda S., Izumiura H., Koyano H., Maehara H., Norimoto Y., Okuda T., Shimizu Y., Uraguchi F., Yanagisawa K., Yoshida M., Okuda N., Kawanomoto S., Miyama S.M., 2002, PASJ, 54, 113
[56] Pagel B.E.J., 1997, in *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*, Cambrigde: Cambridge Univ. Press
[57] Valenti J.A., Butler R.P., Marcy G.W., 1995, PASP, 107, 966
[58] Gillilan R.L., Morris S.L., Weymann R.J., Ebbets D.C., 1992, PASP, 104, 367

[59] Hobbs G.B., Edwards R.T., Manchester R.N., 2006, MNRAS, 369, 655
[60] Hilditch R.W., 2001, *An Introduction to Close Binaries*, Cambridge:Cambridge Univ. Press, p.95
[61] Doyle L.R:, 2008, in *Extrasolar Planets: XVI Canary Islands Winter School of Astrophysics*, (eds. H. Deeg, J.A. Belmonte, A. Aparicio), Cambridge: Cambridge Univ. Press, p.1
[62] http://planetquest.jpl.nasa.gov/SIM/simPQ_index.cfm
[63] http://www.esa.int/esaSC/120382_index_0_m.html
[64] http://planetquest.jpl.nasa.gov/TPF/tpf_index.cfm
[65] Benedict G.F., McArthur B.E., Gatewood G., Nelan E., Cochran W.D., Hatzes A., Endl M., Wittenmyer R., Baliunas S.L., Walker G.A.H., Yang S., Kürster M., Els S., Paulson D.B., AJ, 132, 2206
[66] Santos N.C., 2008, NewARev, 52, 154
[67] Carpano S., Fridlund M., 2008, A&A, 485, 607
[68] Brown T.M., Charbonneau D., Gilliland R.L., Noyes R.W., Burrows A., 2001, ApJ, 552, 699
[69] Mandel K., Agol E., 2002, ApJ, 580, L171
[70] Udalski A., Paczynski B., Zebrun K., Szymaski M., Kubiak M., Soszynski I., Szewczyk O., Wyrzykowski L., Pietrzynski G., 2002, AcA, 52, 1
[71] Udalski A., Szewczyk O., Zebrun K., Pietrzynski G., Szymanski M., Kubiak M., Soszynski I., Wyrzykowski L., 2002, AcA, 52, 317
[72] Konacki M., Torres G., Jha S., Sasselov D., 2003, Nature, 421, 507
[73] Alonso R., Brown T.M., Torres G., Latham D.W., Sozzetti A., Mandushev G., Belmonte J.A., Charbonneau D., Deeg H.J., Dunham E.W., O'Donovan F.T., Stefanik R.P., 2004, ApJ, 613, L153
[74] McCullough P.R., Stys J.E., Valenti J.A., Johns-Krull C.M., Janes K.A., Heasley J.N., Bye B.A., Dodd C., Fleming S.W., Pinnick A., Bissinger R., Gary B.L., Howell P.J., Vanmunster T., 2006, ApJ, 648, 1228
[75] Bakos G.Á., Noyes R.W., Kovács G., Latham D.W., Sasselov D.D., Torres G., Fischer D.A., Stefanik R.P., Sato B., Johnson J.A., Pál A., Marcy G.W., Butler R.P., Esquerdo G.A., Stanek K.Z., Lázár J., Papp I., Sári P., Sipöcz B., 2007, ApJ, 656, 552
[76] Cameron A.C., Bouchy F., Hébrard G., Maxted P., Pollacco D., Pont F., Skillen I., Smalley B., Street R.A., West R.G., Wilson D.M., Aigrain S., Christian D.J., Clarkson W.I., Enoch B., Evans A., Fitzsimmons A., Fleenor M., Gillon M., Haswell C.A., Hebb L., Hellier C., Hodgkin S.T., Horne K., Irwin J., Kane S.R., Keenan F.P., Loeillet B., Lister T.A., Mayor M., Moutou C., Norton A.J., Osborne J., Parley N., Queloz D., Ryans R., Triaud A.H.M.J., Udry S., Wheatley P.J., 2007, MNRAS, 375, 951
[77] Mao S., Kerins E., Rattenbury N.J., 2008, in *Exoplanets: Detection, Formation and Dynamics*, (eds. Y.-S. Sun, S. Ferraz-Mello, J.-L. Zhou), IAU Symp. No.249, Cambridge: Cambridge Univ. Press, p.25
[78] http://en.wikipedia.org/wiki/Gravitational_microlensing

[79] Bennett D.P., Rhie S.H., 1996, ApJ, 472, 660
[80] Mao S., Leob A., 2001, ApJ, 574, L97
[81] Rattenbury N.J., Bond I.A., Skuljan J., Yock P.C.M., 2002, MNRAS, 335, 159
[82] Bond I.A., Udalski A., Jaroszyński M., Rattenbury N.J., Paczyński B., Soszyński I., Wyrzykowski L., Szymański M.K., Kubiak M., Szewczyk O., Żebruń K., Pietrzyński G., Abe F., Bennett D.P., Eguchi S., Furuta Y., Hearnshaw J.B., Kamiya K., Kilmartin P.M., Kurata Y., Masuda K., Matsubara Y., Muraki Y., Noda S., Okajima K., Sako T., Sekiguchi T., Sullivan D.J., Sumi T., Tristram P.J., Yanagisawa T., Yock P.C.M., 2004, ApJ, 606, L155
[83] http://www.ctio.noao.edu/~atokovin/tutorial/intro.html
[84] http://www.eso.org/projects/aot/introduction.html
[85] Chauvin G., Lagrange A.-M., Dumas C., Zuckerman B., Mouillet D., Song I., Beuzit J.-L., Lowrance P., 2004, A&A, 425, L29
[86] Neuhäuser R., Guenther E.W., Wuchterl G., Mugrauer M., Bedalov A., Hauschildt P.H., 2005, A%A, 435, L13
[87] Guyon O., Roddier F., 2002, A&A, 391, 379
[88] Langlois M., Burrows A., Hinz P., 2006, A&A, 445, 1143
[89] Deeg H.J., Doyle L.R., Kozhevnikov V.P., Blue J.E., Martín E.L., Schneider J., 2000, A&A, 358, L5
[90] Schmid H.M., Beuzit J.-L., Feldt M., Gisler D., Gratton R., Henning Th., Joos F., Kasper M., Lenzen R., Mouillet D., Moutou C., Quirrenbach A., Stam D.M., Thalmann C., Tinbergen J., Verinaud C., Waters R., Wolstencroft R., 2006 in *Direct Imaging of Exoplanets: Science & Techniques*, (eds. C. Aime, F. Vakili), IAU Coll. No.200, Cambridge: Cambridge Univ. Press, p.165
[91] Schmid H.M., Gisler D., Joos F., Povel H.P., Stenflo J.O., Feldt M., Lenzen R., Brandner W., Tinbergen J., Quirrenbach A., Stuik R., Gratton R., Turatto M., Neuhäuser R., 2004, in *Astronomical Polarimetry: Current Status and Future Directions*, (eds. A. Adamson, C. Aspin, C.J. Davis, T. Fujiyoshi), ASP-CS, Vol.343, p.89
[92] Hough J.H., Lucas P.W., Bailey J.A., Tamura M., Hirst E., Harrison D., Bartholomew-Biggs M., 2006, PASP, 118, 1302
[93] Marcy G.W., Butler R.P., Fischer D.A., Laughlin G., Vogt S.S., Henry G.W., Pourbaix D., 2002, ApJ 581, 1375
[94] Naef D., Latham D.W., Mayor M., Mazeh T., Beuzit J.L., Drukier G.A., Perrier-Bellet C., Queloz D., Sivan J.P., Torres G., Udry S., Zucker S., 2001, A&A, 375, L27
[95] Butler R.P., Marcy G.W., Fischer D.A., Brown T.M., Contos A.R., Korzennik S.G., Nisenson P., Noyes R.W., 1999, ApJ, 526, 916
[96] McArthur B.E., Endl M., Cochran W.D., Benedict G.F., Fischer D.A., Marcy G.W., Butler R.P., Naef D., Mayor M., Queloz D., Udry S., Harrison T.E., 2004, ApJ, 614, L81

[97] Santos N.C., Bouchy F., Mayor M., Pepe F., Queloz D., Udry S., Lovis C., Bazot M., Benz W., Bertaux J.-L., Lo Curto G., Delfosse X., Mordasini C., Naef D., Sivan J.-P., Vauclair S., 2004, A&A, 426, L19

[98] Lovis C., Mayor M., Pepe F., Alibert Y., Benz W., Bouchy F., Correia A.C.M., Laskar J., Mordasini C., Queloz D., Santos N.C., Udry S., Bertaux J.-L., Sivan J.-P., 2006, Nature, 441, 305

[99] Udry S., Mayor M., Naef D., Pepe F., Queloz D., Santos N.C., Burnet M., 2002, A&A, 390, 267

[100] Alibert Y, Mordasini C, Benz W., 2004, A&A, 417, L25

[101] Boss A.P., 1997, Science, 276,1836

[102] Boss A.P., 2002. ApJ. 567:L149

[103] Mayer L., Quinn T., Wadsley J., Stadel J., 2002, Science, 298, 1756

[104] Papaloizou J.C.B., Terquem C., 2006, Rep. Prog. Phys., 69, 119

[105] Terquem C., Papaloizou J.C.B., 2007, ApJ, 654, 1110

[106] Trilling D.E., Benz W., Guillot T., Lunine J.I., Hubbard W.B., Burrows A., 1998, ApJ, 500, 428

[107] Pätzold M., Rauer H., 2002, ApJ, 568, L117

[108] Halbwachs J.L., Arenou F., Mayor M., Udry S., Queloz D., 2000, A&A, 355, 581

[109] Goldreich P., Sari R., 2003, ApJ, 585, 1024

[110] Chiang E.I., Murray N., 2002, ApJ, 576, 473

[111] Murray N., Hansen B., Holman M., Tremaine S., 1998, Science, 279, 69

[112] Udry S., Mayor M., Benz W., Bertaux J.-L., Bouchy F., Lovis C., Mordasini C., Pepe F., Queloz D., Sivan J.-P., 2006, A&A, 447, 361

GEZEGENLİ YILDIZLARIN MANYETİK AKTİVİTESİNİN ARAŞTIRILMASI

Gülizar GENÇOĞLU*, Günay TAŞ*
*Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova-İzmir,
gulizast@hotmail.com, gunay.tas@ege.edu.tr

Özet

F0'dan itibaren geri tayfsal türlere doğru gidildikçe artan yüzey konveksiyonu, güneş benzeri yıldızlarda gözlenen manyetik aktivitenin ortaya çıkmasındaki temel etmendir. Fotometrik olarak manyetik aktivitenin varlığını, fotosfere göre soğuk yapılar olan lekelerin ya da parlak yapılar olan fakülaların ışık ve renk eğrilerine yaptıkları etkileri belirleyerek ortaya koyabiliyoruz. Yaş, aktivite düzeyine etki eden diğer bir kilit parametredir: genç yıldızlar daha aktiftir. İlk gezegenli sistemin keşfinden bu yana 300'ün üzerinde gezegenli sistem keşfedilmiştir. Bunların büyük çoğunluğu orta ya da küçük kütleli anakol yıldızıdır yani yüzey konveksiyonu olan yıldızlardır. Yine bu çalışmalar gezegenli yıldızların metalce zengin, genç disk yıldızları olduğunu göstermiştir. O halde gezegenli bu yıldızların aktif olmalarını bekleriz. Gezegenli yıldızlar aktif midir? Yüzey manyetik aktivitesine sahiplerse, gezegeni olmak bu aktivite düzeyine nasıl etki eder? Bu soruların yanıtını bulmak üzere Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm Cassegrain teleskobu ve 40 cm Schmitt-Cassegrain teleskobu ile geri tür beş yıldız gözlem programına alınmıştır: HD 13189 (K2), EK Eri (G8), HD 81040 (G0), HD 43691 (G0), HD 100777 (K0). Bu çalışmada, bu yıldızlardan HD 13189'a ilişkin literatürdeki ilk fotometrik sonuçlar sunulmuştur. Elde edilen veriler ışığında, gözlenen yıldızın yaklaşık 30 gün ya da iki katı dönemli bir değişim gösterdiği belirlendi. Bu değişim K2 yıldızının yüzey aktivitesine atfedildi.

Anahtar Kelimeler: Güneş sistemi dışı gezegenler, Güneş benzeri yıldızlar, Manyetik aktivite

Abstract

A main factor on the generation of magnetic activity in solar type stars is surface convection which gets deeper towards from F0 to late type stars. Photometrically, we could reveal presence of magnetic activity determining influence of spots, which is cooler than photosphere, and faculae, which is brighter than photosphere, in light and color curves. The other important parameter has being influenced on activity is age: Young stars are more active. Since first exoplanetary system had been discovered, more than 300 exoplanetary systems have been detected. A majority of host stars of all these systems are intermediate or low mass stars. In other words a majority of all these stars have surface convection. These studies also show that exoplanetary systems are metal-rich, young disc stars. In that case we expect that these stars are active. Are the exoplanetary systems active? If these stars have surface magnetic activity, having exoplanet how to influence on the activity level? To find an answer of all these questions, at Ege University Observatory, 5 late type exoplanetary systems had been observed with 48 cm Cassegrain Telescobe and 40 cm Schmidt-Cassegrain Telescobe: HD 13189 (K2), EK Eri (G8), HD 43691 (G0), HD 81040 (G0), HD 100777 (K0). In this study, the first photometric results on HD 13189 that it is one of these stars are represented. According to our research we dedected that this star has a variation with 30 gün or twice of this value due to surface activity of the star.

Key Words: Exoplanets, Solar like stars, Magnetic activity

1. Gezegen Bileşenli Dev Yıldız HD 13189

İlk gezegen arama çalışmaları, Güneş gözönüne alınarak, yüzey konveksiyonu olan yıldızlarla yapılmıştır. En etkili gezegen keşif aracı ise dikine hız yöntemidir. Bahsedilen tayf türü aralığı içinde geri A ve erken F tayf türünden anakol yıldızlarının gezegenlerini keşfetmek zordur. Çünkü yüksek dönme hızlarına ve az sayıda tayf çizgisine sahiptirler. Bu türden yıldızların evrimleşmiş durumlarını gözlemek bir alternatif olabilir. Böylece HR diyagramında düşük dönme hızı ve daha düşük etkin sıcaklıklara dolayısıyla daha çok tayf çizgisine ulaşacakları bir yere gelirler. Diğer yandan dev yıldızlar salınımlar gösterdikleri için sıklıkla dikine hız

değişimleri gösterirler ki bu da kütle bulmayı zorlaştırır. Yine de dev yıldızların dikine hızlarını ölçmek nispeten kolaydır. Günümüzde yörüngesinde gezegeni olduğu bilinen dev yıldız sayısı azdır. Yenilerini belirlemek için devlerin dikine hız ölçümlerini dolayısıyla gezegen taramalarını yapacak projeler hayata geçirilmektedir. HD 13189 yörüngesinde gezegeni olduğu belirlenmiş beş devden biridir.

HD 13189 SIMBAD veri tabanında V = 7.57 kadir parlaklıklı bir K2 yıldızı olarak görülmektedir. Hipparcos uydusu tarafından ıraksımı 0.54 ± 0.93 mas olarak verilmiştir. Hatzes et al. (2005) bu sisteme ilişkin ilk kapsamlı çalışmayı yapmıştır. Bu ilk çalışma Mg I çizgilerinin analizinden dikine hızların elde edilmesine dayalıdır. Buna göre HD 13189, 471.6 gün dönemli, 173.3 ms^{-1} tüm genlikli uzun dönemli bir ve 4.79 gün, 168 ms^{-1} tüm genlikli kısa dönemli bir değişime sahiptir. Uzun dönemli değişim yıldız çevresinde yörüngede dolanan bir gezegene, kısa dönemli değişimi ise p-mode zonklamasına atfedilmiştir. Farklı ışınım gücü sınıfından standart K yıldızlarının Mg I çizgileri HD 13189'un çizgileriyle kıyaslanarak bu yıldızın III ya da I. ışınım gücü sınıfından olması gerektiğini ifade edilmiştir. logg'deki belirsizlik hala bir sorundur (Hatzes et al. 2005). Yıldızın [Fe/H] = -0.35'dir (Schuler et al. 2005).

Hatzes et al. (2005) kendi dikine hız ölçümleriyle aynı tarihli olmayan McDonald Ca II S ölçek (Paulson et al. 2002) verilerini kullanarak aktivite izi aradı. Genellikle 0.164 seviyesindeki ölçümlerde 472 günlük değişimle uyumlu herhangi bir sonuca ulaşamadı. Diğer yandan 0.164 nispeten aktif olmayan yıldızlara ilişkin bir düzeyi göstermektedir. Ancak farklı yıllarda yapılan gözlemlerin, yıldızın farklı yüzey evrimine karşılık geleceği de vurgulanmıştır.

Sistemin ilk fotometrisi ise bu bildiriyle sunulacaktır.

2.1. HD 13189'un İlk Fotometrik Sonuçları

HD 13189 Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskobu ve ona takılı Vilnius Üniversitesi yapımı üç kanallı fotometresi kullanılarak UBVR süzgeçleriyle 02.10.2007 ile 27.07.2008 tarihleri arasında toplam 300 güne yayılan bir zaman aralığında 32 gün gözlenmiştir. Gözlemler için dört mukayese yıldızı belirlenmiştir. Gözlenen yıldızlar ve SIMBAD veritabanından alınan bazı fotometrik özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. HD 13189 ve

mukayeselerinin gökada konumu ise gökada boylamı 141°.6 ve gökada enlemi -27°.5'dir.

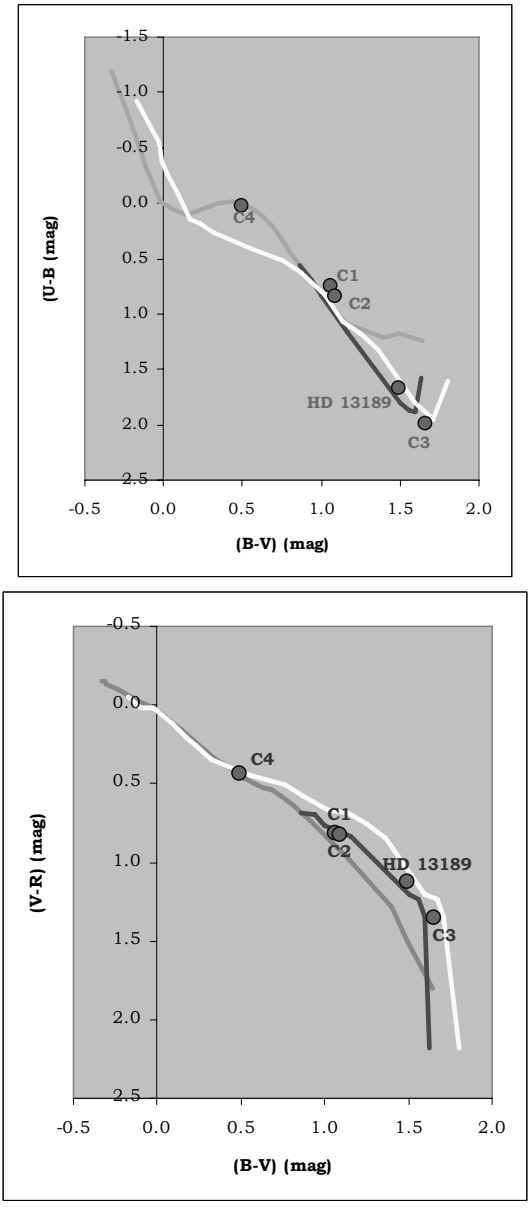
Çizelge 1. Gözlenen yıldızların literatürde görülen fotometrik özellikleri.

Yıldız	B (mag)	V (mag)	Tayf Türü	d (mas)	Err_d (mas)
HD 13189	9.06	7.57	K2	0.540	0.930
HIP 10120	9.61	8.59	G5	2.960	1.060
HD 13211	9.28	8.21	G5	2.660	1.010
HD 13479	9.47	7.8	K2	2.000	0.950
HD 13609	8.74	8.31	F5	5.320	1.040

HD 13189 ve mukayeseleri, Praesepe kümesiyle birlikte gözlenerek aletsel parlaklıklar standarda dönüşümü gerçekleştirilmiştir. Ulaşılan standart parlaklıklar Çizelge 2'de verilmiştir. Elde edilen veriler (U-B)-(B-V) ve (V-R)-(B-V) renk renk diyagramında noktalanarak, kızıllaşmadan arınmış renk değerlerine ulaşılmıştır. Sonuçların birbiriyle kıyaslanabilmesi için bu işlem mukayeseleri de kapsıyacak şekilde yapılmıştır.

Çizelge 2. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenen program yıldızlarının standarda dönüştürülmüş parlaklıkları.

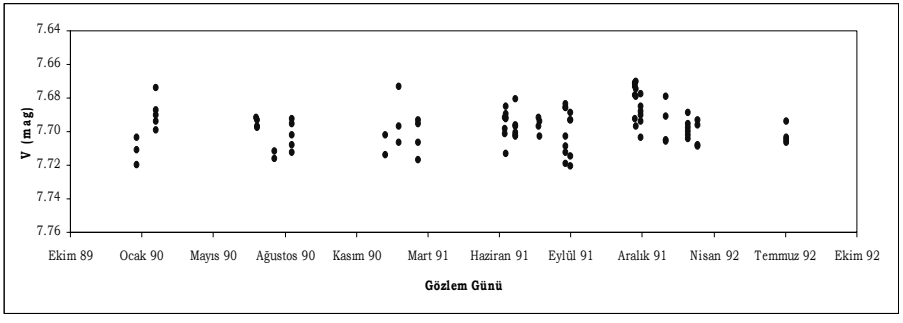
Yıldız	V	Err_V (Mag)	U-B (Mag)	Err_(U-B) (Mag)	B-V (Mag)	Err_(B-V) (Mag)	V-R (Mag)	Err_(V-R) (Mag)
HD13189	7.482	0.015	1.671	0.019	1.492	0.018	1.127	0.017
HD13189_C1	8.531	0.020	0.749	0.028	1.063	0.032	0.815	0.031
HD13189_C2	8.121	0.029	0.843	0.029	1.092	0.050	0.826	0.041
HD13189_C3	7.713	0.051	1.997	0.022	1.658	0.066	1.358	0.053
HD13189_C4	8.225	0.024	0.028	0.029	0.496	0.040	0.441	0.032

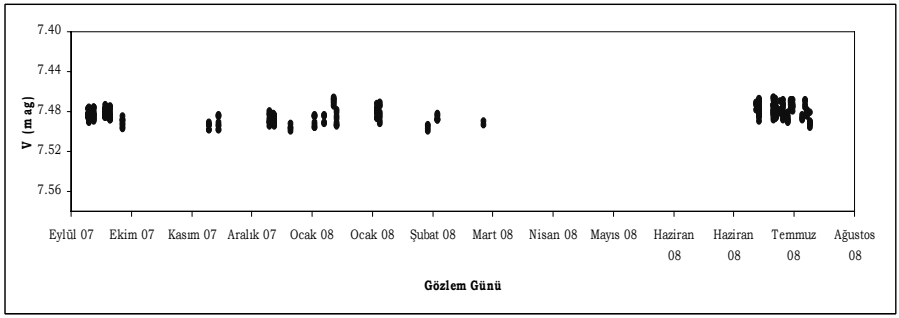


Şekil 1. Sol tarafta HD 13189 ve gözlenen mukayeselerin (U-B)-(B-V) ve sağ tarafta (V-R)-(B-V)renk-renk diyagramları. Standart temsiller Cox (2000)'den alındı. Turuncu çizgi anakol, yeşil çizgi devler ve sarı çizgi süperdevler için standart renk-renk değişimlerini gösteriyor. Gözlenen yıldızlar mavi içi dolu dairelerle noktalanmış ve yanlarına hangi yıldız olduğu yazılmıştır. Sonuçların test edilmesi için mukayese yıldızları için de renk artıkları belirlenmiştir.

Şekil 1'deki renk-renk diyagramlarından kolaylıkla görüleceği üzere HD 13189 süperdevlerden ziyade devlerle uyumludur. Değişen yıldız için E (B-V) = 0.104 kadir olarak belirlenmiştir. Buradan, HD 13189, V = 7^m.482 (15), B-V = 1^m.492 (18), U-B = 1^m.671 (19), V-R = 1^m.127 (17) olan bir K2 yıldızıdır. Renk artığı E (B-V) = 0^m.104 olarak belirlenmiştir. Toplam sönükleştirmenin seçilmiş soğurmaya oranı R = A_v / E (B-V) = 3.1 (Fitzpatrick 2004) alınarak görünür parlaklıktaki sönükleşme değeri 0.323 mag ve Hipparcos'un uzaklık değerleri kullanılarak salt parlaklık -4.179 mag olarak hesapladık. Bu değer HD 13189'un devlerle süperdevler arasında bir evrim durumunda yerleştiğini onaylar niteliktedir. Ancak Hipparcos ıraksım hatasının büyüklüğü net bir sonuca ulaşmayı engellemektedir. Bu soruna fotometrik bir çözüm olarak sistemin orta band fotometrisi yapılarak kızıllaşmadan arındırılmış parametreler belirlenerek, geniş band fotometri ile karşılaştırmalı olarak HD 13189'un salt fiziksel parametreleri belirlenecektir.

Şekil 2'de üst kısımda Hipparcos verisi ve alt kısımda ise bu çalışmada elde edilen V parlıkları noktalanmıştır. Şekilden görüleceği üzere Hipparcos verisi ile bizim gözlem verilerimiz arasında ~ 0.2 kadirlik bir düzey farkı vardır. Benzer bir düzey farkı fakat daha küçük düzeyde (~0.01 kadir) 2007 ile 2008 gözlemleri arasında farkedilmektedir. Ancak 2008'e ait gözlemler henüz çok azdır. Değişik kataloglarda HD 13189 için 7.57 ile 7.90 kadir aralığında değişen V parlaklıkları verilmiştir. Farklı yıllarda hazırlanan kataloglara farklı parlaklıklarla giren HD 13189 için Hipparcos fotometrisi ve bizim yaptığımız fotometri arasında görülen V parlaklık düzeyindeki farkın gerçek olduğu ve yıldızın uzun dönemli bir aktivite değişimine sahip olabileceği söylenebilir.

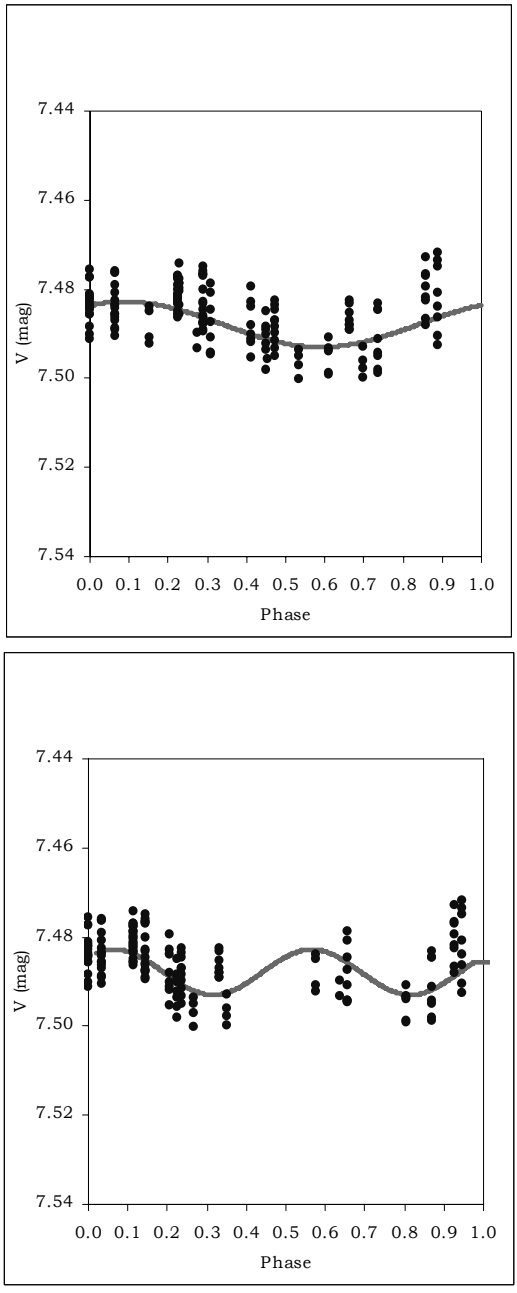




Şekil 2. Üstte Hipparcos verileri altta ise 2007 ve 2008 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi'nde elde edilen gözlemler HJD'ye göre çizdirilmiştir.

PERIOD04 dönem analizi programı kullanılarak hem Hipparcos verisine hem de bu çalışmada sunulan veriye dönem analizi uygulandı. Hipparcos fotometrisindeki eğim dikkat çekici olmasına rağmen dönem analizi ile herhangi bir anlamlı dönem değerine ulaşılamamıştır. 2007 ve 2008 gözlem verilerine ayrı ayrı dönem analizi uygulandığında 2008 yılına ilişkin henüz çok az veri olması nedeniyle belirgin bir dönem belirlenememiş olmasına rağmen 2007 verisi 31.071 gün ve onun iki katı dönem yaklaşık 0.01 kadir genlikli bir değişim vermiştir. Belirlenen her iki dönem sırasıyla Şekil 3a ve 3b'deki evrelerin hesaplanmasında kullanılmıştır.

K2 III devleri için Gray (1992) tarafından verilen 17 $R_{\odot}$ yarıçap için 30 günlük dönem 4.5 kms^{-1} lik ve 60 gün için ise 2.3 kms^{-1} lik bir vsini anlamına gelir. İlk değer K2 III devleri için biraz büyük olmakla beraber 60 günlük dönem için bulunan hız değeri mükemmel bir şekilde uyumludur.



Şekil 3. a (sol) 31.071 gün döneme göre HD 13189'un evreye göre V süzgecindeki değişimi. b. Sağda ise iki katı dönem için sonuç görülmektedir.

Bu ilk sonuçlar HD 13189 hakkında çok yeni bilgiler verirken yeni sorular da ortaya çıkmıştır. Bu sistemin gözlemleri hala sürmektedir. Yeni gözlemlerin yeni ve eski soruların çözmesini bekliyoruz.

Teşekkür

Yazarlar bu çalışmayı *2008 / FEN / 061* çerçevesinde destekleyen Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığı'na teşekkür eder.

4. Kaynaklar

Cox, A.N., Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Publisher: New York: AIP Press; Springer, 2000. Editedy by Arthur N. Cox.

Fitzpatrick, E.L., 2004, ASPC, 309, 33.

Girardi, L., Bressan, A., Chiosi, C., Bertelli, G., Nasi, E., 1996, A&AS, 117, 113.

Hatzes, A.P., Guenther, E.W., Endl, M., Cochran, W.D., Döllinger, M.P., Bedalov, A., 2005, A&A, 437, 743.

Paulson, Diane B., Saar, Steven H., Cochran, William D., Hatzes, Artie P., 2002, AJ, 124, 572.

Schuler, S.C., Kim, J.H., Tinker, M.C., Jr., King, J.R., Hatzes, A.P., Guenther, E.W., 2005, ApJ, 632, 131.

AKTİF YILDIZ II PEGASI'NİN 25 YILLIK GENİŞ BANT IŞIKÖLÇÜMÜNDEN SONUÇLAR

Serdar EVREN ve Günay TAŞ

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova/İzmir

e-posta: serdar.evren@ege.edu.tr; gunay.tas@ege.edu.tr

Özet

II Pegasi tutulma göstermeyen tek çizgili en aktif RS CVn türü yıldızlardan birisidir. Tayf sınıflaması K2-3 IV-V olarak belirlenen sistemin yörünge dönemi yaklaşık 6.72 gündür. Yıldızın dönmesinden dolayı görünür bileşen üzerinde bulunan lekelerin görünürlüğü değişmekte ve ışık değişimlerinde dalga benzeri bozulmalar görünmektedir. Bu çalışmada II Pegasi'nin 1983 yılından 2007 yılına kadar Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde aynı teleskopla elde edilmiş 25 yıllık ışık eğrilerinin analiz sonuçları tartışılmaktadır. Hemen hemen her yıl ışık eğrilerinin genlikleri, ortalama parlaklık düzeyleri ile lekelerin yüzeydeki konumları değişmektedir. Fotometrik dönem analizi yapılarak dönem değişiminin nedenleri ve etkileri tartışılmış, çevrimsel olaylar incelenmiştir. Tutulma göstermeyen bu sistemdeki görünmeyen bileşenin, yıldızın aktivitesine olan katkısı tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: ışıkölçüm, geri-tür yıldız, çift yıldız, aktivite, leke

Abstract

II Pegasi is one of the most active, non-eclipsing, single-lined RS CVn stars. The orbital period of the system is almost 6.72 days and its spectral classification is determined as K2-3 IV-V. The visibilities of the stellar spots located on the visible component vary due to rotational modulation and the wave-like distortions are seen on the light curves. In this study the analysis results of the light curves of the system obtained during 25 years (1983-2007) with the same telescope at the Ege University Observatory are discussed. The amplitudes and the mean brightness of the light curves vary in time. The positions of the spots on the surface change also in each year. Furthermore, the photometric period analysis was made and the causes and the effects of the period variations were discussed. The contribution to the stellar activity of the unseen component of the non-eclipsing binary was investigated.

Key words: photometry, late-type star, binary star, activity, spot

1. Giriş

II Pegasi (HD 224085) tutulma göstermeyen, K2-3 IV-V tayf türünden, en aktif tek-çizgili kromosferik aktif çift yıldızlardan birisidir. Sistemin fotometrik değişkenlik gösterdiğinin saptanması bundan yaklaşık 30 yıl öncesine dayanır. Aktif yıldızlar üzerine çalışanlar için çok cazip bir araştırma hedefi olmasına ve elektromanyetik tayfın hemen hemen her bölgesinde gözlenmesine rağmen hala atmosferik değişimleri tam olarak ortaya konamamıştır. Görünürdeki soğuk bileşen yüzeyindeki aktif bölgelerin yıldızın dönmesi sonucunda yarattığı ışık değişimleri, sistemin toplam parlaklığının zaman içinde değişmesine neden olur. Bu gibi yıldızların

uzun zaman aralığına yayılmış, geniş bant ışıkölçümü sonucunda elde edilen parlaklıkları değişik yöntemler geliştirilerek analiz edilmektedir. Bunun sonucunda, yüzeydeki güneş benzeri aktivite yapılarının yaşam süreleri, yüzey dağılımları, konumları, fiziksel parametreleri ve boyut değişimleri ortaya konmaya çalışılır (Henry ve diğ., 1995; Rodonò ve diğ., 2000; Berdyugina ve diğ., 1998a, b).

Elde edilen verilerin değişkenlik kaynağı için daha soğuk olduğu tahmin edilen görünmeyen yoldaş yıldız yerine, baş bileşenin fotosferi, kromosferi ve/veya koronası gösterilir. Berdyugina ve diğ. (1998a)'nin yaptıkları optik tayf analizleri baş yıldızın, kırmızı dev kolu tabanına doğru evrimleşen yaşlı bir K2 IV disk yıldızı olduğunu göstermiştir. Görünmeyen yoldaş yıldızın ise düşük kütleli bir anakol M cücesi olabileceği tartışılmaktadır.

25 yıl boyunca Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde ışıkölçümü yapılan II Pegasi'nin ışık değişimlerinden elde edilen bilgilerin genel bir sonucunun özetleneceği bu çalışmanın ikinci bölümünde gözlemler ve veri analiz yönteminden söz edilecektir. Üçüncü bölümde fotometrik dönem, genlik, ortalama parlaklık değişimleri ve aktif boylamların yeri rapor edilirken; son bölümde sonuçlara yer verilecektir.

2. Gözlemler ve Veri Analiz Yöntemi

Geri tayf türünden aktif yıldızların 1976 yılında RS CVn-türü yıldızlar olarak adlandırılışından bu yana Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde onlarca kromosferik aktif tek ve çift yıldız gözlenmiş ve analiz sonuçları birçok dergide yayımlanmıştır. Bu yıldızlar içinden 30 yılı aşkın süredir gözlenen V471 Tau ve RT Lac dışında, 25 yıldır gözlenen MM Her ve II Peg'in düzenli olarak UBVR geniş bant ışıkölçümü hala sürdürülmektedir. Gözlemleri 1983 yılından beri 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskop ile yapılan II Peg'in çeyrek asıra yayılan fotometrik gözlemleri 2007 itibariyle tamamlanmıştır.

25 yıllık zaman aralığı içinde gözlemler aynı teleskop kullanılarak yapılmış olsa da ona bağlı ışıkölçerlerin modelleri ve çalışma prensipleri değişmiştir. 1990'lı yıllara kadar soğutulmamış 1P21 fototüpü bir "chart recorder" ile kullanılırken, 1990-2000 yılları

arasında teleskoba SSP-5 ışıkölçeri takılmıştır. 2000'den itibaren ise gözlemler, yüksek hızlı üç kanallı Vilnius ışıkölçer ile günümüze kadar devam ettirilmiştir. Yıllar içinde farklı filtrelerde gözlem yapılmış olsa da tüm gözlemlerde standart Johnson filtreleri kullanılmıştır. Hedef yıldızımızın atmosfer dışına indirgenmiş diferansiyel parlaklıkları, HD 224083 mukayese yıldızına göre elde edilmiştir. Mukayese yıldızının parlaklığı ve rengi her zaman standart düzeneğe dönüştürülmüş ($V=6^m.743$, $B-V=-0^m.034$, $V-R=0^m.028$) ve dolayısıyla tüm veriler kayba uğramadan kullanılabilmiştir. 25 yıllık zaman içinde sistem yalnız 1985-1987 yılları arasında gözlenmemiştir. Tablo 1'den görüleceği gibi 1983'den 2007'ye kadar 513 gecede her bir filtrede ayrı ayrı 4297 gözlem noktası kaydedilmiştir.

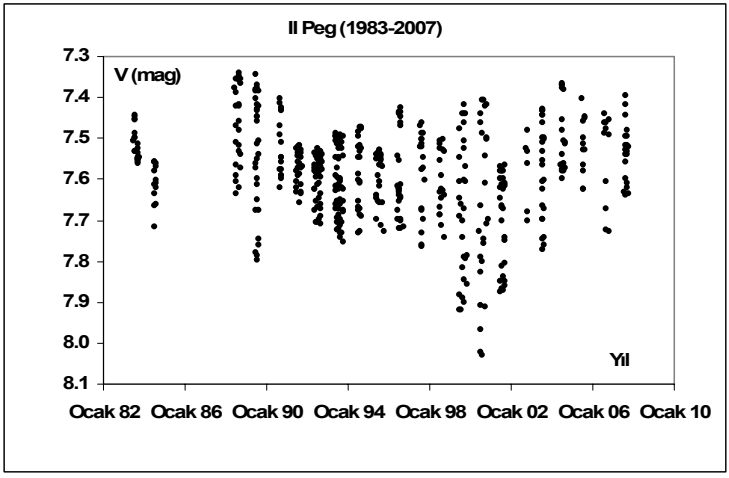
Sistemim dönemi yaklaşık 6.7 gün olduğu için bir gözlem gecesi içinde ortalama 5 saat sürekli gözlem yapılsa bile ışık eğrisinde ancak 0.03 evre aralığı kadar ilerlenir. Bu yüzden yıldızın ilgili gecelerdeki gözlem süresi 60 dakikayı geçmeyecek şekilde değişir. 1990'lı yıllarda ise gece içinde en uzun süreyle gözlenebilir olduğu mevsimde tam gece gözlemler yapılarak olası kısa süreli değişimlerin varlığı araştırılmış, ama anlamlı bir sonuca ulaşılamamıştır.

Aktif yıldızlarda amaç, klasik çift yıldız ışık eğrilerinin elde edilmesinde olduğu gibi yalnız boş kalan evreleri gözleyerek ışık eğrisini elde etmek olmadığından, zamana göre ışık değişimleri de incelenir. Bu yüzden birçok yıl içinde uygun olan tüm gecelerde gözlem yapılmaya çalışılmıştır. Gözlem gecelerinde ölçülen parlaklıkların ortalaması alınarak her bir gece tek bir gözlem noktasıyla temsil edilmiştir. 1983-2007 arası gecelik ortalamalarla V filtresinde elde edilen ışık ve renk değişimleri sırasıyla Şekil 1a ve b'de gösterilmektedir.

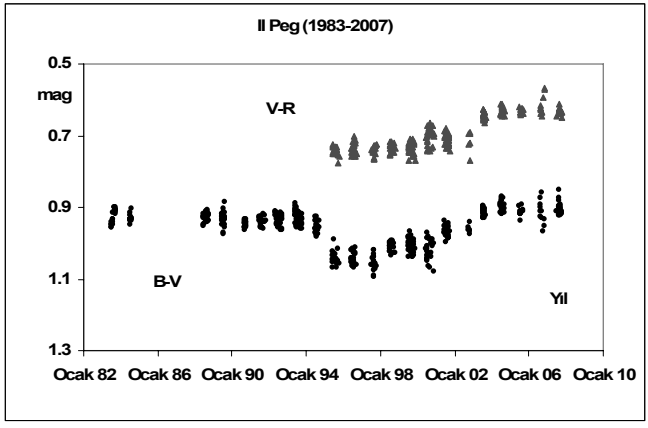
Tablo 1. Işık eğrilerinin elde edildiği yıllara ilişkin gözlem bilgileri.

Veri No	*Ortalama Yıl*	*Ortalama HJD*	*HJD Aralığı (HJD – 2400000)*	*Filtre*	*Gece Sayısı*	*Gözlem Noktası*
1	1983.68	45550.59	45535.58 - 45559.56	BV	10	84
2	1984.59	45918.31	45900.55 - 45941.45	BV	14	75
3	1988.65	47400.81	47351.54 - 47453.30	BV	24	101
4	1989.59	47742.39	47711.44 - 47773.37	BV	30	218
5	1990.76	48169.81	48152.49 - 48189.39	BV	17	123

6	1991.65	48495.30	48453.53 - 48566.22	BV	24	106
7	1992.59	48839.07	48764.55 - 48902.46	BV	45	210
8	1993.62	49213.48	49146.52 - 49294.37	BV	59	458
9	1994.62	49578.75	49545.45 - 49622.26	BV	23	175
10	1995.60	49936.34	49884.53 - 50006.32	BVR	23	510
11	1996.58	50298.55	50260.52 - 50368.38	BVR	27	277
12	1997.69	50702.40	50658.56 - 50743.36	BVR	19	121
13	1998.63	51046.30	51008.53 - 51107.32	BVR	18	191
14	1999.69	51431.30	51369.51 - 51508.30	BVR	30	386
15	2000.68	51794.74	51729.52 - 51870.38	UBVR	25	272
16	2001.60	52138.48	52090.50 - 52186.37	UBVR	32	252
17	2002.84	52580.97	52566.31 - 52595.28	BVR	6	53
18	2003.61	52862.97	52842.53 - 52890.57	UBVR	24	195
19	2004.58	53218.90	53187.51 - 53265.32	UBVR	19	147
20	2005.60	53589.99	53565.55 - 53625.37	UBVR	12	96
21	2006.73	54003.61	53971.53 - 54056.22	UBVR	11	95
22	2007.70	54355.05	54302.47 - 54390.38	UBVR	21	152



Şekil 1a. II Peg'in 1983-2007 yılları arasında yapılan ışıkölçümü sonucunda V filtresinde elde edilen ışıkdeğişimi. Her bir nokta bir gecelik değişimi temsil eder.



Şekil 1b. Şekil 1a ile aynı, fakat B-V ve V-R renk değişimleri için.

II Peg'in Tablo 1'de listelenen yıllarda elde edilen V parlaklıklarının zamana göre değişiminin analizi için "PERANSO: Işık Eğrisi ve Dönem Analizi Bilgisayar Programı" kullanılmıştır. Bu program CBA Belçika Gözlemevi'nden Vanmunster (2006) tarafından geliştirilmiştir. Program özellikle çok fazla gece içinde elde edilmiş sayısız gözlem noktasının dönem analizini yapmakta oldukça başarılıdır. Program içinde değişik amaçlar için kullanılabilecek alt programlar vardır. Bizim veri kümelerimizde olduğu gibi düzgün zaman aralığına sahip olmayan, bozuk-sinüs benzeri değişimlerin dönemini bulmakta daha iyi sonuç veren CLEANEST alt programını kullandık. Veri kümelerine ilişkin dönem, maksimum ve minimum parlaklık ve genlik değerleri Tablo 2'de listelenmiştir.

Tablo 2. Işık değişimlerinin yıllara göre değişen dönem, parlaklık ve genlik değerleri.

Veri No	*Ortalama Yıl*	*Dalga min. evresi*	*Dönem P (gün)*	*P (hata)*	*Maksimum mag*	*Minimum mag*	*Genlik mag*	*Genlik hata*
1	1983.68	2.180	6.726	0.419	7.400	7.519	0.080	0.016
2	1984.59	2.000	6.689	0.133	7.558	7.790	0.198	0.005

3	1988.65	1.825	6.691	0.021	7.354	7.635	0.300	0.013
4	1989.59	1.835	6.767	0.033	7.370	7.785	0.400	0.016
5	1990.76	2.040	6.748	0.190	7.414	7.620	0.170	0.024
6	1991.65	1.990	6.759	0.125	7.528	7.664	0.070	0.020
7	1992.59	2.000	6.812	0.034	7.550	7.709	0.132	0.012
8	1993.62	1.960	6.729	0.008	7.493	7.741	0.238	0.006
9	1994.62	1.946	6.729	0.022	7.472	7.727	0.260	0.009
10	1995.60	2.044	6.742	0.055	7.529	7.700	0.152	0.014
11	1996.58	1.900	6.723	0.054	7.425	7.720	0.238	0.028
12	1997.69	1.760	6.761	0.053	7.450	7.750	0.294	0.026
13	1998.63	1.500	6.723	0.024	7.514	7.730	0.210	0.010
14	1999.69	1.470	6.716	0.010	7.441	7.902	0.464	0.013
15	2000.68	1.430	6.715	0.018	7.408	7.990	0.554	0.028
16	2001.60	1.318	6.710	0.015	7.565	7.873	0.300	0.009
17	2002.84	1.000	6.742	0.130	7.460	7.701	0.252	0.019
18	2003.61	1.020	6.710	0.066	7.432	7.763	0.316	0.020
19	2004.58	0.780	6.679	0.034	7.360	7.590	0.230	0.012
20	2005.60	0.800	6.742	0.054	7.420	7.630	0.192	0.012
21	2006.73	0.960	6.682	0.052	7.461	7.728	0.284	0.026
22	2007.70	0.910	6.723	0.063	7.398	7.638	0.198	0.022

3. Işık Eğrilerinin Analizi

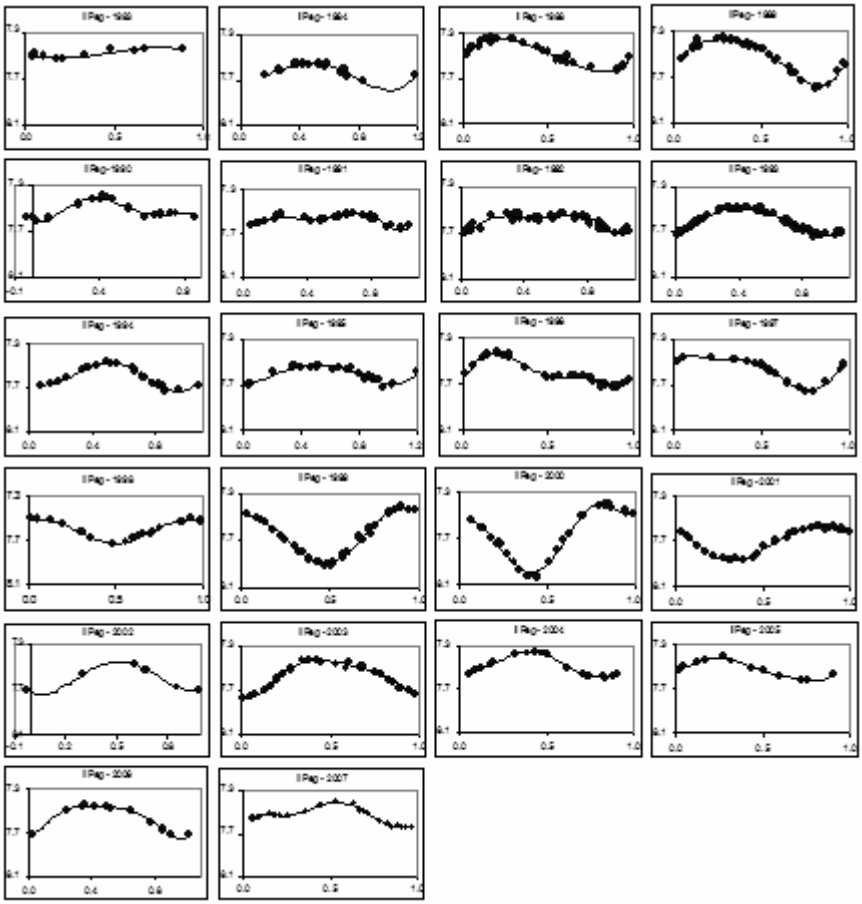
Sistemin 1983-2007 yılları arasında elde edilen ışık eğrilerinin evreleri Berdyugina ve diğ. (1998a)'nin dikine hız ölçümlerinden bulunan, aşağıdaki ışık öğelerine göre hesaplanmıştır:

$$T_{kavuşum} = 24\ 49582.9268 + 6^{g}.724333\ E.$$

Bu ışık öğelerine göre 0.0 evrede görünür bileşen bizden en uzak konumdadır ve bileşen dairesel bir yörüngede dolanır. 22 veri kümesine ait ışık eğrileri topluca Şekil 2'de gösterilmiştir. Baş bileşen üzerindeki soğuk lekeli bölgeler yıldızın kendi ekseni etrafındaki dönmesi sonucunda sinüs benzeri parlaklık değişimine neden olur.

Ancak, ışık eğrilerinin her yıl farklı biçim alması, onların farklı parlaklık ve genlik değişimi göstermesini doğuru qwr.

Aslında, bu değişimleri yaratan aktif bölgelerin yüzeydeki konumları, boyutları, hızları ve aktiflik derecelerinin güneş lekelerininki gibi değiştiğine inanılır. Sistemin tutulma göstermemesi ve tek çizgili tayfsal çift yıldız olması yörünge eğikliğinin de bilinmemesine neden olur. Eğer, daha büyük alanlara sahip yıldız lekelerinin güneş lekelerine benzerliği söz konusuysa o zaman lekelerde diferansiyel dönmeden dolayı enlemsel hareketin görülmesi beklenmelidir. Ancak, fotometrik yolla elde edilen ışık eğrilerinin dalga minimumlarından yalnız lekelerin boylamı iyi belirlenebilirken, enlem hakkında bir fikirde bulunmak çok zordur. Dalga biçimli eğrilerin genliğinin büyük olması lekelerin yüzeyde belli bir bölgeye toplanmış olabileceğini göstereceği gibi, tek büyük bir lekenin eşlek bölgesine yakın olduğunu da belirtir. Küçük genlikli ışık eğrilerinin anlamı, lekelerin yeterince aktif olmadığı anlamına gelmediği gibi az olduğu anlamına da gelmez. Bu durumda mutlaka ortalama parlaklığın da incelenmesi gerekir. Aslında, ışık eğrilerinin biçimini belirleyen temel parametreler; sistemin yörünge eğikliği, lekelerin yıldız yüzeyindeki enlemi, sayısı, kapladıkları alan, yaşları ve sıcaklıklarıdır. Bunları birkaç ışık eğrisiyle açığa çıkarmak oldukça zordur.

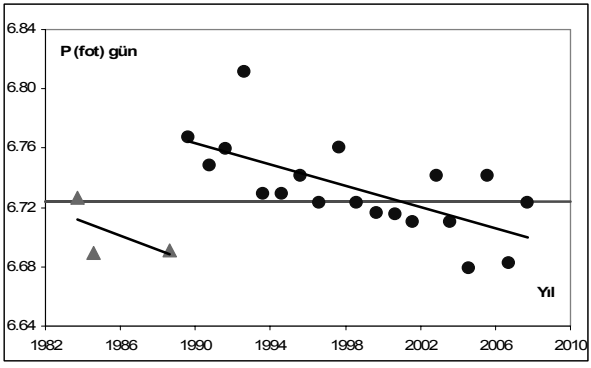


Şekil 2. 1983-2007 yılları arasında V filtresinde elde edilen ışık eğrileri. Değişimin genliği ve ortalama parlaklığı hakkında karşılaştırma yapılabilmesi açısından düşey eksendeki paralaklık eşeli tüm ışık eğrileri için aynıdır.

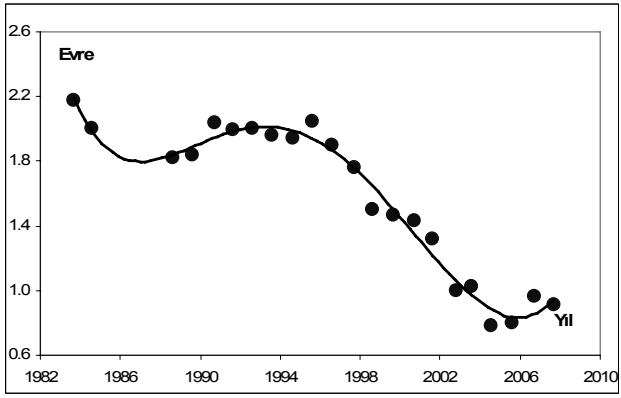
II Peg'in bugüne kadar çeşitli araştırmacılar tarafından elde edilen ışık eğrilerinin tümü dikkate alındığında en küçük genlikli (yaklaşık 0.05 mag) ışık eğrileri Evren (1988) tarafından elde edilirken, en büyük genlikli (yaklaşık 0.60 mag) ışık eğrileri de Taş ve Evren (2000) tarafından rapor edilmiştir.

3.1. Fotometrik Dönem

Tablo 2'de verilen fotometrik dönemlerin yıllara göre değişimi Şekil 3'de gösterilirken; sistemin genlik ile maksimum ve minimum parlaklık değişimleri sırasıyla Şekil 5, 6a ve 6b'de gösterilmiştir. Dikkat edilirse fotometrik dönemin 1989 yılından 2007 yılına kadar 19 yıl boyunca yaklaşık 6.77 günden 6.70 güne kadar azaldığı açıkça belli olmaktadır. Dönemdeki %7 lik bu azalma, ancak lekelerin eşleğe doğru enlemsel göçü ile açıklanabilir. Bilindiği gibi güneş lekeleri de bir aktivite çevrimi içinde orta enlemlerden eşleğe doğru 11 yılda hareket etmektedir. 1983-1988 yılları arasındaki fotometrik dönem değerlerinin ise 2002 yılından itibaren elde edilen değerlere benzediğine dikkat edilirse bu dönem değerleri bir önceki leke aktivite çevriminin son leke ve/veya leke gruplarına ilişkin olabilir. Aynı şekilde yaklaşık 6.72 günlük değerden geçen düz çizgi ise sistemin yörünge dönemini temsil edecek şekilde çizilmiştir. Çift sistemlerde "eş-dönme enlemi" olarak kabul edilen enlemde, sistemin yörünge dönemiyle bileşenin dönme dönemi birbirine eşit olarak alınır. Bu kabula göre yörünge döneminden daha büyük olan fotometrik döneme sahip olan yıllardaki ışık eğrileri daha üst enlemlerde doğan lekelerden kaynaklanıyor olabilir. Leke çevrimi boyunca eşleğe doğru hareket sırasında eş-dönme enleminin altına inen lekelerin oluşturacağı ışık değişimlerinden bulunan dönemler de doğal olarak daha küçük olmalıdır.



Şekil 3. II Peg'in yıllara göre fotometrik dönem değişimi.
P=6.72'den geçen düz çizgi çiftin yörünge dönemini temsil eder.

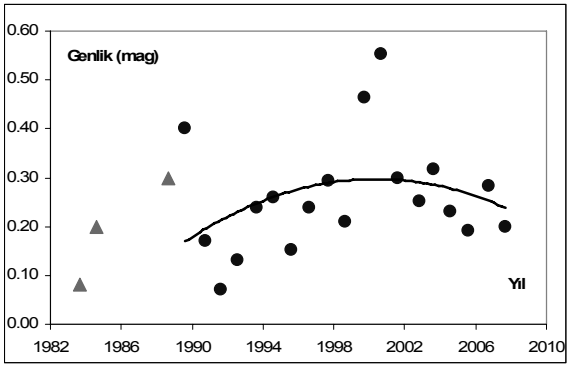


Şekil 4. II Peg'in ışık eğrilerinde görülen dalga minimumu evrelerinin değişimi. Evrelerin tam sayılı kısmına çevrim eklenmiştir.

Lekelerin hareketleri ile ilişkili fotometrik dönem değişimlerinin gerçek olup olmadığı Şekil 4'de gösterilen ışık eğrilerinin dalga minimumlarının evreye göre kaymasıyla test edilebilir. Bu tür yıldızların ışık eğrilerinde görülen dalga benzeri bozulmaların zamanla azalan veya artan evreye doğru kayması (yani lekelerin eşleğe veya uçlağa doğru hareketi) diferansiyel dönmenin belirteci olarak kabul edilir. Çiftin yörünge dönemi ile dönme dönemi arasındaki yüzde birkaç değerlik fark, minimum evrelerinin belli bir oranda kaymasını ortaya çıkarır. Halbuki, fotometrik yolla bulunan dönme döneminde, II Peg'de olduğu gibi doğrusal olmayan bir değişim söz konusuysa Şekil 4'de görüldüğü gibi doğrusallıktan uzak zaman zaman değişim hızı değişen ve ancak eğriyle temsil edilebilen görüntüyle karşılaşılır.

3.2. Genlik

Fotometrik dönemin 1989 yılından itibaren azalması II Peg üzerinde, yeni bir aktivite çevriminin başlangıcı olarak kabul edilecekse; diğer fotometrik bulguların da aktivite çevrimi içinde süregelen leke faaliyetlerini destekler nitelikte olması gerekir. Buna göre Şekil 5'de görülen ışık eğrilerinin parabolik genlik değişimi bize leke çevriminin ortalarına doğru 1999-2000 yıllarında değişim genliğinin arttığını gösterir. Bu durum iki şekilde açıklanabilir: Birincisi, güneş çevriminde olduğu gibi çevrim ortalarına doğru aktif bölgelerin faaliyetlerinde (leke alanı ve sayısı gibi) bir artış olur. Diğeri ise, sistemin yörünge eğikliği herne kadar bilinmese de yaklaşık eş-dönme enleminin bakış doğrultumuzla aynı doğrultuda olması durumunda gerçekleşir. Yani, lekelerin yüzeydeki eğriliğe bağlı geometrik yerleşimi yüzünden; ancak, bu yıllara yakın zamanlarda lekeleri tam karşıdan görebiliriz. Bu da genliğin artışını destekler. 1999 ve 2000 yıllarında görülen yaklaşık iki katlık ani genlik artışı ise bir sonraki bölümde sunulacaktır.

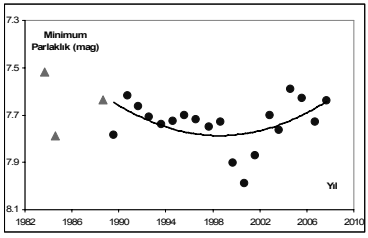


Şekil 5. II Peg'in aktivite çevrimine ilişkin V filtresindeki genlik değişimi.

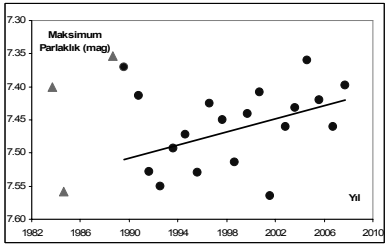
3.3. Maksimum ve Minimum Parlaklıklar

Aktif yıldızların parlaklık değişimleri incelenirken genelde yıllar içindeki ortalama parlaklıklarına bakılır. Ancak, bazı aktif yıldızların dalga benzeri bozulmalarının maksimum ve minimum parlaklıkları incelendiğinde bunlardan ya biri sabit kalıp diğeri değişir veya her ikisi birden aynı veya zıt yönlü olarak değişir. II Peg için minimum parlaklığın yıllara göre azalıp-arttığı, maksimum parlaklığın ise bir artma eylemi içinde olduğu ve Şekil 6a ve b'den görülmektedir.

Yeni bir çevrim başlangıcı olarak kabul ettiğimiz 1989 yılından itibaren ilk iki yıl, aktivitenin çevrim içinde etkisi artıncaya kadar sistemin maksimum parlaklığı yaklaşık 0.15 mag sönerken, sonraki yıldan itibaren çevrim sonuna kadar parlaklık yaklaşık 0.15 mag kadar yeniden parlar. Buna karşılık sistemin minimum ışığı çevrim ortasına kadar yaklaşık 0.15 mag kadar sönmüş ve daha sonra aynı miktarda tekrar parlamıştır.



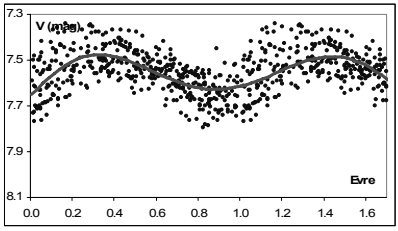
Şekil 6a. II Peg'in dalga minimumu Parlaklıklarının yıllara göre değişimi.



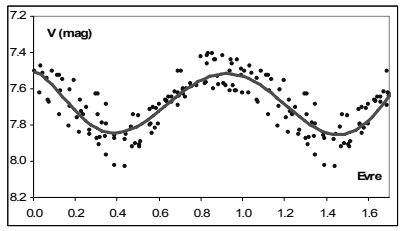
Şekil 6b. Şekil 6a ile aynı, fakat maksimum parlaklıklar için.

3.4. Aktif Boylamlar

Şekil 6a'dan da görülebileceği gibi sistemin ışık değişimlerinin 1999-2001 yılları arasındaki minimum parlaklıklarında 0.17 mag'lik ilgi çekici bir sönme vardır. Bu olağan dışı durum Şekil 5'te de büyük genlik artışıyla kendini gösterir. Bunun nedenini araştırmak için 3. Bölüm'de verdiğimiz ışık öğelerini kullanarak 25 yılı kapsayan tüm ışık eğrilerini aynı şekil içinde üst üste çizdik. Eğer, yıldızın dalga benzeri bozulmalarının minimumları yaklaşık her evreyi tarıyorsa, o zaman karşımıza parlaklık aralığı $7^m.3$-$8^m.1$ arasında değişen tamamen saçılmalı bir grafik çıkar. Ancak, beklenenin yerine Şekil 7a ve b'de görülen görüntüler, aktif bileşen üzerindeki lekelerin belli evreleri (dolayısıyla boylamları) tercih ettiğini göstermiştir. Aktif yıldızlarda lekelerin belli boylamları tercih etmesi, lekelerin "aktif boylamlar" içinde



Şekil 7a. II Peg'in ışık öğelerine göre hesaplatılmış evrelerine göre 1983-1997 ve 2002-2007 yılları arasında elde edilen ışık eğrilerinin tümü.



Şekil 7b. Şekil 7a ile aynı, fakat 1998-2001 yılları için.

yer alması olarak adlandırılır. Lekeler, Güneş'te olduğu gibi birçok aktif yıldızda genelde iki aktif boylam içinde yer alırlar. Bu aktif boylamlar bazılarında evreye bağlı-kalıcı olurken, bazılarında ise hareketlidir (Berdyugina ve Tuominen, 1998). Şekil 7a ve b'den görüldüğü gibi II Peg için evreye bağlı yani yaklaşık 0.9 ile 0.4 evrelerde birbirlerinden 180° boylam farklı iki aktif boylam vardır. Dikkat edilirse bu boylamlar bileşenlerin kütle merkezlerini birleştiren ve bakış doğrultumuzla çakışan eksen doğrultusuna çok yakındır (belki de gözlemlerin artması sonucunda bu değerler 0.0 ve 0.5'lere taşınacaktır). Baş bileşenin yoldaşla aynı doğrultu üstünde kalan yüzlerinde lekelerin oluşması, yoldaş bileşenin baş bileşen üzerinde manyetik aktivitenin tetiklenmesi ve oluşmasına katkı yaptığı şeklinde yorumlanabilir.

Yaklaşık 0.5 evrede ışık eğrisinin genliği hemen hemen iki kat daha büyüktür. Geometrik olarak düşünüldüğünde bu evrede tayfta görünen baş bileşen yörüngesi üzerinde bize daha yakındır. Bu durumda genliğin daha büyük olmasının zayıf olsa da iki olası nedeninden biri; küçük bir olasılıkla baş bileşenin görünmeyen M cücesinin bir kısmını örtüyor olabileceğidir. Daha kuvvetli olasılık ise 0.5 evredeki aktif boylamda oluşan lekelerin aktiflik derecesinin daha yüksek olması ve daha büyük bir bozucu etkinlik yaratmasıdır.

4. Sonuçlar

Sonuç olarak özetlersek: II Peg'in 1983-2007 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 25 yıl boyunca geniş bant ışıkölçümü yapılmıştır. Aktif yıldız II Peg üzerinde 1989 yılında yeni bir aktivite çevrimi başlamıştır. Lekeler yaşamlarını, 1989-1997 yılları arasında

yaklaşık 8 yıl boyunca görünürdeki bileşenin yoldaşa bakan yüzü üzerindeki aktif boylamda sürdürmüşlerdir. Daha sonra, kısa zamanda "flip-flop" etkisi (Jetsu ve diğ., 1993) göstererek 1998-2001 yılları arasında 4 yıl boyunca 180° zıt boylamda daha etkin olmuşlardır. Tekrar flip-flop ile ilk aktif boylam içinde doğan lekeler 2002'den itibaren yaşamlarını 6 yıldır burada sürdürmektedir. Bu arada lekeler, diferansiyel dönme sonucunda fotometrik dönemlerini de %7 kadar küçülterek eşleğe doğru hareket etmişlerdir. Işık eğrilerinin genlik ve parlaklık değişimlerine bakılırsa 1-2 yıl içinde bu çevrimin son bulması gerekir.

Sistemin geniş bant gözlemleri, ışık eğrilerinde dalga minimumları 0.5 evre civarında yeniden görülünceye kadar en azından devam etmek zorundadır; bu da şu andan sonra yapılacak gözlemlerin önemini vurgular. Uzun zaman aralığına yayılmış veri arşivi olan yıldızların ışıkölçümü devam ettirildiği sürece, fiziksel olaylar daha rahat açıklanabilir duruma gelecek, belki de daha yeni bulgulara ulaşılabilecektir.

Kaynaklar

Berdyugina, S.V., ve Tuominen, I., 1998, A&A, 336, L25
Berdyugina, S.V., Jankov, S., Ilyin, I., Tuominen, I., ve Fekel, F.C., 1998a, A&A, 334, 863
Berdyugina, S.V., Berdyugin, A.V., Ilyin, I., ve Tuominen, I., 1998b, A&A, 340, 437
Chugainov, P.F., 1976, Izv, Krymsk, Ap. Obs., 54, 89
Evren, S., 1988, Ap&SS, 143, 123
Henry, G.W., Eaton, J.A., Hamer, J., ve Hall, D.S. 1995, ApJS, 97, 513
Jetsu, L., Pelt, J.,ve Tuominen, I., 1993, A&A, 278, 449
Rodonò, M., Messina, S., Lanza, A.F., Cutispoto, G., ve Teriaca, L., 2000, A&A, 358, 624
Taş, G. ve Evren, S., 2000, Inf. Bul. Var. Stars No: 4992, 1
Vanmunster, T., 2006, "PERANSO: Light Curve and Period Analysis Software",www.peranso.com

GÜNEY YARIMKÜRE'DEN BİR AKTİF YILDIZ: CF TUC

Derya DOĞRU, Ahmet ERDEM

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi, Terzioğlu Kampüsü, 17040 Çanakkale
E-posta: dsurgit@comu.edu.tr, aerdem@.comu.edu.tr

ÖZET

CF Tuc'un, Mt. John Üniversitesi Gözlemevinde, 2007'de elde edilen tayfları çapraz eşleşme ve KOREL yöntemleri birlikte kullanılarak analiz edilmiş, radyal hız eğrisi oluşturularak yörünge elemanları bulunmuş ve yörünge çözümünden sistemin tayfsal kütle oranı 1.123 olarak belirlenmiştir. Fotometrik analizin ilk aşamasında, sistemin yörünge dönemi, O-C diyagramı kullanılarak incelenmiş ve yörünge döneminin parabol+sinüs yapılı bir değişim gösterdiği bulunmuştur. Parabolik değişim, korunumlu kütle aktarımıyla açıklanırken; sinüslü değişimde üçüncü cisim nedeniyle oluşan ışık-zaman etkisinin ve Applegate mekanizmasının rolü tartışılmıştır. Bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrileri ile Innis ve ark. (2008) tarafından verilen *BV* ışık eğrileri, Wilson-Devinney programı kullanılarak, eşzamanlı çözümlenmiş ve sistemin mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Sistemin ışık eğrilerinin maksimumları geniş asimetriler göstermektedir. Bu asimetrilerin soğuk bileşen üzerindeki leke veya lekelerden kaynaklanabileceği düşünülerek lekenin enlem, boylam ve yarıçapı belirlenmiştir. Sistemin bileşenlerinin HR diyagramında konumları işaretlenerek evrim durumu da tartışılmıştır.

Anahtar kelimeler: *Yıldızlar: çift yıldızlar – aktivite – yıldız lekeleri — ışıkölçüm – tayf*

ABSTRACT

CF Tuc was observed at the Mt John University Observatory in 2007 by spectroscopically. The spectra were analyzed with using the cross-correlation and KOREL methods. As a result of analysis, radial velocity curves were obtained, and then orbital elements of CF Tuc were found. According to the solution of radial velocity curves, the spectroscopic mass ratio of system was determined as q=1.123. We also studied the orbital period of the system by using its O-C diagram and found that its orbital period has a variation with the structure of parabola+sinus. The parabolic variation was explained in term of conservative mass transfer. The sinusoidal variation was discussed under the mechanisms of Applegate and the light-time effect due to a third body in the system. Our radial velocity curves and *BV* light curves, which are given by Innis et al (2008), were solved simultaneously by using Wilson-Devinney algorithm. Then, the absolute parameters of the system were determined. The maximums of the light curves show large asymmetries. Thinking that these asymmetries could be caused by stellar spot or spots on the cooler component, spot parameters such as latitude, longitude and radius of the spot on the cooler component were obtained. Plotting the positions of the components of system on the HR diagram, the evolution of the system was also discussed.

Keywords: *Stars: binaries – activity – starspots – photometric – spectroscopic*

1. GİRİŞ

CF Tuc ilk olarak Strohmeier, Knigge ve Ott (1965) tarafından Bamberg değişen yıldız (BV 625) olarak listelenmiş ve genliği A_{pg}=0.3 mag olarak belirlenmiştir. Daha sonra sistem ilk olarak (Hearnshaw ve Oliver, 1977) tarafından bir RS CVn türü yıldız olarak kaydedilmiştir. Güçlü CaII H ve K salmalarının varlığı ilk olarak (Bidelman ve MacConnell, 1973; Houk ve Cowley, 1975) tarafından

bulunmuş ve tayf türü G2/5V+F0 olarak belirlenmiştir. Sisteme ilişkin ilk tayfsal gözlemler Mt John Gözlemevinde 61 cm Boller ve Chivens teleskobuyla yapılmış ve dikine hız verileri Collier ve ark. (1981) tarafından elde edilmiş ve dikine hız verilerinden sistemin yörünge dönemi 2.798± 0.001 gün olarak belirlenmiştir.

Sisteme ilişkin temel parametreler ve leke modellemeleri birçok yazar tarafından kaydedilmiştir (Coates ve ark., 1983, Budding ve McLaughlin, 1987; Budding ve Zeilik, 1995; Cutispoto ve Leto, 1997; Anders ve ark., 1999). CF Tuc' un yörünge dönemi değişimi ilk olarak Thompson ve ark. (1991) tarafından kaydedilmiştir. Daha sonra Anders ve ark. (1999) ve Innis ve ark. (2003, 2007) çalışmalarında yörünge dönemi değişimini tekrar ele almışlardır.

Slee ve ark. (1987), CF Tuc'un aktif radyo kaynaklarına sahip olduğunu bulmuşlardır. Sisteme ilişkin ilk X-ışını gözlemleri Drake ve ark. (1992) tarafından yapılmıştır. Yıldız, ROSAT (EUV) Bright Source Catalogue (Pounds ve ark., 1993)'unda listelenmiş olup; yıldızın ROSAT'ın gözlemlerinde büyük parlamalar (flare)'ın gösterdiği Kürster (1994) tarafından kaydedilmiştir. Ayrıca Dempsey ve ark. (1993) ve Gunn ve ark. (1997) çalışmalarında da benzer sonuçlar elde edilmiştir.

2. GÖZLEMLER ve VERİ ANALİZİ

2.1 Tayfsal Gözlemler ve Veri İndirgemesi

CF Tuc'un tayfsal gözlemleri 2007 yaz döneminde Yeni Zellanda Mt John Üniversitesi Gözlemevinde 1m McLennan teleskobuna bağlı HERCULES (**H**igh **E**fficiency and **R**esolution **C**anterbury **U**niversity **L**arge **E**chelle **S**pectrograph) tayfçekeri ile yapılmıştır. Bu tayfçeker, dalgaboyu aralığı 380nm ile 900nm olup 100 tayf dizisi elde edilecek şekilde tasarlanmış olup R=41000 ve R=70000 olmak üzere iki farklı yüksek çözümleme gücünde gözlem yapılabilmektedir. Gözlemin yapılacağı çözünürlük gücüne, farklı boyutlardaki üç fiber kablonun seçimine göre karar verilmektedir. R=41000 çözünürlük gücü için içinde yarık olmayan 100 μm boyutlu Fiber 1 olarak adlandırılmış fiber kablo kullanılmaktadır. Bu fiber çekirdeğinin gökyüzü üzerine düşürülmüş izdüşümünün açısal

büyüklüğü (θ~4.5″) olup MJUO'de yaklaşık 3.5″ olarak belirtilen (Hearnshaw ve ark., 2002) görüş açısından küçük olmadığından gözlemlerde, istenilen sinyalin istenilen zamanda alınabilmesi için Fiber-1 kullanılmıştır. R=70000 için Fiber 2 ve Fiber 3 seçilmektedir fakat bunun için çok daha iyi hava koşulları (θ~2″) gerekmektedir. Gözlemler sırasında dedektör olarak 4kx4k Spectral Instruments 600 series (SI600s) CCD kamerası kullanılmıştır. Gözlemler, (06.09.2007 - 04.10.2007) tarihleri arasında yapılmış ve 10 gecede 24 adet tayf elde edilmiştir. Gözlemlerde verilen poz süresi yaklaşık (1100-1800) sn arasında hava şartlarına göre değişmektedir. Gözlemler sırasında her bir yıldız görüntüsünün öncesi ve sonrasında toryum-argon lambası, mukayese tayfı olarak alınırken; flat düzeltmesi için, her gece beyaz ışık görüntüsü de alınmıştır. Yapılan gözlemlerle ilgili bilgiler Çizelge 1'de verilmiştir. Gözlemlerin indirgenmesinde Canterbury Üniversitesi Fizik ve Astronomi Bölümü'nde geliştirilen Hercules İndirgeme Yazılım Paketi (HRSP) kullanılmıştır (Skuljan, 2007).

Çizelge 1. CF Tuc'un tayfsal gözlemleri ile ilgili bilgiler.

No	Görüntü	Tarih	HJD	UT	Poz Süresi(s)
1	w4350022	060907	54349.98652	11:25:10.7	1509
2	w4350030	060907	54350.03238	12:33:36.1	1223
3	w4350053	060907	54350.23328	17:33:04.9	1322
4	w4351012	070907	54350.89945	09:22:52.5	1144
5	w4351014	070907	54350.91536	09:46:48.4	1021
6	w4352010	080907	54351.90655	09:30:09.4	1500
7	w4352019	080907	54351.96099	10:48:32.7	1500
8	w4352022	080907	54351.98189	11:21:09.4	1200
9	w4353002	090907	54352.86856	08:35:29.2	1500
10	w4354017	100907	54353.93546	10:13:31.8	1300
11	w4354019	100907	54353.95324	10:39:08.4	1300
12	w4354037	100907	54354.10935	14:23:56.0	1300
13	w4354039	100907	54354.12710	14:49:30.7	1300
14	W4356003	120907	54355.85715	08:18:20.0	1600
15	W4356005	120907	54355.87984	08:50:11.0	1700
16	W4356018	120907	54355.99775	11:41:38.4	1500
17	W4356028	120907	54356.07125	13:27:29.1	1500
18	W4356030	120907	54356.09149	13:56:38.5	1500
19	W4363011	190907	54362.85380	08:13:49.3	1600
20	W4363027	190907	54362.93923	10:14:20.1	1900

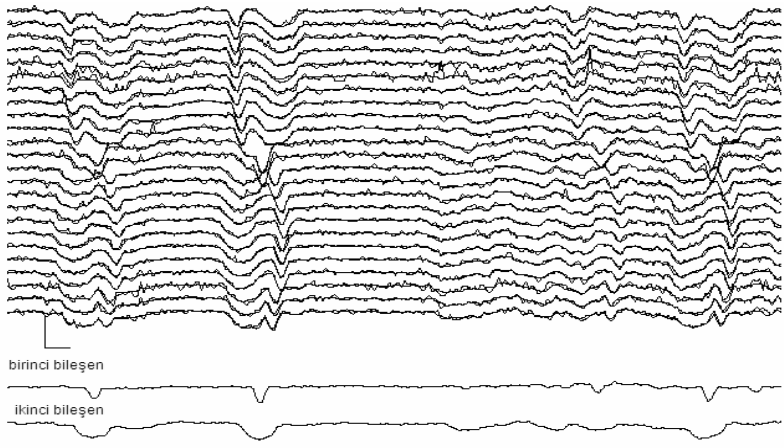
21	W4363029	190907	54362.96309	10:49:56.6	1750
22	W4377014	031007	54376.89666	09:12:02.8	2100
23	W4377022	031007	54376.96563	10:50:31.7	2200
24	W4378016	041007	54377.94931	10:27:55.1	2100

2.2 Tayfsal Veri Analizi ve Yörünge Çözümü

Dikine hızların ölçümü, dalga kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılan tayflara çapraz eşleşme (cross-correlation) ve Fourier ayıklama (Fourier disentangling, KOREL, Hadrava, 2004) olmak üzere iki farklı yöntem kullanılarak yapılmıştır. İki farklı yöntemin kullanılması, yapılan ölçümlerin denetlenmesine ve elde edilen yörünge çözümünün daha duyarlı olmasına olanak verir. Ölçümlerde, her iki bileşenin çizgi kesitlerinin net olarak görüldüğü 85, 88, 97 ve 110 nolu tayf dizileri kullanılmıştır. İlgili tayf dizilerinde sırasıyla 85 nolu tayf dizisinde (Si II 6660.52 Aº, Si II 6665.0 Aº, Fe I 6677.989 Aº, He I 6678.15 Aº ve Si II 6717.04), 88 nolu tayf dizisinde (Fe I 6430.844 Aº, Ca I 6439.075 Aº, Ca I 6449.81 Aº, Ca II 6456.87 Aº, Ca I 6462.57 Aº), 97 nolu tayf dizisinde (Na I (D2) 5892 Aº ve Na I (D1) 5898 Aº) ve 110 nolu tayf dizisinde (Mg I 5174.13 Aº, Fe I 5168.897 Aº, Fe II 5169.03 Aº, 5171.595 Aº, Mg I 5172.6843 ve Mg I 5174.13 Aº) soğurma çizgileri kullanılmıştır. Seçilen her bir tayf dizisinden (85, 88, 97 ve 110) IRAF paketi içinde yer alan FXCOR programı kullanılarak Çapraz Eşleme Yöntemi ile dikine hızlar okunmuştur. Bu yöntem yıldızın tayf çizgilerine seçilen mukayese tayfının eşleştirilmesine dayanmaktadır. Böylece en iyi uyumu veren eşleşme fonksiyonuna (CCF) gauss fiti yapılarak dikine hızlar okunmaktadır. Bu yöntem ile okunan dikine hız verileri kullanılarak yörünge parametrelerinin elde edilmesinde Teodor Pribulla tarafından geliştirilen elemdr2.exe (Win/Dos versiyonu) yazılımı kullanılmıştır. Böylece Çapraz Eşleme Yöntemiyle bulunan hızların analizinden belirlenen yörünge parametreleri, KOREL programına girdi parametreleri olarak uygulanmıştır. KOREL, Petr Hadrava (1995, 2004) tarafından Fortran dilinde yazılmış bir çizgi kesitindeki çift ya da maksimum beş yıldız bileşenlerinin akı katkılarının Fourier analiziyle ayrıştırılmasına dayanan bir programdır. Ayrıştırılan her bileşen çizgisinin Doppler kayması, çiftin yörünge parametrelerinden

belirlenen değerlere göre hesaplanmakta ve dikine hız bulunmaktadır. Böylece program aynı anda dikine hızları bulurken yörünge çözümü de yapmaktadır.

CF Tuc'un dikine hız verilerinin elde edilmesinde KOREL yöntemi (Hadrava 1995, 2004) ve cross correlation (çapraz eşleme) yöntemleri birlikte kullanılmıştır. Sonuç olarak eşzamanlı çözüm için kullanılan dikine hızlar bu iki yöntemden elde edilen değerlerin ortalamasıdır. Seçilen tayf dizilerinden 6640 Aº - 6740 Aº aralığını kapsayan 85 nolu tayf dizisine yapılan KOREL fitleri ve bileşenlere ait ayrıştırılmış tayflar örnek olarak Şekil 1'de gösterilmektedir. Ortak çözümden elde edilen CF Tuc sisteminin tayfsal yörünge parametreleri Çizelge 2'de verilmiştir.



Şekil 1. 6640 Aº - 6740 Aº aralığını kapsayan 85 nolu tayf dizisine yapılan KOREL fitleri ve bileşenlere ait ayrıştırılmış tayflar.

Çizelge 2. CF Tuc'un Yörünge Parametreleri

Parametre	Değer
Period (days)	2.79747743(sbt)
e	0(sbt)
W(deg)	1.57079630(sbt)
T_o(HJD)	54327.0668(14)
V_{gamma}(km/sn)	9.61(17)
q	1.123(12)
K_1 (km/sn)	98.47(31)
K_2 (km/sn)	87.68(31)
$a_1$sini (AU)	0.0253(1)
$a_2$sini (AU)	0.0225(1)
$m_1$sini (sun)	0.881(7)
$m_2$sini (sun)	0.989(7)

2.3 Yörünge Dönemi Analizi

Innis ve ark. (2008)'ndan özel haberleşmeyle alınan 2007 BV fotometrik gözlemlerden bir minimum zamanı hesaplanmış ve literatürdeki diğer minimum zamanlarıyla birleştirilerek Innis ve ark. (2003)'dan verilen aşağıdaki başlangıç ışık elemanlarıyla O-C diyagramı oluşturulmuştur.

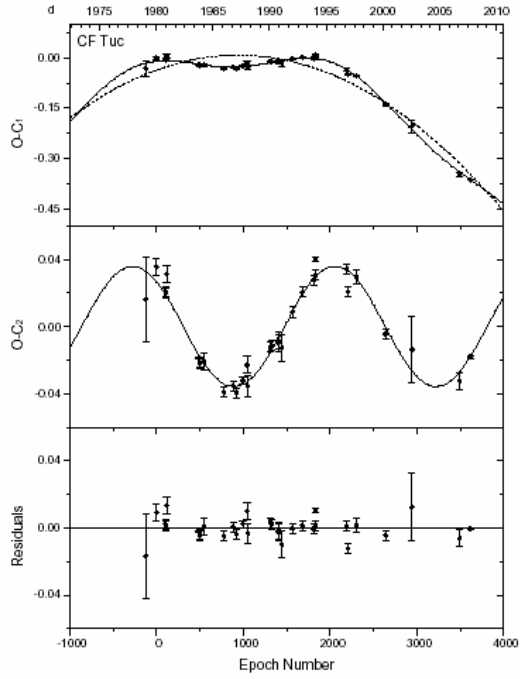
$$\mathrm{HJD}_{\mathrm{minI}} = 244219.2705 + 2^{d}.797715x\,E \qquad (1)$$

Sistemin O-C diyagramı, CF Tuc'un yörünge döneminin parabol+sinüs yapısında bir değişime sahip olduğunu göstermektedir. Dolayısıyla, O-C diyagramı;

$$HJD_{MinI} = T_0 + P\,E + QE^2 + A_s \sin\left[2\pi \frac{E - T_s}{P_s}\right] \qquad (2)$$

denklemi ile modellenmiştir (bkz Şekil 2). Burada ilk üç terim parabolik değişimi, sonraki terimler ise çevrimli yapıyı temsil etmektedir ki; A_s, P_s ve T_s, sinüslü değişimin sırasıyla genliğini,

dönemini ve değişimin minimum zamanını göstermektedir. Modelleme sonuçları Çizelge 3'de gösterilmektedir.



Şekil 2. CF Tuc'un O-C diyagramı ve modellemesi

Çizelge 3. CF Tuc'un O-C modellemesi sonucu bulunan parametreler

Parametre	Değer	Standart hata
T_0 (HJD)	2444219.2346	± 0.0058
P (gün)	2.797808	± 0.000007696
Q (gün)	-4.9E-08	± 2.03E-09
A_s (gün)	0.0358	± 0.0018
P_s (yıl)	17.87	± 0.58
T_s(gün)	2430385	± 612

Çizelge 3'deki Q karesel terimin katsayısı, CF Tuc'un yörünge döneminin yılda 1.11 s azaldığı belirtmektedir. Bu dönem değişiminden büyük kütleli, büyük yarıçaplı, soğuk bileşenin küçük kütleli, küçük yarıçaplı, sıcak bileşenine, Roche lobunu doldurmadığı için muhtemelen manyetik rüzgarlarla korunumlu kütle aktarımı yaptığı sorumlu tutulursa; bu aktif bileşenin aktardığı kütle, 1.48x10-5 $m_{\odot}$/yıl olarak bulunur. Eğer CF Tuc'un O-C diyagramında görülen bu çevrimsel yapının sistemin yörünge dönemindeki bir görünür değişimden kaynaklandığı varsayılırsa; değişime neden olan mekanizma için sistemde görülemeyen bir üçüncü cisim varlığıyla oluşan ışık-zaman etkisi gözönüne alınabilir. Dolayısıyla, ışık-zaman denklemleri kullanılarak olası üçüncü cisim için bulunan minimum kütle; 2.60 $m_{\odot}$, sistemden minimum uzaklığı 6.20 AU (yada açısal ayrıklığı 77.5 mas)'dur. Eğer O-C diyagramında görülen bu çevrimsel yapının sistemin yörünge dönemindeki bir gerçek değişimden kaynaklandığı varsayılırsa; değişime neden olan mekanizma için Applegate (1992)'in manyetik aktivite mekanizması ele alınabilir. CF Tuc, aktivitesi iyi bilinen bir RS CVn çift yıldızıdır ve literatürdeki çalışmaların hepsinde, ışık eğrilerinde gözlenen asimetrilerden soğuk bileşen sorumlu tutulmuştur. Applegate mekanizmasına göre, soğuk bileşenin manyetik aktivitesi sonucu oluşan dönme dönemindeki değişimler, çiftin dönme-yörünge dönemleri kilitlenmesi (eşdönme kilidi) sonucu yörünge dönemine yansır. Dolayısıyla; Applegate'in verdiği denklemlere göre, bu değişime yol açan soğuk bileşenin yüzeyaltı manyetik alanı, 11.8 kGauss gibi yüksek değerde çıkmaktadır. Bu mekanizmanın geçerliğinde görülen tek olumsuzluk, sözkonusu değişimlerin verdiği RMS ışıtma değişiminin 12 $L_{\odot}$ gibi anlamsız derecede yüksek çıkmasıdır. Sonuç olarak, CF Tuc'un yörünge dönemindeki çevrimsel değişimden üçünü cisim nedeniyle oluşan ışık-zaman etkisi sorumlu gözükmektedir.

2.4 Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Eşzamanlı Çözümü

CF Tuc'un bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrileri ile John Innis ve ark. (2008, özel haberleşme)'nın 2007 yaz döneminde Brightwater Gözlemevinde 70 mm'lik teleskop ve buna takılı S-BIG

ST7E CCD kamerası ile B ve V filtrelerinde yapmış oldukları fotometrik gözlemler birleştirilerek eş zamanlı çözüm yapılmıştır. Çözümlerde Wilson-Devinney yönteminin (WD: Wilson ve Devinney, 1973) 1992 versiyonu kullanılmıştır. WD yönteminde, çoğu fit programında olduğu gibi, bazı parametreler kuramsal model ve çalışmalardan tahmin edilerek sabit alınır. Dolayısıyla sabit alınan parametreler: Baş bileşenin sıcaklığı, Anders ve ark. (1999)'nın ve Budding ve McLaughlin (1987)'nin fotometrik çözümlerinden 6100 K olarak seçilmiştir ki bu değer, aynı zamanda Collier (1982) ve Cutispoto ve Leto (1997) tarafından sistem için belirlenen renk ölçeklerine uygun düşmektedir. Kenar kararma için lineer olmayan kenar kararma katsayıları, Diaz-Cordoves ve ark. (1995)'nın ve Claret ve ark. (1995)'nın verdiği çizelgelerden alınmıştır. Bolometrik yansıma (albedo) katsayıları, Rucinski (1969)'nin konvektif zarflar için verdiği 0.5 değerine, bolometrik çekim kararma katsayıları ise Lucy (1967)'nin konvektif zarflar için verdiği 0.32 değerine eşitlenmiştir. Sistemin bileşenlerinin eşdönme yaptıkları ve yörüngenin çembersel yörünge olduğu kabul edilmiştir. Çözümde serbest bırakılan parametreler ise; göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu a, evre kayması *Phaseshift*, çift sistemin kütle merkezinin dikine hızı V_γ, çiftin yörüngesinin gökyüzü düzlemine olan eğikliği i, ikinci bileşenin akı ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklığı T_2, bileşenlerin boyutsuz normalize yüzey potansiyeli Ω_1 ve Ω_2, birinci bileşenin kesirsel tek renk ışıtması L_{1B} ve L_{1V} alınmıştır. Sistemin kütle oranı için, bu çalışmadaki tayfsal gözlemlerden elde edilen 1.123 değeri programa girdi değeri olarak alınmış ve bu parametre de serbest bırakılmıştır. Sistemin yörünge dönemi analizinde tartışılan üçüncü cisim olasılığı nedeniyle, üçüncü ışık katkısı (l_3), WD programı çalıştırılırken, serbest bırakılmış ancak iterasyonlarda fiziksel olarak anlamsız biçimde negatif değerlere gitmesinden dolayı, çözümün sonraki aşamalarında dikkate alınmamıştır. Dikine hız ve BV ışık eğrilerinin eşzamanlı analizinde kullanılan WD programının 1992 versiyonu, her bir iterasyonda değişen sıcaklığa göre kenar kararma katsayılarını hesaplayarak gözönüne alacak şekilde modifiye edilmiştir (Zola, 2006, özel haberleşme). Program, ayrıca, maksimum 15 iterasyon yapacak şekilde düzenlenmiştir ki burada serbest bırakılan parametrelere hesaplanan düzeltmeler otomatik olarak

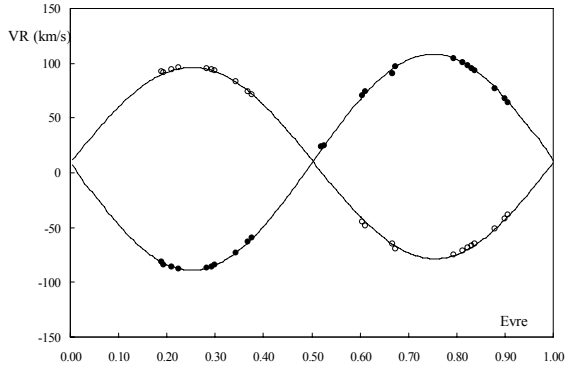
eklenip/çıkartılıp girdi parametreleri tekrar oluşturulur. Program, iterasyonları yaparken, serbest bırakılan parametreler için hesaplanan standart hatalar, gerekli düzeltme miktarlarından büyük olduğunda iterasyonu otomatik olarak bitirir ve sonuç bulunur. Bu çalışma düzeninde WD programı uygulanmış ve eşzamanlı çözümden elde edilen sonuçlar, Çizelge 4'te, verilmekte ve gözlemlerle teorik eğrilerin karşılaştırılması Şekil 3'te gösterilmektedir.

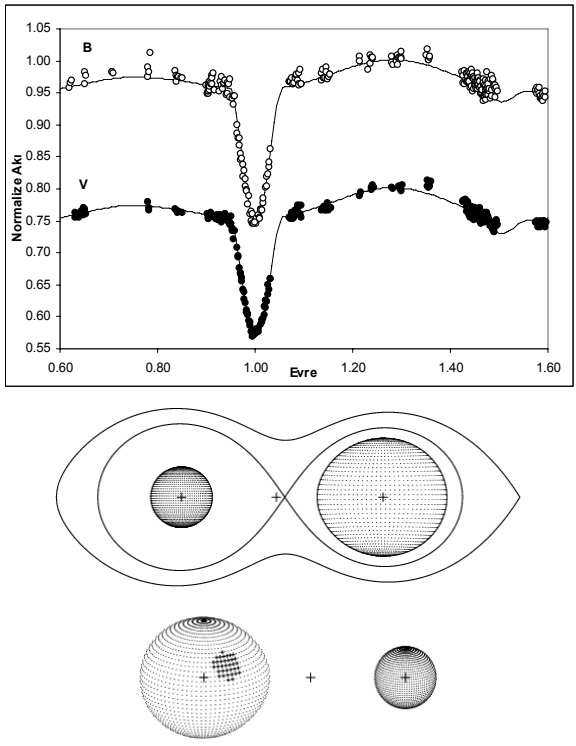
3. SONUÇ ve TARTIŞMA

Bu çalışmada Güney Yarımküre'den bir aktif çift yıldız CF Tuc, modern tekniklerle tayfsal olarak yeniden gözlenmiş; elde edilen tayflar Çapraz Eşleme Yöntemi ve KOREL Programı kullanılarak çalışılmış ve böylece bileşenlerin dikine hız eğrileri çıkarılmıştır. İlk olarak dikine hız eğrilerinden sistemin tayfsal yörünge parametreleri bulunmuştur. Sistemin yörünge dönemi analizi için literatürden minimum zamanları toplanarak $O–C$ değişimine bakılmış ve sistemin yörünge döneminin parabol+sinüslü yapıda değiştiği belirlenmiştir. Parabolik yapının sistemin yörünge döneminde 1.11 yıl/s oranında azalmaya yol açtığı hesaplanırken bu değişimden soğuk ve aktif bileşendeki manyetik rüzgarların sorumlu olabileceği önerilmiştir. Sinüslü yapı, ışık-zaman etkisi ve Applegate mekanizması altında tartışılmış ve ışık-zaman etkisinin daha olası olduğu vurgulanmıştır.

Çizelge 4. CF Tuc'un dikine hız ve BV ışık eğrilerinin eşzamanlı çözüm sonuçları.

Parametre	**Değeri**
a ($R_\odot$)	10.94(5)
Vγ (km/s)	9.65(30)
Phaseshift	0.0015(1)
q (m_2/m_1)	1.126(4)
i (derece)	70.25(8)
T_1 *(K)*	6100(200)
T_2 *(K)*	4295(219)
Ω_1	8.350(58)
Ω_2	4.473(8)
l_1/l_{12} *B*	0.585(8)
l_1/l_{12} *V*	0.523(7)
r_1 *(mean)*	0.139(1)
r_2 *(mean)*	0.325(1)
Leke Parametreleri	
Enlem(derece)	61.20(10)
Boylam(derece)	296.50(3)
Yarıçap	14.10(2)
Sıcaklık Faktörü	0.75
$\Sigma W(O-C)^2$ *–RV1*	0.00013
$\Sigma W(O-C)^2$ *–RV2*	0.00016
$\Sigma W(O-C)^2$ *–B*	0.00555
$\Sigma W(O-C)^2$ *–V*	0.00319





Şekil 3. CF Tuc'un WD yöntemi eşzamanlı çözümü. Üst panelde gözlemsel dikine hız noktalarının orta panelde gözlemsel *BV* ışık eğrilerinin kuramsal eğrilerle karşılaştırılması verilmektedir. Üst panelde içi dolu daireler, baş bileşeni; içi boş daireler, yoldaş bileşeni göstermektedir. Alt panelde sistemin Roche geometrisi ve soğuk (geniş) bileşen üzerinde leke modelini gösteren üç boyutlu konfigürasyon yer almaktadır.

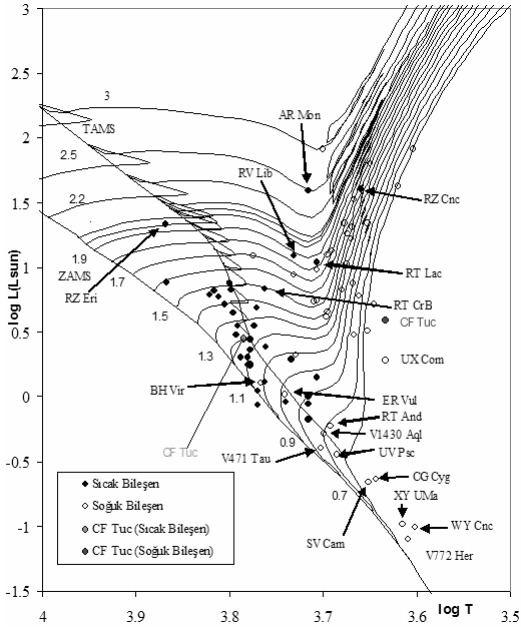
Bu çalışmada elde edilen dikine hız ve Innis ve ark. (2008, özel haberleşme)'nın 2007 *BV* ışık eğrileri, WD 1992 programı kullanılarak eşzamanlı çözülmüştür. Innis ve ark.'nın BV ışık eğrileri, sistemin literatürde yayınlanan ışık eğrilerine benzer olarak, özellikle maksimum ışık düzeylerinde geniş asimetriler göstermektedir. Bu asimetriler, ışık eğrisi çözümünde, RS CVnlerin genel özelliğine dayanılarak, büyük kütleli, evrim durumunda ileri olan ancak diğer bileşeninden daha soğuk olan (belki de konvektif genişleme sırasında soğuyan) bileşenin yüzeyi üzerine büyük ve soğuk leke modeliyle açıklanmıştır. Sonuçlar, Şekil 4'te gösterilmektedir. Bu diyagramda,

sistemin Roche geometrisi de sunulmuştur. Roche eşpotansiyel yüzey modeline göre, sistemin büyük kütleli ve soğuk olan ikinci bileşeninin kendi Roche lobunu ~%90 oranında doldurduğu göze çarpmaktadır.

Eşzamanlı çözüm, sistemin mutlak parametrelerini hesaplamaya olanak tanımaktadır. Böylece, hesaplanan mutlak parametreler, hatalarıyla birlikte, Çizelge 5'te 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, Zombeck (1990) tarafından verilen çizelgeler kullanılmıştır. Schlegel ve ark. (1998) tarafından verilen yönteme göre renk artığı $E(B\text{-}V)$=0.037 olarak bulunmuştur. Böylece, yıldızın uzaklık hesabında, A_V=3.1$E(B\text{-}V)$ biçiminde yıldızlararası galaktik soğurma kullanılırsa; uzaklık modülü, bu çalışmada elde edilen çözüm sonuçlarına göre sistemin uzaklığını, 80±5 pc olarak verir. Öte yandan, Hipparcos Katalogunda uzaklık değeri 86 pc olarak gözükmektedir.

Çizelge 5. CF Tuc'un bileşenlerinin salt parametreleri

Parametre	Baş Yıldız	Yoldaş Yıldız
$M(m_\odot)$	1.06(1)	1.19(1)
$R(R_\odot)$	1.52(1)	3.56(1)
log g(cgs)	4.10(1)	3.41(1)
T (K)	6100(200)	4295(219)
M_{bol}	3.61(16)	3.28(23)
M_v	3.66(16)	4.06(22)
$L(L_\odot)$	2.85(41)	3.87(77)
d(pc)	80(5)	
M_v(sistem)	3.09(24)	



Şekil 4. CF Tuc ve literatürden güvenilir biçimde parametreleri hesaplanan diğer RS CVn çiftlerinin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları. Evrim çizgileri (sürekli çizgiler), Güneş'in kimyasal kompozisyonuna göre, Girardi ve ark. (2000)'dan alınmıştır. ZAMS'daki sayılar, evrim çizgileri için başlangıç kütlelerini göstermektedir.

Sistemin evrim durumunu görmek için bileşenlerin HR diyagramındaki konumları, Şekil 4'te işaretlenmiştir. Bu diyagramda diğer RS CVn türü çift sistemlerle bir karşılaştırma yapabilmek amacıyla bileşenlerin salt parametreleri dikine hız ve ışık eğrilerinin eşzamanlı çözümlerinden güvenilir biçimde bulunan tüm RS CVn'ler de işaretlenmiştir. Görüldüğü gibi, CF Tuc aktif çift yıldızı, diğer RS CVn çift yıldızlarına benzer biçimde, evrimde daha ileri safhada bulunan büyük kütleli ancak soğuk bileşene ve evrimde ancak anakol evrimini tamamlamak üzere (yani TAMSA yakın) bir sıcak bileşene sahiptir.

Kaynaklar

Anders, G.J., Coates, D.W., Thompson, K., Innis, J.L. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1999, 310, 377-386

Bidelman, W. P., Mac Connell, D. J., *Astronomical Journal*, 1973, 78, 687

Budding, E., McLaughlin, E., *Astrophysics and Space Science*, 1987, 133, 45

Budding, E., Zeilik, M., *Astrophysics and Space Science*, 1995, 232, 355

Claret, A., Diaz-Cordoves, J., Gimenez, A., 1995, "*Linear and non-linear limb-darkening coefficients for the photometric bands R I J H K*", Astronomy and Astrophysics Supplement, 114, 247

Coates, D. W., Halprin, L., Sartori, P., Thompson, K., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1983, 202, 427

Collier, A. C., Hearnshaw, J. B., Austin, R. R. D., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1981, 197, 769

Cutispoto, G., Leto, G., *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 1997, 121, 369

Dempsey, Robert C., Linsky, Jeffrey L., Schmitt, J. H. M. M., Fleming, T. A., *Astrophysical Journal*, 1993, 413, 333-338

Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A.,1995, "*Linear and non-linear limb-darkening coefficients for LTE model atmospheres*", Astronomy and Astrophysics Supplement, 110, 329

Drake, Stephen A.; Simon, Theodore; Linsky, Jeffrey L. *Astrophysical Journal Supplement Series,* 1992, 311, 321

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

Gunn, A. G., Migenes, V., Doyle, J. G., Spencer, R. E., Mathioudakis, M., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1997, 287, 199-210

Hadrava, P., 1995, "Orbital elements of multiple spectroscopic stars", *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 114, 393-396

Hadrava, P., 2004, "FOTEL 4 - User's guide", *Publications of the Astronomical Institute of the Academy of Sciences of the Czech Republic*, 92, 1-14

Hearnshaw, J.B., Oliver, J. P., *Information Bulletin on Variable Stars*, 1977, 1342, 1

Hearnshaw, J. B.,Barnes, S. I., Kershaw, G. M., Frost, N., Graham, G., Ritchie, R., Nankivell, G. R.,2002, "The Hercules Échelle Spectrograph at Mt. John", *Experimantal Astronomy*, 13, 59-76

Houk, N., Cowley, A. P., *Michigan Spectral Catalogue, vol. I, University of Michigan*, 1975
Innis, J. L., Coates, D. W., Thompson, K., Thompson, R., *Information Bulletin on Variable Stars*, 2003, 5444, 1
Innis, J. L., Coates, D. W., Kaye, T. G., *Open European Journal on Variable Stars*, 2007, 65, 1
Kürster,M., *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, 8-th Cambridge Workshop; ASP Conf. Series*, 1994, 64, 104
Lucy, L. B. (1967), "Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes", *Zeitschrift für Astrophysik*, 65, 89
Pounds, K. ve ark., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society,* 1993, *260, 77*
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
Schlegel, David J., Finkbeiner, Douglas P., Davis, Marc, 1998, "*Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*", Astrophysical Journal, 500, 525
Skuljan, J., 2007, "*HRSP Hercules Reduction Software Package*"
Slee, O. B., Nelson, G. J., Stewart, R. T., Wright, A. E., Innis, J. L., Ryan, S. G., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1987, 229, 659-677
Strohmeier, W., Knigge, R., Ott, H., *Information Bulletin on Variable Stars*, 1965, 100, 1
Pribulla, T. "elemdr2.exe", http://www.astro.sk/~pribulla/
Thompson, K., Coates, D. W., Anders, G. *PASAu*, 1991, 9, 283
Wilson, R. E., Devinney, E. J. (1971), "Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni", *Astrophysical Journal*, 166, 605
Zombeck, M. V. (1990),"*Handbook of Astronomy and Astrophysics*", Second Edition, Cambridge, UK: Cambridge University Press.

RS CVn TÜRÜ ÇİFT YILDIZLAR V2075 CYG VE FG UMa'NIN ÇOK RENK IŞIKÖLÇÜMÜ

Caner ÇİÇEK, Ahmet ERDEM, Hicran BAKIŞ, Esin SOYDUGAN, Derya DOĞRU, Mehmet TÜYSÜZ, Yasemin KAÇAR, Ali DÖNMEZ, Faruk SOYDUGAN ve S. Serkan DOĞRU

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi,
17040 Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale
E-Mail: ccicek@comu.edu.tr, aerdem@comu.edu.tr

Özet

Manyetik etkinlik gösteren çift yıldızlar V2075 Cyg ve FG UMa'nın CCD *BVRI* ışıkölçümleri sunulmaktadır. Fotometrik gözlemler, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde, 2006 ve 2007 yıllarında, yapılmıştır. Gözlenen yıldızların ışık eğrileri analiz edilerek; fotometrik değişimlerin genlikleri ve dönemleri belirlenmiştir. Üç yada daha fazla ardışık yörünge çevrimi üzerinde gözlenen ışık değişimleri, SPOT yazılımı kullanılarak, leke modeliyle incelenmiştir.

Anahtar kelimeler: *Çift yıldızlar: fotometrik aktivite*

Abstract

We present a photometric study of two chromospherically active stars with long periods (V2075 Cyg and FG UMa). The CCD Bessell *BVRI* observations were made at the ÇOMU Observatory in 2006 and 2007. Photometric rotation periods of these stars were obtained by analyzing their light variations. The light variations, observed over three or more consecutive orbital cycles, were investigated by using spot models with the program SPOT.

Key words: *Stars: binaries – photometric activity*

1. Giriş

RS CVn türü çift yıldızların en önemli özelliği manyetik aktivite göstermeleridir. Gerçekte manyetik alan, her yıldızda oluşumundan ölümüne kadar tüm evrim sürecinde kendini gösterir. Ancak RS CVnlerde, Güneş'ten bildiğimiz manyetik aktif olaylarla ama yüzlerce hatta binlerce yeğin haliyle karşılaşırız. Bu da onları çekici kılar. Bu yüzden çalışmada RS CVnlerin (yeni tanımıyla CABlar = renkküre kökenli aktif çift yıldızlar) incelenmesi amaç edinilmiştir. Bu amaç doğrultusunda, iki manyetik aktif yıldızın (V2075 Cyg ve FG UMa) fotometrik gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (ÇOMÜ) Gözlemevi'nde 2006 ve 2007 gözlem sezonlarında yapılmıştır. Gözlemlerden elde edilen Bessell BVRI ışık eğrileri kullanılarak gözlenen aktif yıldızların fotometrik dönme dönemleri bulunmuş ve tutulma göstermeyen bu yıldızların ışık değişimleri incelenerek ışıkkürelerindeki manyetik etkinlik için soğuk leke modelleri ortaya konmuştur. Böylece, V2075 Cyg için ilk fotometrik leke modeli yapılmıştır.

2. CCD Gözlemleri ve İndirgemeler

V2075 Cyg ve FG UMa, ÇOMÜ Gözlemevinde 2006/2007 sezonunda 30 cm Schmidt-Cassegrain türü teleskop ve buna bağlı STL-1001E CCD kamerası kullanılarak yapılmıştır. STL-1001E CCD kamerası, 30 cm Schmidt-Cassegrain türü teleskopta piksel başına sırasıyla 1.63 açısaniyesi boyutunda görüntü vermektedir. Tüm gözlemler, Bessell *BVRI* filtrelerinde ardışık olarak yapılmış ve gece başına tüm hedef yıldızlar için her bir filtrede ortalama 8er görüntü elde edilmiştir. Gözlenen yıldızların parlaklığına, kullanılan filtreye ve gökyüzü koşullarına bağlı olarak, poz süreleri, birkaç saniye ile 10 saniye arasında değişmektedir. CCD cipi üzerinde pikselden piksele olan değişimleri düzeltmek için, gözlemler süresince, bias ve flat görüntüleri de alınmıştır. Gözlemlerde V2075 Cyg ve FG UMa için kullanılan mukayese ve denet yıldızları, sırasıyla, GSC 3197 0766, GSC 4144 0960 ve GSC 3197 1094, GSC 4144 1223'tür.

CCD görüntülerinde indirgeme işlemleri (bias ve dark çıkarılması ve flat-alan düzeltmesi vb.) ve seçilen yıldızların parlaklıklarının okunması, C-Munipack programı

(http://integral.sci.muni.cz/cmunipack) kullanılarak yapılmıştır. Daha sonra, aktif yıldızların ışık eğrilerini elde etmek için ilgili mukayese yıldızlarına göre diferansiyel ışıkölçümü yapılmıştır. Tüm gözlemlerde seçilen mukayese yıldızlarının parlaklıklarının değişmediğini denetlemek amacıyla her bir gözlemde tüm filtrelerde okunan aletsel parlaklıklardan mukayese-denet diferansiyel parlaklıkları zamana karşı çizdirilerek kontrol edilmiş ve önemli bir değişim olmadığı görülmüştür. Aktif yıldızların *BVRI* ışık eğrileri de Şekil 1 ve 3'te sunulmaktadır. Bu ışık eğrilerinde, her bir gözlem gecesinde her bir filtrede elde edilen veri setlerinden alınan ortalamalar, standart hata çubuklarıyla birlikte gösterilmektedir. Ortalama gözlem noktaların standart hatalarını hesaplamak için ortalama gözlem noktasının hesaplandığı aynı veri setinden elde edilen mukayese-denet diferansiyel aletsel parlaklıkların standart sapmaları kullanılmıştır.

3. Fotometrik Analiz

3.1 Işık Değişimleri ve Dönem Analizi

Gözlenen aktif yıldızların ışık değişimlerinden fotometrik dönme dönemini elde etmek amacıyla diferansiyel düzeltme yöntemi (DC = Differential Correction method) dönme dönemi kullanıldı. DC yönteminde aşağıdaki denklem kullanıldı:

$$\Delta m(t) = \Delta m_0 + A_S \times \sin\left\{\frac{2\pi}{P_S}\left(T_{obs} - T_S\right)\right\} \quad . (1)$$

Burada $\Delta m(t)$ tahmin edilen diferansiyel parlaklığı, Δm_0 diferansiyel parlaklığın fit aralığındaki ortalamasını, A_S ışık değişimin genliğini, P_S ışık değişiminin dönemini ve T_S değişimin minimum zamanını göstermektedir. Bu çalışmada gözlenen aktif yıldızların *BVRI* filtrelerinde elde edilen veri setleri ayrı ayrı fit edildi. Bulunan sonuçlar, Bölüm 4'te tartışılmakta; gözlem noktaları ve bunlara en iyi fit edilen çevrimsel kuramsal eğriler, yine Bölüm 4'te gösterilmektedir.

DC yöntemiyle bulunan sonuçları kontrol etmek yada desteklemek için Period04 programı (Lenz ve Breger, 2005) aracılığıyla Fourier dönüşüm tekniği kullanıldı. Fourier Dönüşüm Tekniği, Fourier analizine dayanan bir yöntemdir. Period04 bilgisayar programı, geniş bir zamana yayılan veriye istatistik analiz yapar.

Genellikle zonklayan yıldızların zonklama frekanslarının belirlenmesi için yazılmış bir program olmasına rağmen, geniş zamana yayılmış veriye sahip, her türlü çevrimsel değişimin frekanslarını (yada dönemlerini) belirlemek için kullanılabilir. Analize, geniş zamana yayılmış olan verinin; parlaklığa karşı dağılımı alınarak başlanır. Sonuçta incelenecek olan yıldızın; frekans (tersi dönem), genlik ve bunlara ait hata değerleri belirlenebilir. Programın bir özelliği; her bir yıldız için çok sayıda anlamlı ve anlamsız frekans ve bunlara ait genlik değerlerini hesaplayabilir olmasıdır. Hangi frekansların anlamlı ve anlamsız olduğuna Breger ve ark. (1993)'nın koyduğu kritere göre, karar verilir. Bulunan her bir frekans değerinin ardından bu irdelemenin yapılması gereklidir. Period04 birden fazla dönemli değişim gösteren yıldızların dönemlerinin de kolaylıkla bulabilmesi açısından tercih edilen bir programdır. Bulunan her bir anlamlı frekans ve buna ait genlik değeri için, genlik (amplitude) ve güç tayfı (power spectrum) çizilebilir. Period04 programı, gözlenen aktif yıldızların BVRI verisine uygulanmış ve elde edilen sonuçların DC yöntemiyle bulunan sonuçlar ile uyum içinde olduğu görülmüştür. Bir örnek olarak V filtre verisine uygulanan çözümler, Bölüm 4'te gösterilmektedir.

3.2 Yıldız Leke Modeli

Gözlenen aktif/soğuk yıldızların ışık değişimlerinin manyetik kökenli soğuk/koyu lekelerden kaynaklandığı düşünülerek ILOT program dizisinden SPOT programı kullanılmıştır. Programda kullanılan analitik model, Budding (1977) tarafından verilmiş; yenilerde Budding ve Demircan (2007) tarafından gözden geçirilmiştir. Işık değişimleri, aktif soğuk yıldızlarda lekelerin birleşik olarak geniş/büyük boyutlarda ele alınışını destekler. Öte yandan renk değişimlerini çalışmak, lekeler ile çevresindeki ışıkküre arasındaki sıcaklık farkının tahmin edilmesini sağlar.

Tek bir lekenin belirlenmesi için gerekli minimum parametre seti, aşağıdaki 8 parametreyi içermektedir:

1) λ Leke merkezinin boylamı (Yörünge yada dönme evresi başlangıcında yıldız diski üzerinde bakış doğrultusunda 0° den saat yönünde 360°ye kadar değer alır).

2) β Leke merkezinin enlemi (Yıldızın eşlek/ekvatorundan kuzey yönünde 0° ile +90° arası, güney yönünde 0° ile -90° arası değerler alır).
3) i Dönme ekseninin bakış doğrultusuna eğikliği.
4) γ Lekenin açısal boyutu. Lekenin görünür yarı eksen uzunluğu k, ile lekenin açısal genişliği γ arasındaki ilişki $k=\sin\gamma$ biçimindedir.
5) U Lekesiz durum için referans ışık düzeyi. U, başlangıçta en azından 1'e eşit alınır (1'e normalize edilen ışık eğrileri için).
6) L_1 Lekeli yıldızın kesirsel ışıtması (referans düzeyi U'nun bir oranı olarak).
7) κ_λ Yıldız leke akısının çevresindeki ışıkküre akısına oranı. Görsel dalgaboyu bölgesinde leke akısının yıldızın toplam ışınımına katkısının çok küçük olmasından dolayı; $\kappa_\lambda < 0.1$ 'dir.
8) u_λ Lekeli yıldızın ışıkküresi için doğrusal kenar kararma katsayısı.

Öte yandan, SPOT programı çözümlerinin verildiği çizelgelerdeki Δl ve ν parametreleri, sırasıyla, gözlem verisinin duyarlığını ve bilinmeyen serbest değişken sayısını göstermektedir.

4. Sonuç ve Tartışma

4.1 V2075 Cyg

V2075 Cyg (BD +43 4087 = HD 208472 = GSC 3197 1790 = HIP 108198, V = 7.491), SIMBAD veri tabanında değişen yıldız olarak tanımlanırken, Eker ve ark. (2008) tarafından, CABs (Renkküre Kökenli Aktif Çift Yıldızlar) Kataloguna alınmıştır. Katalogda, 0.075 kadir genlikli 22.32 gün dönemli, 0.12 kadir genlikli 22.42 gün dönemli, 0.36 kadir genlikli 22.54 gün dönemli (genliği oldukça büyük oranda değişen) fotometrik V bandı değişimler gösterdiği; K0III yada G8III tayf türünden tek tayf çizgili (SB1) bir RS CVn yıldızı olduğu; soğuk bileşenin 8.8 $R_\odot$ yada 9.4 $R_\odot$ yarıçapına ve 4720 K yüzey sıcaklığına sahip olduğu ve dönme hızının çeşitli kaynaklar tarafından $v\sin i$ =17.5, 19.7 ve 21 km/s olarak verildiği; tayfında güçlü CaII H ve K salma ve Hα salma çizgileri gösterdiği; X-ışını salmasının ölçüldüğü; soğuk/aktif bileşenin dikine hız ölçümlerinden sistemin yörünge döneminin 22.62293 gün olarak bulunduğu belirtilmektedir. Weber ve ark. (2005), üç tane K tayf türünden dev yıldızın (ki bunlardan biri V2075 Cyg) 70 gecelik tayf verisine Doppler görüntülemenin iki farklı tekniğini kullanarak

yıldızların ışıkkürelerinde leke gelişim modellerini çıkarmışlar ve aktif bileşenlerin güneşin diferansiyel dönmesine zıt biçimde döndüklerini (yani kutupların ekvatordan daha hızlı döndüklerini) ileri sürmüşlerdir.

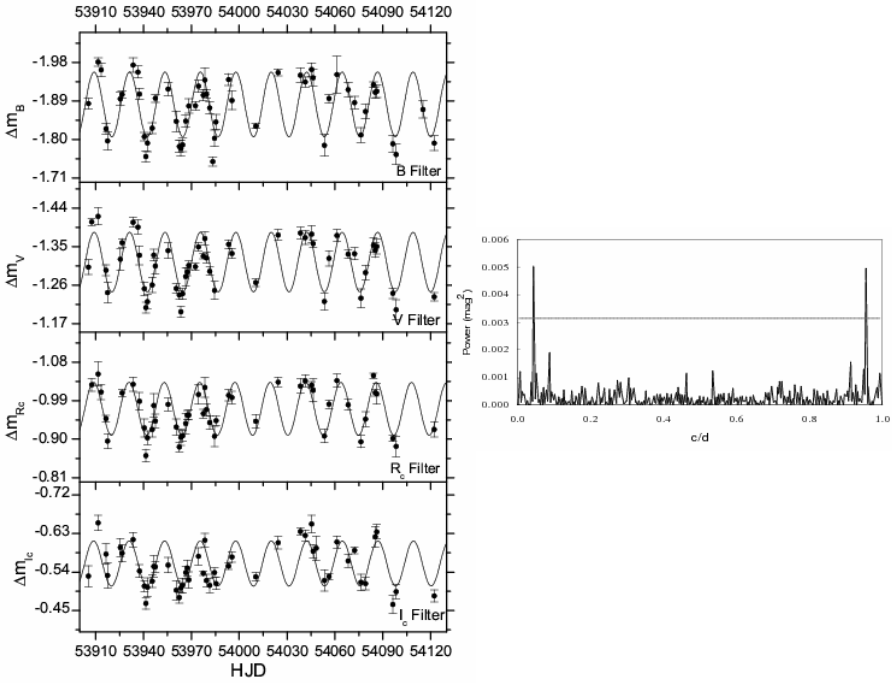
V2075 Cyg, ÇOMÜ Gözlemevinde 2006/2007 sezonunda fotometrik olarak gözlendi. Gözlemler sonucu elde edilen Bessell *BVRI* aletsel diferansiyel ışık eğrileri Şekil 1'de gösterilmektedir. Tüm mukayese-denet diferansiyel aletsel parlaklıkları veri seti kullanılarak hesaplanan gözlemsel yanılgılar (yada standart sapma), tüm filtreler için 0.019 kadir'dir.

V2075 Cyg aktif çift yıldızının diferansiyel ışık değişimleri için DC yöntemi ve Period04 programıyla bulunan çevrimsel yapının sonuçları, Çizelge 1'de verilmekte ve Şekil 1'de gösterilmektedir. V2075 Cyg'nin bu çalışmada bulunan ortalama fotometrik dönme dönemi, 22.22±0.14 gündür. Bulunan değerin Eker ve ark. (2008)'nın CABs katalogunda verilen fotometrik dönemlere oldukça yakın olduğu görülmektedir.

Bu çalışmada elde edilen diferansiyel ışık ve renk eğrilerini evrelendirmek için ışık öğeleri (T_s = 2453969.92 HJD ve ortalama dönem P_{photo}=22.22 gün) kullanılmıştır. Sonuçlar, Şekil 2'de verilmektedir. Çevrimsel yapılı fotometrik değişimlerin oldukça simetrik bir leke dalgası gösterdiği; öte yandan renk eğrilerinin, özellikle kırmızı-ötesi renk (V-R ve V-I) eğrilerinin, V-bandı ışık değişimiyle benzer çevrimsel yapıya uyması soğuk leke etkisine dikkat çekmektedir.

Çizelge 1. V2075 Cyg aktif yıldızının bu çalışmada elde edilen fotometrik verilerinin DC yöntemi kullanılarak hesaplanan analiz sonuçları

Gözlem Aralığı (HJD) 2400000+	Fotometrik Band	Gözlem gecesi sayısı	Δm_0 (kadir)	A_S (kadir)	P_S (gün)	T_S (HJD) 2400000+
53905 – 54122	*B*	54	-1.882(5)	0.076(7)	22.22 (12)	53970.08(35)
53905 – 54122	*V*	52	-1.314(5)	0.070(6)	22.22 (13)	53970.09(35)
53907 – 54122	*R*	49	-0.971(4)	0.062(5)	22.15 (12)	53969.58(32)
53905 – 54122	*I*	50	-0.560(5)	0.053(7)	22.29 (19)	53969.92(49)

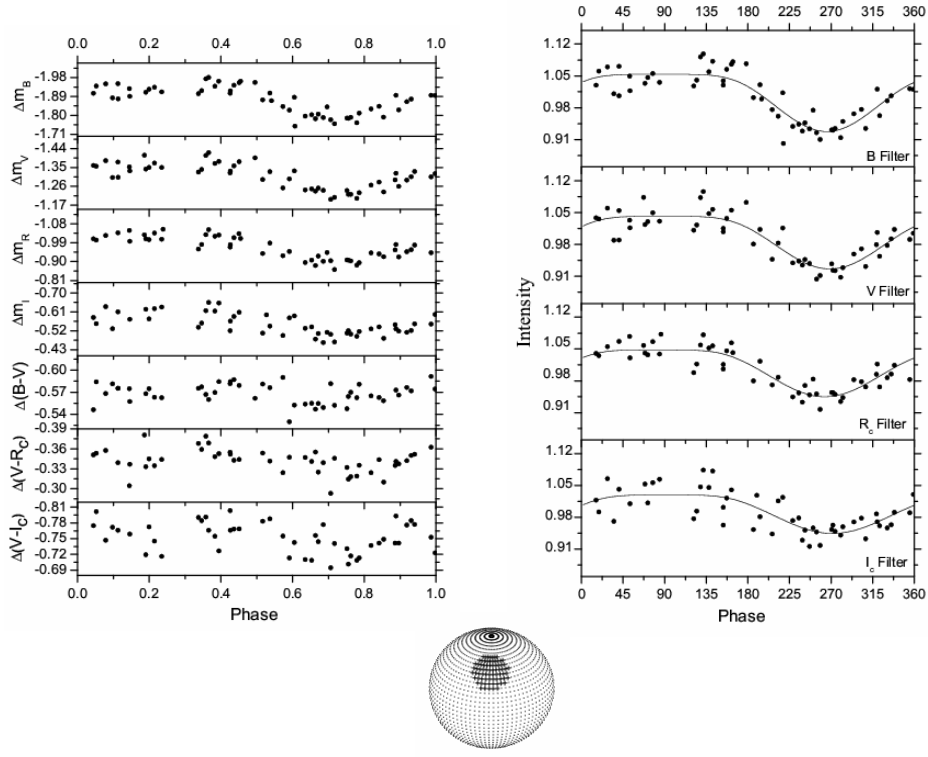


Şekil 1 Aktif yıldız V2075 Cyg'nin bu çalışmada 2006/2007 gözlem sezonunda elde edilen Bessell *BVRI* aletsel diferansiyel ışık değişimleri ve bu değişimlere DC yöntemiyle fit edilen kuramsal eğriler (solda). V filtresi veri seti için Fourier dönüşüm tekniğinin verdiği güç-frekans tayfı (sağda).

SPOT programını kullanırken sabit alınan parametreler: *i* dönme ekseninin eğikliği = 60° (dönme eğikliği, yörünge eğikliğine eşit alınırsa; V2075 Cyg tek tayf çizgili RS CVn çift yıldızıdır ancak Şekil 1 ve Şekil 2'den görüleceği üzerine ışık eğrilerinde tutulma göstermemektedir), $L_1/L_{toplam} = 1$ (Diğer bileşenin tayfta görülemeyişi yüzünden; aktif bileşenin kesirsel ışıtması, 1'e eşitlenmiştir.), aktif bileşenin lineer kenar-kararma katsayısı van Hamme (1993)'dan, Eker ve ark. (2008)'nın Katalogda verdikleri K0III tayf türü için 4750 K etkin sıcaklığa uygun olacak şekilde seçilmiştir.

Bu üç parametre sabit alınarak, SPOT programı çalıştırılmış ve Çizelge 2'de verilen sonuçlar bulunmuştur. Programın verdiği kuramsal eğriler ve gözlem noktalarına uyuşum ve leke modelini gösteren üç boyutlu konfigürasyon Şekil 2'de verilmektedir. İterasyonlarda, SPOT programı leke enlemi için büyük yanılgı

değerleri verdiğinden dolayı, bu parametre 45° kuzey enlemde sabit tutulmuştur. Öte yandan lekenin diğer RS CVnlerde olduğu gibi 270° boylamda yer aldığı görülmektedir.



Şekil 2 V2075 Cyg'nin 2006/2007 gözlem sezonunda elde edilen Bessell *BVRI* aletsel diferansiyel ışık ve renk eğrilerinin evreye göre çizimi (solda). SPOT programının çözümü (sağda) ve 0.75 evrede, yıldızın ışıkküresinde manyetik aktivitesi sonucu oluşan soğuk lekeyi gösteren üç boyutlu konfigürasyon (Binary Maker 3.0 programı (Bradstreet ve Steelman, 2002) kullanılarak elde edilmiştir).

Çizelge 2 V2075 Cyg'nin fotometrik değişimi için SPOT programıyla bulunan yıldız leke modeli parametre seti. Standart yanılgılar, parantez içinde belirtilmektedir.

	B	*V*	*R*	*I*
λ (derece)	266(3)	269(3)	263(4)	272(4)
β (derece)	45	45	45	45
γ (derece)	18(1)	18(1)	18(1)	17(1)
κ_λ	0.04(3)	0.08(3)	0.11(4)	0.16(4)
U	1.054(3)	1.042(2)	1.048(3)	1.029(3)
u_λ	0.912	0.760	0.654	0.547
Δl	0.019	0.018	0.018	0.018
χ^2/ν	1.84	2	1.48	2.8

4.2 FG UMa

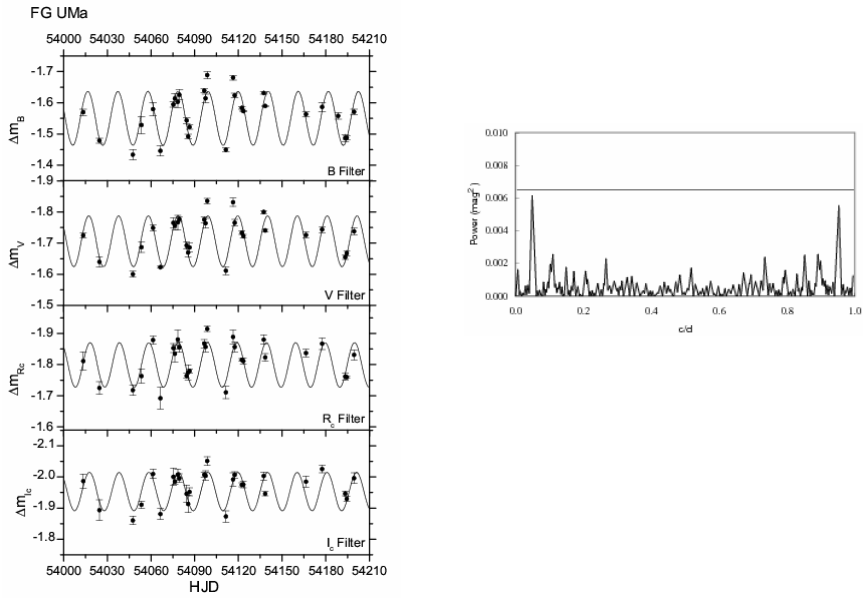
FG UMa (BD +61 1183 = HD 89546 = GSC 4144 1153 = HIP 50752, V = 7.411), SIMBAD veri tabanında değişen yıldız olarak tanımlanırken, Strassmeier ve ark. (1993) tarafından CABs (Renkküre Kökenli Aktif Çift Yıldızlar) Kataloguna alınmıştır. CABs Katalogunun Eker ve ark. (2008) tarafından hazırlanan yeni versiyonunda, yıldızın, 0.21 kadir genlikli 21.3 gün dönemli ve 0.1 kadir genlikli 21.5 gün dönemli (genliği oldukça büyük oranda değişen) fotometrik *V* bandı değişimler gösterdiği; G9III tayf türünden tek tayf çizgili (SB1) bir RS CVn yıldızı olduğu; soğuk bileşenin 9.1 $R_\odot$ ve 4850 K yüzey sıcaklığına sahip olduğu ve dönme hızının ($v\sin i$) 18 km/s ve 15 km/s olarak ölçüldüğü; tayfında güçlü CaII H ve K salma ve değişen Hα salma çizgileri gösterdiği; X-ışını ve UV salmasının ölçüldüğü; soğuk/aktif bileşenin dikine hız ölçümlerinden sistemin yörünge döneminin 21.35957 gün olarak bulunduğu belirtilmektedir.

FG UMa, ÇOMÜ Gözlemevinde 2006/2007 sezonunda fotometrik olarak gözlendi. Gözlemler sonucu elde edilen Bessell *BVRI* aletsel diferansiyel ışık eğrileri, Şekil 3'te gösterilmektedir. Tüm mukayese-denet diferansiyel aletsel parlaklıkları veri seti kullanılarak hesaplanan gözlemsel yanılgılar (ya da standart sapma), *BVRI* filtreleri için sırasıyla 0.018, 0.014, 0.020 ve 0.019 kadirdir. FG UMa aktif çift yıldızının diferansiyel ışık değişimleri için DC yöntemiyle bulunan ve Period04 programıyla desteklenen çevrimsel yapının sonuçları, Çizelge 3'te verilmekte ve Şekil 3'ta gösterilmektedir. FG UMa'nın

bu çalışmada bulunan ortalama fotometrik dönme dönemi, 20.41±0.14 gündür. Bulunan değerin Fekel ve ark. (2002) ve Henry ve ark. (1995)'nın buldukları, sırasıyla 21.3 gün ve 21.5 gün fotometrik dönemlerden oldukça farklı olduğu gözükmektedir. Aslında Fekel ve ark. (2002) 7., 8. ve 10. gözlem sezonlarında bulduğumuz değere yakın dönemler vermektedir. Fotometrik dönem, çevrimsel yapılı fotometrik değişimlerden hesaplanır. RS CVn'lerde (ve/veya CAB'larda) fotometrik değişimlere manyetik kökenli soğuk lekeler yol açar. Lekelerin aktif yıldızın ışıkküresindeki farklı dağılımları ve yüzeysel diferansiyel dönme fotometrik gözlemlere yansır ve dönme modülasyonlarını oluşturur. Bundan dolayı küçük zaman ölçeklerinde dönme modülasyonları gözlenebilir ve her bir gözlem sezonunda farklı bir fotometrik dönme bulunabilir.

Çizelge 3 FG UMa aktif yıldızının bu çalışmada elde edilen fotometrik verilerinin DC yöntemi kullanılarak hesaplanan analiz sonuçları.

Gözlem Aralığı (HJD) 2400000+	**Fotometrik Band**	**Gözlem gecesi sayısı**	**Δm_0 (kadir)**	**A_S (kadir)**	**P_S (gün)**	**T_S (HJD) 2400000+**
54013 – 54199	*B*	29	-1.550(6)	0.087(10)	20.64(13)	54073.38(44)
54013 – 54199	*V*	28	-1.706(6)	0.082(9)	20.46(13)	54073.52(40)
54013 – 54233	*R*	49	-1.809(8)	0.072(11)	20.17(15)	54073.64(52)
54013 – 54199	*I*	50	-1.953(6)	0.062(9)	20.38(16)	54073.76(48)



Şekil 3 Aktif yıldız FG UMa'nın bu çalışmada 2006/2007 gözlem sezonunda elde edilen Bessell *BVRI* aletsel diferansiyel ışık değişimleri ve bu değişimlere DC yöntemiyle fit edilen kuramsal eğriler (solda). V filtresi veri seti için Fourier dönüşüm tekniğinin verdiği güç-frekans tayfı (sağda).

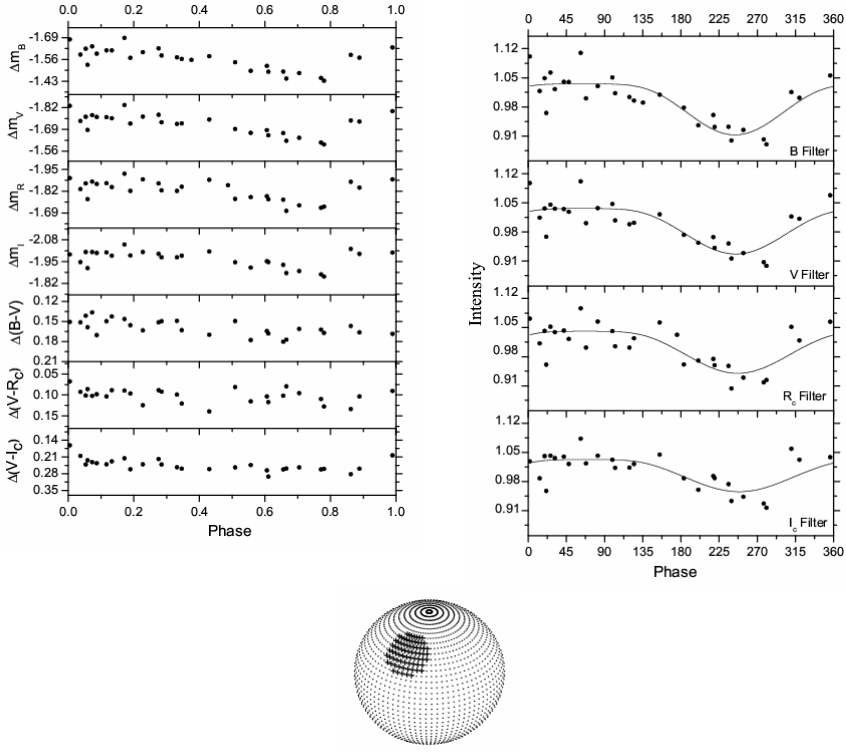
Bu çalışmada elde edilen diferansiyel ışık ve renk eğrilerini evrelendirmek için ışık öğeleri (bu çalışmada bulunan T_s = 2454073.58 HJD ve Fekel ve ark. (2002) tarafından bulunan yörünge dönemi P_{orb}=21.3596 gün) kullanılmıştır. Sonuçlar, Şekil 4'te verilmektedir. Soğuk leke kurgusundan beklenildiği biçimde fotometrik değişim genliğinin kısa dalgaboylarından uzun dalgaboylarına gittikçe azalması (bkz. Şekil 3 ve 4 ve Çizelge 3), bizi soğuk leke yaklaşımına götürmektedir. Ancak, renk eğrileri bekleneni pek açık biçimde göstermemekte özellikle fotometrik değişimin minimuma girdiği evrelerde saçılan noktalar, soğuk leke kurgusundan beklenen ilişkiyi (yani özellikle kırmızı-ötesi renklerin V-bandı değişimine uyan bir değişim göstermesi) kapatmaktadır.

SPOT programını kullanırken sabit alınan parametreler: *i* dönme ekseninin eğikliği = 57° (Fekel ve ark. 2002'den), L_1/L_{toplam} = 1 (Diğer bileşenin tayfta görülemeyişi yüzünden; aktif bileşenin

kesirsel ışıtması, 1'e eşitlenmiştir.), aktif bileşenin lineer kenar-kararma katsayısı van Hamme (1993)'dan, Fekel ve ark. (2002)'nın G9III tayf türü için 4900 K etkin sıcaklığa uygun olacak şekilde seçilmiştir. Bu üç parametre sabit alınarak, SPOT programı çalıştırılmış ve Çizelge 4'te verilen sonuçlar bulunmuştur. Modelin belirlediği kuramsal eğriler ve gözlem noktalarına uyuşum ve leke modelini gösteren üç boyutlu konfigürasyon, Şekil 4'te gösterilmektedir. İterasyonlarda, SPOT programı leke enlemi için büyük yanılgı değerleri verdiğinden dolayı, bu parametre 45° kuzey enlemde sabit tutulmuştur.

Çizelge 4 FG UMa'nın fotometrik değişimi için SPOT programıyla bulunan yıldız leke modeli parametre seti. Standart yanılgılar, parantez içinde belirtilmektedir.

	B	*V*	*R*	*I*
λ (derece)	244(5)	245(4)	247(6)	249(8)
β (derece)	45	45	45	45
γ (derece)	18(1)	18(1)	18(1)	16(1)
κ_λ	0.05(3)	0.09(4)	0.13(6)	0.19(7)
U	1.036(4)	1.037(4)	1.042(5)	1.033(5)
u_λ	0.885	0.732	0.631	0.529
ΔI	0.018	0.014	0.020	0.019
χ^2/ν	3.64	5.67	3.08	2.83



Şekil 4 FG UMa'nın 2006/2007 gözlem sezonunda elde edilen Bessell *BVRI* aletsel diferansiyel ışık ve renk eğrilerinin evreye göre çizimi (solda). SPOT programının çözümü (sağda) ve 0.75 evrede, yıldızın ışıkküresinde manyetik aktivitesi sonucu oluşan soğuk lekeyi gösteren üç boyutlu konfigürasyon (Binary Maker 3.0 programı (Bradstreet ve Steelman, 2002) kullanılarak elde edilmiştir).

Teşekkür: Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG 105T083 nolu "*Uzun Dönemli RS CVn Çift Yıldızlarında Işıkkürenin ve Renkkürenin Aktivitesi*" konulu araştırma projesinden üretilmiştir.

Kaynaklar

BRADSTREET, D. H., Steelman, D. P., Binary Maker 3.0 - An Interactive Graphics-Based Light Curve Synthesis Program Written in Java, American Astronomical Society, 201st AAS Meeting, #75.02; *Bulletin of the American Astronomical Society*, 34, 1224 (2002).

BREGER, M., Stich, J., Garrido, R., Martin, B., Jiang, S. Y., Li, Z. P., Hube, D. P., Ostermann, W., Paparo, M., Scheck, M., Nonradial Pulsation of the Delta-Scuti Star Bu-Cancri in the Praesepe Cluster, *Astronomy and Astrophysics*, 271, 482, (1993)

BUDDING, E., Demircan, O, *Introduction to astronomical photometry*, 2nd edition, Cambridge: Cambridge University Press, p.67 (2007).

BUDDING, E., The interpretation of cyclical photometric variations in certain dwarf ME-type stars, *Astrophysics and Space Science*, 48, 207-223 (1977).

EKER, Z., Filiz Ak, N., Bilir, S., Dogru, D., Tuysuz, M., Soydugan, E., Bakis, H., Ugras, B., Soydugan, F., Erdem, A., Demircan, O., A Catalog Of Chromospherically Active Binary Stars (Third Edition), *ARXIV*, arXiv:0805.4517 (2008).

FEKEL, F. C., Henry, G. W., Eaton, J. A., Sperauskas, J., Hall, D. S., Chromospherically Active Stars. XXI. The Giant, Single-lined Binaries HD 89546 And HD 113816, *Astronomical Journal*, 124, 1064 (2002).

HENRY, G. W., Fekel, F. C., Hall, D. S., An Automated Search for Variability in Chromospherically Active Stars, *Astronomical Journal*, 110, 2926 (1995).

LENZ, P., Breger, M., Period04 User Guide, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53-136 (2005).

STRASSMEIER, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C., Scheck, M., A Catalog of Chromospherically Active Binary Stars (Second Edition), *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100, 173 (1993).

VAN HAMME, W., New Limb-Darkening Coefficients For Modeling Binary Star Light Curves, *Astronomical Journal*, 106, 2096 (1993).

WEBER, M., Strassmeier, K. G., Washuettl, A., Indications For Anti-Solar Differential Rotation Of Giant Stars, *Astronomische Nachrichten*, 326, 287 (2005).

GÜNEŞ KORONASINDA ŞOK DALGALARI-PARALEL ve DİK ISI İLETİMİNİN KORONADAKİ ÖNEMİ ve TEK-AKIŞKANLI ile İKİ-AKIŞKANLI YAPININ KARŞILAŞTIRILMASI

Ümit Deniz GÖKER

Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, Izmir
e-posta: udenizg@gmail.com

Özet

Manyetik yeniden birleşme güneş flareleri, koronal ısıtma ve jeomanyetik altfırtınalarda önemli bir rol oynamaktadır. Çok sayıda farklı manyetohidrodinamik (MHD) süreksizlikler manyetik yeniden birleşme ile üretilebilmektedir. Isı iletimi, manyetik yeniden birleşmenin inflow bölgesindeki sıcaklık ve basıncı (ve yoğunluğu) önemli ölçüde değiştirebilmektedir. Geçmiş çalışmalarda, manyetik alana paralel durumdaki ısı iletiminin, dik ısı iletiminden çok daha önemli olduğu düşünülüyordu fakat SOHO gözlemleri dik ısı iletiminin de manyetik yeniden birleşme bölgesinde önemli bir etkiye sahip olduğunu göstermiştir. Bizim çalışmamızda, elektronların baskın olduğu ısı iletiminin hem paralel hem de dik yöndeki etkileri biraraya getirilerek yavaş şok yapısı için çözüm yapılmıştır. Buna ilaveten, şokların yapısının değişmesinde önemli bir etkiye sahip viskozite parametresi de denklemlerimize katılmıştır. Viskozite parametresi hesaplanırken tek-akışkanlı (elektron) ve iki-akışkanlı (elektron-iyon) olmak üzere farklı ortamlardaki değişimi gözönüne alınmıştır. Tüm bu çalışmaların sonucu bize iki-akışkanlı yapının iyonların etkisinin bir sonucu olarak belirgin bir şekilde tek-akışkanlı yapıdan ayrıldığını ve dik ısı iletiminin manyetik yeniden birleşme bölgesinde ne kadar önemli olduğunu göstermiştir.

Anahtar Kelimeler**:** *Şok Dalgaları – Manyetik Yeniden Birleşme – Isı iletimi – Viskozite*

Abstract

Magnetic reconnection plays an important role in solar flares, coronal heating and geomagnetic substorms. Several different types of magnetohydrodynamic (MHD) discontinuities can be produced by magnetic reconnection. Heat conduction can significantly modify the temperature and pressure (and density) in the inflow region of magnetic reconnection. In past studies, the heat conductivity parallel to the magnetic field was more important than the perpendicular conductivity but SOHO observations have shown that perpendicular heat conduction plays an important role in a magnetic reconnection region. In our study, the effects of parallel and perpendicular heat conductivity together, where the electrons dominate on the slow shock structure were calculated. In addition to this we add the viscosity parameter, which will significantly modify the shock structure, into our equations. When calculating the viscosity parameter, we took into account the variation of viscosity for different mediums; one-fluid (electrons) and two-fluid (electons-ions). From all these calculations it was found that the two-fluid structure is efficiently separated from the one-fluid structure depends on the effects of ions and how important the perpendicular heat conduction is in magnetic reconnection region.

Keywords**:** *Shock Waves – Magnetic Reconnection – Heat Conduction – Viscosity*

1. Giriş

Viskozite ve ısı iletimi manyetohidrodinamik (MHD) dalgalar için iki önemli etkidir. Bu iki önemli etkiye ek olarak, Joule ısıtma süreci Güneş koronası için önemli olmaktadır, fakat koronal durumda viskozite ve ısı iletimiyle karşılaştırıldığında önemsiz denecek kadar az bir etkiye sahip olan ohmik ısıtma süreci çözümlerimizde hesaba katılmayacaktır. Özellikle iki-akışkanlı modelde göreceğimiz gibi, iyonlar viskozite parametresinde baskın durumda iken, elektronlar ısı iletiminde daka etkin bir değişikliğe neden olacaktır. Koronada, viskoz stres tensor çok büyük oranda anizotropiktir ve sıkıştırma viskozitesi, shear (kesme) viskozitesine göre daha baskın olmaktadır. Isı iletimi, manyetik yeniden birleşmenin '*inflow*' bölgesindeki sıcaklık

ve basıncı önemli oranda değiştirecektir. Doğrusal olmayan kararsızlık, büyük oranda, paralel ve dik ısı iletimi arasında kurulan denge ile hesaplanabilecektir. Kuvvetin, parçacıkların sürekli hızlandırılmalarını sağlaması için manyetik alana paralel ve dik yönde değişim göstermesi gerekmektedir. Paralel kuvvet, parçacığı gyro hareket ile herhangi bir engelleme olmaksızın sadece manyetik alan doğrultusunda hızlandırırken; dik kuvvet, bununla beraber, hem manyetik alan **B** hem de dik kuvvet yönünde $\mathbf{F}_{\perp}$ sürüklenmiş yüklü bir parçacık üretecektir (Zel'dovich ve Raizer, 1967).

Her iki gaza ait sıcaklıkların denge durumuna ulaşma süreci, elektron ve iyonlar arasındaki büyük kütle farkından dolayı çok yavaş bir şekilde olacaktır. Plazmanın şok cephesi kalınlığı ise rahatlama prosesi ile hesaplanabilmektedir. Coulomb çarpışmaları, 1 AB. den daha küçük ölçeklerde ısısal hızlarda azalma (thermalization) veya dağılma (dissipation) üretiminde ihmal edilebilir düzeyde bir etkiye sahip olacaktır. Bu şoklar tarafından ısıtılan tersine çevrilemez plazma, plazma kararsızlıkları tarafından harekete geçirilen dalga-parçacık etkileşimlerinden ortaya çıkacaktır. Bu şoklar, *çarpışmasız şoklar* olarak adlandırılır (Liberman ve Velikovich, 1986).

2. Model

2.1. Yavaş Şokların Oluşumu

Her bir yavaş şok, manyetik alanın normalinin öncülüğünde oluşmaya başlayan akım tabakasının evrimi boyunca şekillenecektir. Yavaş şoklar iki kısma ayrılır: Eşısılı (isothermal) ana şok ve şok önü (foreshock). Plazma yoğunluğu, hızı ve manyetik alanındaki önemli sıçramalar ana şok boyunca meydana gelir, ve şok önünde yavaşça artan bir sıcaklık değişimi daha baskın olacaktır ve downstream den upstream bölgesine doğru olan ısı akışına bağlı olarak şekillenecektir (Tsai ve diğ, 2002).

Çözümlerimizi yaparken kartezyen koordinatları kullanılmıştır ve $t > 0$ için, her bir yavaş şok $\pm z$ yönünde ilerleyecektir. Şok dalgası, tedirgin edilmemiş gaz boyunca supersonik hızla ilerleyecektir; subsonik hıza ulaşması ise bunun gerisindeki sıkıştırılabilir gazda olacaktır (süreksizlik kararlı kalmaktadır) (Draine ve McKee, 1993). Dağılma mekanizması (entropi ve ısı iletimi), sadece geçiş

bölgesindeki akış değişenlerinin gradiyentlerine ait değerleri ölçecektir fakat başlangıç ve bitiş aralığındaki sıçramaları etkilemeyecektir. Burada meydana gelecek değişimler sadece korunum kanunlarıyla hesaplanabilecektir. Dağılma proseslerinin (viskozite ve ısı iletimi) entropiyi arttıracağı da unutulmamalıdır (Tsai ve ark., 2002).

2.2. Tek-akışkanlı Şoklar İçin Genel Korunum Denklemleri

Hem tek-akışkanlı hem de iki-akışkanlı (ya da çok-akışkanlı) şokların uygulamalarını yaparken, elde edeceğimiz sıçrama koşullarında kullanacağımız denklemler aşağıda verildiği gibi olacaktır. Bu farklı türdeki şoklar arasındaki ayırımı yapan, denklemlere eklenmiş olan viskozite, ısı iletimi, toplam elektrik alan ve momentum transferi prosesleridir. Bu şekilde geniş alanlarda $(\omega_{c\alpha}\tau_{\alpha} \rangle\rangle 1$, $\alpha = \mathrm{e,i})$ yaptığımız çözümlerin $\omega_{ce}\tau_{e} =$ 1.6 x 10^{12} ve $\omega_{ci}\tau_{i} = 1.4$ x 10^{10} olarak bulduğumuz varsayımlarını sağlaması gerekmektedir (Bu bize çalıştığımız ortamın '*manyetize*' olduğunu gösterir). Burada, ω_{ce} ve ω_{ci} sırasıyla elektron ve iyon gyrofrekanslarıdır. Denklemlerimizde kullandığımız tüm nicelikler Gaussian (cgs) birimleridir, sadece (T, T_e ve T_i) değerleri eV *(NRL formulas)* olarak kullanılmıştır ve iyon kütlesi (m_i), proton kütlesi biriminde yazılmıştır $\mu = m_i / m_p$; k_B Boltzmann sabiti, γ adiabatik index, ln Λ (=λ) Coulomb logaritmasıdır. Tek akışkanlı şokları incelerken iyon ve elektron sıcaklığı birbirine eşit alınmalıdır $T_e = T_i$. Bir boyutlu normalize edilmiş manyetohidrodinamik (MHD) denklemlerimiz sırasıyla süreklilik denklemi, momentum korunum denklemi, Faraday denklemi, enerji korunum denklemi ve durum denklemidir:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} = -\nabla.(\rho \mathbf{V}) \qquad (2.2.1)$$

$$\frac{\partial(\rho \mathbf{V})}{\partial t} = -\nabla.\left[\rho \mathbf{V}\mathbf{V} + \left(P + \frac{B^2}{8\pi}\right)\hat{\mathbf{I}} - \frac{1}{4\pi}\mathbf{B}\mathbf{B} + \prod_{jk}\right] \qquad (2.2.2)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{V} \times \mathbf{B} \right) \qquad (2.2.3)$$

$$\frac{\partial}{\partial t}\left(\frac{\rho V^2}{2} + \frac{P}{\gamma - 1} + \frac{B^2}{8\pi} \right) = -\nabla \cdot \left[\left(\frac{\rho V^2}{2} + \frac{\gamma P}{\gamma - 1} + \prod_{jk} \right) \mathbf{V} - \frac{1}{4\pi} (\mathbf{V} \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B} \right] + \nabla \cdot (\mathbf{K} \nabla T) \qquad (2.2.4)$$

$$P = \rho R T \qquad (2.2.5)$$

Burada $\varepsilon = \left(\frac{\rho V^2}{2} + \frac{P}{\gamma - 1} + \frac{B^2}{8\pi} \right)$ toplam enerjidir. Momentum ve enerji denklemine kinematik viskozite terimini $\prod_{\mathbf{jk}}$ ekledik *(Braginskii, 1965)* ve $\hat{\mathbf{I}}$ birim vektördür *(Seshadri, 1973)*, (2.3.2) denkleminde paralel ve (2.3.3), (2.3.5) denklemlerinde dik viskozite katsayıları kullanılmıştır. 1D simulasyonumuzu yaparken şok ilerleme yönünü ± z olarak aldık ve manyetik alanın şok normali boyuncaki değişimi B_z = 0 olmaktadır. Güneş koronasında, 'kesme (shear)' viskozitesi ihmal edilirken, 'bulk veya kinematik' viskozite değeri önemli olacaktır. Çünkü kinematik viskozite sıkıştırılabilirlik ile ilgilidir ve yavaş şoklarda hızın diverjansına bağlı olarak değişecektir.

$\mathbf{V_t} = (V_x, V_y)$ ve $\mathbf{B_t} = (B_x, B_y)$ sırasıyla, şok yönüne dik yöndeki bileşenler olan hız ve manyetik alanı göstermektedir. $\rho(z,t)$, $V(z,t)$, $P(z,t)$, $B(z,t)$ değişenleri konum ve zamanın fonsiyonu ve $T = f(P, \rho)$ sıcaklığı basınç ve yoğunluğun fonksiyonudur. Enerji denklemindeki manyetize olmuş plazmalar için ısı akısı vektörü $\nabla \cdot (\mathbf{K} \nabla \cdot (kT)) = \nabla \cdot (\mathbf{q})$ ve $\mathbf{K}$ ısısal iletim tensörüdür, $\mathbf{K} = K_{//} \mathbf{bb} + K_{\perp} \left(\hat{\mathbf{I}} - \mathbf{bb} \right)$. Burada, $\mathbf{b} = \mathbf{B} / |B|$ manyetik alan boyunca birim vektördür. Paralel ve dik elektron ısısal iletim katsayıları ise Braginskii (1965)'den alınmış, NRL plasma formülleri ile geliştirilerek $\kappa_{//}^{e}$ ve $\kappa_{\perp}^{e}$ parametreleri hesaplanmıştır.

2.3. Sıçrama Koşulları

Korunum denklemlerimizden ilk olarak ilgilenmemiz gereken tüm parametlerin çok büyük gradiyentlerde olduğu ince bir tabaka

boyunca meydana gelen süreksizliktir ve tabakanın kalınlığı $z_2 - z_1$ sıfıra gidecektir. Bu sayede süreksizliğin her iki tarafındaki farklı akılar arasındaki farkı elde etmiş olmaktayız, bu bize '*sıçrama koşulları*' nı verecektir (Zel'dovich ve Raizer, 1967). Viskozite ve ısı iletimi terimleri, böyle büyük değişimlerin görüldüğü şok cephesi boyunca sıfıra gittikleri kabul edilerek çözüm yapılmıştır. Sıçrama koşulları bize viskozite, ısı iletimi ya da MHD eşitliklerine eklediğimiz diğer fiziksel parametreler hakkında bilgi vermez. Fakat unutulmamalıdır ki; şok bölgesinde her değişken için de upstream'den downstream'e doğru sürekli bir fonksiyon vardır. Sadece o bölgedeki şok yapısı ile ilgili bilgi elde edebiliriz.

$$\left[\rho V_z\right] = 0 \tag{2.3.1}$$

$$\left[\rho V_z^2 + P + \frac{B^2}{2} + 1.73\times10^{-12} T^{5/2} \frac{\partial V_z}{\partial z}\right] = 0 \tag{2.3.2}$$

$$\left[\rho V_z \mathbf{V}_t - B_z \mathbf{B}_t + 6.72\times10^{-14} B^{-2} T^{-1/2} \left(\frac{\partial V_x}{\partial z}\boldsymbol{i} + \frac{\partial V_y}{\partial z}\boldsymbol{j}\right)\right] = 0 \tag{2.3.3}$$

$$\left[V_z \mathbf{B}_t - B_z \mathbf{V}_t\right] = 0 \tag{2.3.4}$$

$$\left[\left(\varepsilon + P + \frac{B^2}{2}\right)V_z - (\mathbf{V}.\mathbf{B})B_z + \left[8.34\times10^{15} T^{5/2}\left(\frac{B_z}{B}\right)^2 \frac{\partial(k_B T)}{\partial z}\right.\right. \tag{2.3.5}$$

$$\left.\left. + 1.73\times10^{-14} B^{-2} T^{-1/2}\left[\frac{\partial(k_B T)}{\partial z} - \left(\frac{B_z}{B}\right)^2 \frac{\partial(k_B T)}{\partial z}\right]\right] + 6.72\times10^{-14} B^{-2} T^{-1/2}\left(V_x \frac{\partial V_x}{\partial z} + V_y \frac{\partial V_y}{\partial z}\right)\right] = 0$$

$$[T] = 0 \tag{2.3.6}$$

$$[B_z] = 0 \tag{2.3.7}$$

2.4. Sıçrama Koşullarının Nümerik Çözümü

Tablo 1. Koda Girilen Sabitler

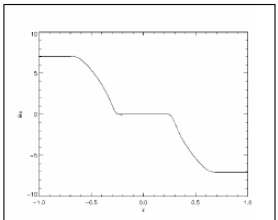
Parametre	Değer
B_sonsuz	10.0
Delta	0.025
Theta	pi / 4.0
Beta	0.04
Kappa	9.0
Gamma	5.0 / 3.0
Braginskii viskozitesi	0.0019238632 * nx / length_x
{x,y,z} uzunluğu	15.0
Şok doğrusal viskozite	0.0
Şok karesel viskozite	0.0
n_adım sayısı	100000
t_son	0.2
d_sıçraması	0.001

Tablo 2. Nümerik Koda İlişkin Varsayımlar

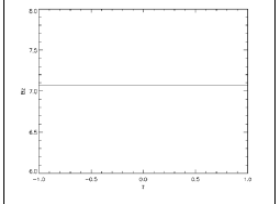
Varsayımlar	Parametreler
Normalizasyon değerleri *	$\mathbf{B} = \mathbf{B}' / \lvert\mathbf{B}'_0\rvert$ $\rho = \rho' / \rho'_0$ $\mathbf{V} = \mathbf{V}' / V'_0$ $P = 4\pi P' (\mathbf{B}'_\theta \cdot \mathbf{B}'_\theta)$ $V_0 = \mathbf{B}'_\theta / (4\pi\rho'_0)^{1/2}$ $z = L'_0 / x'_0 \quad if^* \; x'_0 = (2L'_0)$ $x = x' / x'_0$ $t = t' / t_0$
Başlangıç Koşulları	$V_{x0} = V_{z0} = 0$ B_z = sabit T (sıcaklık) = sabit $B(x) = B_\infty \cos\theta$ $B(z) = -B_\infty \sin\theta \tan(z/\delta)$ $\rho = P / \varepsilon (\gamma - 1)$ $P = \beta . B^2 / 2 = \beta . (B_x^2 + B_z^2) / 2$
Sınır Koşulları	For z = 1, $\partial V_x / \partial z = \partial V_z / \partial z = 0$ For z = 0, $\partial B_x / \partial z = V_z = 0$ Along z = 0, E = 0

* Burada B, V, P ve ρ boyutsuz değişenlerdir.

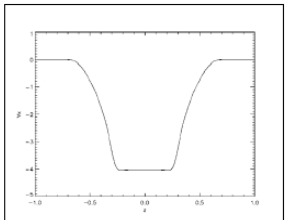
Sıçrama koşullarının nümerik simülasyonu için Lagrangian Remap Code (LareXd) kullanılmıştır. Bu kod, Tony Arber ve ark. tarafından geliştirilmiş bir koddur. Özelliği MHD denklemlerini Lagrangian formda yazmasıdır, her bir hesaplamada bir Lagrangian adımı alır. Tüm grid noktaları, bölgesel akış hızıyla birlikte hareket etmektedir. Lagrangian adımlarında şoklar, viskosite kullanıldığında düzeltilmesi gerekir. Remap adımları fizik içermemektedir, sonuçları sadece matematiksel formda verir. Aşağıda bu kod ile hesaplanmış sıçrama koşulları verilmiştir:



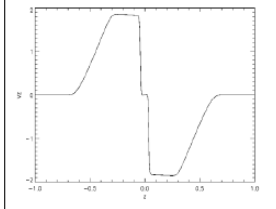
Şekil 1. t=100 saniye sonra B_x değişimi



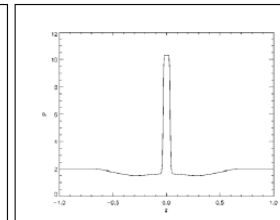
Şekil 2. t=100 saniye sonra B_z değişimi



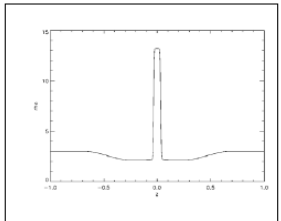
Şekil 3. t=100 saniye sonra V_x değişimi



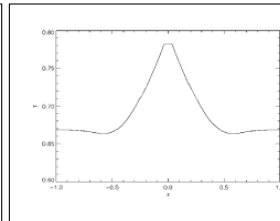
Şekil 4. t=100 saniye sonra V_z değişimi



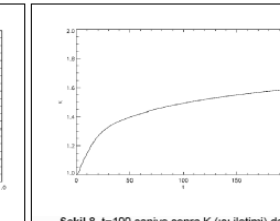
Şekil 5. t=100 saniye sonra P (basınç) değişimi



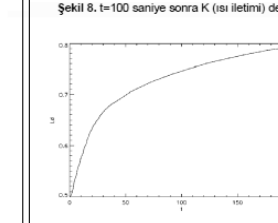
Şekil 6. t=100 saniye sonra ρ (yoğunluk) değişimi



Şekil 7. t=100 saniye sonra T (sıcaklık) değişimi



Şekil 8. t=100 saniye sonra K (ısı iletimi) değişimi



Şekil 9. t=100 saniye sonra L_d (yayılım genişliği) değişimi

Burada ısısal iletkenlik vektörü **K**, sıcaklığın $T^{5/2}$ ile orantılı olarak değişirken; yayılım genişliği $L_d \sim \sqrt{Kt}$ ile orantılı olarak β_∞ ile birlikte artacaktır. Burada sisteme girilen Güneş koronasına ait sabitler $L_0 = 5 \times 10^8$ cm, $B_0 = 10$ G, $n_0 = 2 \times 10^9$ cm^{-3}, $\ln \Lambda = 20$ ve elektronlar için sıcaklık $T = 2 \times 10^6$ K = 172 eV. *Bu kodun avantajları*; bu kodda, kütle, momentum, ısısal enerji ve çoğu durumlarda kinetik enerji

sürekliliği otomatik olarak hesaplanmaktadır. Remap adımında, iletim denklemi $\nabla.\mathbf{B} = 0$. Güneş koronasına ait farklı problemle kolaylıkla adapte olabilmektedir. Şokları kolaylıkla yakalarken, bölgesel sıcaklığı bulur ve ek fiziksel nicelikler (viskozite, radyasyon, ısısal iletim, çekim, özdirenç vs.) eklenebilir. Sonuç olarak '*Eğik Şoklar*' için yukarıdaki korunum denklemlerini kullanarak bir genel denklem elde ederiz:

$\gamma = 5/3$ (isotropik ortam için)*;

$$r^3\left[5\beta_1\cos^4\Theta_1 + 2M_{A1}^2\cos^2\Theta_1\right] + r^2\left[-10\beta_1 M_{A1}^2\cos^2\Theta_1 - 5M_{A1}^4\cos^2\Theta_1 + M_{A1}^4 - 8M_{A1}^2\cos^2\Theta_1\right]$$
$$+ r\left[5\beta_1 M_{A1}^4 + 2M_{A1}^6 + 11M_{A1}^4\cos^2\Theta_1 + 5M_{A1}^4\right] - 8M_{A1}^6 = 0$$

$\gamma = 1$ (isothermal ortam için);

$$r^3\left[-\beta_1\cos^4\Theta_1\right] + r^2\left[M_{A1}^2\left[2\cos^2\Theta_1(1+\beta_1) - M_{A1}^2\sin^2\Theta_1\right]\right] + r\left[-M_{A1}^4\left(1+\beta_1+3\cos^2\Theta_1\right)\right] + 2M_{A1}^6 = 0$$

Burada, $r = \rho_2/\rho_1$, $\beta_1 = P_1/\left(B_1^2/2\right) = 2C_{S1}^2/\gamma V_{A1}^2$ ve $M_{A1} = V_{z1}/V_{A1} = V_{z1}\rho_1^{1/2}/B_1$ olarak kullanılmıştır.

2.5. İki-akışkanlı Şoklar İçin Genel Korunum Denklemleri

Şok dalgasındaki plazma esas itibariyle iki-sıcaklıklı ortamdır $\left(T_e \neq T_i\right)$ ve bu iki akışkanlı yapılar başlıca plazmanın kutuplaşması ile ortaya çıkmaktadır. Burada elektron (hafif gaz) ve iyon (ağır gaz) sayı yoğunluğu arasındaki yaklaşım $n_e = Zn_i$ olacaktır. Burada iyon yük sayısı Z=1 alınmıştır ve böylece $n_e \approx n_i$ olacaktır. Bunun sebebi şudur, bu tür farklı parçacıkları içeren çarpışmasız plazmalarda tam olarak nötr durumu kabul edemiyoruz ve bu nedenle çalışmalarımızı yarı-nötral (quasi-neutrality) durum için yapmamız gerekiyor. Burada, parçacıkların sayı yoğunluğu $n = 3.6\times10^{10}\ \mathrm{cm}^{-3}$, toplam plazma kütle yoğunluğu $\rho = m_e n_e + m_i n_i$ ve toplam ısısal basınç $P = n_e k_B T_e + n_i k_B T_i$ dir fakat bu toplam basınç (P_{plasma} + $P_{manyetik}$) ile karıştırılmamalıdır.

$$\frac{\partial \rho_\beta}{\partial t} = -\nabla.\left(\rho_\beta \mathbf{V}_\beta\right) \quad , \qquad \beta = e,i \tag{2.5.1}$$

$$\frac{\partial\left(\rho_\beta \mathbf{V}_\beta\right)}{\partial t} = -\nabla.\left[\rho_\beta \mathbf{V}_\beta \mathbf{V}_\beta + \left(P_\beta + \frac{B^2}{8\pi}\right)\hat{\mathbf{I}} - \frac{1}{4\pi}\mathbf{B}\mathbf{B} + \prod_{jk}^{\beta}\right] - en_\beta\left(\mathbf{E} + \frac{1}{c}\mathbf{V}_\beta \times \mathbf{B}\right) + R_\beta \tag{2.5.2}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{V}_\beta \times \mathbf{B}\right) + \eta \nabla^2 \mathbf{B} \tag{2.5.3}$$

$$\frac{\partial}{\partial t}\left(\frac{\rho_\beta V_\beta^2}{2} + \frac{P_\beta}{\gamma - 1} + \frac{B^2}{8\pi}\right) = -\nabla.\left[\left(\frac{\rho_\beta V_\beta^2}{2} + \frac{\gamma P_\beta}{\gamma - 1} + \prod_{jk}^{\beta}\right)\mathbf{V}_\beta - \frac{1}{4\pi}\left(\mathbf{V}_\beta \times \mathbf{B}\right) \times \mathbf{B}\right] + \nabla.\left(\mathbf{K}.\nabla T_\beta\right)$$

$$+ en_\beta \mathbf{V}_\beta.\mathbf{E} + \mathbf{V}_\beta.\mathbf{R}_\beta + Q_\beta \tag{2.5.4}$$

$$P = \rho R T \tag{2.5.5}$$

Akım tabakasında **E** = 0 olacaktır ve akım yoğunluğu değeri $\mathbf{j} = \frac{\sigma}{c}\mathbf{V} \times \mathbf{B}$ olacaktır; yine (2.5.2) denklemindeki toplam manyetik alan değeri iyonlar için pozitif işaretli olurken, sürtünme kuvveti R_α negatif işaretli olacaktır. Bizim denklemlerimiz, (Yemin ve Xiwei, 2003) tarafından verilen denklemler ile birleştirilerek yukarıdaki MHD denklemlerine ulaşılmıştır. Burada, $R_e = -R_i = -\alpha_0 n_e q_\beta \left[\hat{\mathbf{b}}\left(\frac{J_{//}}{\sigma_{//}}\right) + \frac{J_\perp}{\sigma_\perp}\right]$ (Callen, 2003; Yemin ve Xiwei, 2003), α_0 boyutsuz parametresi iyonun Z yük numarasının bir fonksiyonudur. Z = 1 için, $\alpha_0 = 0.5129$ ve Z = 2 için, $\alpha_0 = 0.4408$ olacaktır. $q_e = -e$ ve $q_i = Z_i e$; $\sigma_{//} = 1.96\frac{ne^2\tau_e}{m_e}$ ve $\sigma_\perp = 0.51\sigma_{//}$ (σ, plasma elektrik iletkenliğidir). $Q_i = \frac{3m_e n_e}{m_i \tau_e}\left(T_e - T_i\right)$ ve $Q_e = -R_e\left(\mathbf{V}_e - \mathbf{V}_i\right) - Q_i$ dir ve ısı iletimi elektronlar ile iyonlar arasındaki çarpışmalarla üretilmektedir (Callen, 2003; Yemin ve Xiwei, 2003). (2.5.3) denklemindeki η terimi, manyetik yayılma katsayısıdır.

2.6. Tartışma

Manyetik alanın varlığı durumunda, stress tensör genellikle anisotropiktir. Bu durum, basınç ve sıcaklıkların paralel ve dik bileşenlerinin eşit olmamasına neden olmaktadır. Çarpışmasız plazmada, iyonlar cyclotron tetikleyicisi ile titreşimine başlayacak ve bu da iyonların yüksek dik hızlara $V_{\perp}$ sahip olmasını sağlayacaktır; bu etki hız dağılımlarında yüksek dik sıcaklıklara karşılık gelmektedir (Liberman ve Velikovich, 1986). Viskozite terimi sayesinde, paralel ve dik yöndeki momentum taşınım hızını belirleyebiliriz. Viskozite, şok dalgaları gibi büyük gradiyentlere sahip $\left(L \approx \lambda_d\right)$süpersonik akışkanlarda $\left(V \rangle\rangle C_s\right)$ çok etkili olmaktadır (Zeldovich ve Raizer, 1967), çünkü viskozite gerçek şok oluşumunu engelleyecek ve belirgin bozulmalara neden olacaktır.

2.7. Sonuç

Şok dalgalarının yapısını bulmak oldukça zor bir problemdir. Genellikle şok yapısını veren bölge bir boyutta şok tabakasına dönüşür. Bu tabakanın kalınlığı da modellemeyi belli eder. Viskozite ile birlikte manyetik alana parallel ve dik yöndeki ısı iletiminin varlığında yavaş şokların yapısı, MHD denklemlerinden çözülmüştür. Buna göre, sıcaklık şok önü (foreshock) boyunca downstream'den başlangıç upstream'e doğru yavaş bir şekilde artacaktır. Modelimizde yoğunluk, basınç, B_x ve V_x değerleri de büyük sıçramalar göstermişlerdir. Yoğunluk ve basınç profilleri, şok dalgasının başlangıç ve bitiş sınırlarında "cut-off benzeri" bir yapı göstermiştir. Bu yapıya neden olan etkinin viskozite olduğunu düşünmekteyiz. Şok önündeki ısısal iletim değeri **K**, t zamanı ile orantılıdır, ve L_d genişliği de zamanla birlikte doğrusal olarak artacaktır. Ek parametrelerin denkleme girmesiyle en belirgin değişikliği basınç ve yoğunluk değerlerinde, ve durum denkleminden dolayı bunlara bağlı T sıcaklığında görürüz. Çünkü, bunları ilave ettiğimizde artık şok sıçrama koşulları geçerli olmayacaktır. Bu nedenle öncelikle, bu etkilerin olmadığı sadece Braginskii viskozitesinin eklendiği bir modelleme yaptık. Ama sadece bu sabitin bile şok yapısında nasıl bir

bozulma meydana getirdiği görülmüştür. Fakat gene de unutulmamalıdır ki; şok bölgesinde her değişken için, upstream'den downstream'e doğru sürekli bir fonksiyon vardır.

2.8. Kaynaklar

Arber, T., Brady, C. ve Haynes, M., 2007, '*LareXd User Guide*', Centre for Fusion, Space and Astrophysics, University of Warwick.

Braginskii, S.I., 1965, '*in Reviews of Plasma Physics*', edited by M.A. Leontovich (Consultants Bureau, New York, 1965), Vol.I

Callen, J.D., 2003, '*Fundamentals of Plasma Physics*', Lecture Notes, University of Wisconsin, Madison.

Draine, B.T. ve Mc.Kee, C.F., 1993, 'Theory of Interstellar Shocks', *ARA&A*, 31, 373-432.

Huba, J.D., 2002 Revised, '*NRL Plasma Formulary*', Beam Physics Branch, Plasma Physics Division, Naval Research Laboratory, Washington, DC 20375.

Liberman, M.A. ve Velikovich, A.L., 1986, '*Physics of Shock Waves in Gases and Plasmas*', Springer-Verlag New York Inc., New York, NY.

Seshadri, S.R., 1973, '*Fundamentals of Plasma Physics*', American Elsevier Pub.Co., Inc., NY

Tsai, C.L., Tsai, R.H., Wu, B.H. ve Lee, L.C., 2002, 'Structure of Slow Shocks in a Magnetized Plasma with Heat Conduction', *Physics of Plasmas*, 9, 4, 1185-1191.

Yemin, Hu ve Xiwei, Hu, 'The Properties and Structure of a Plasma Non-neutral Shock', 2003, *Physics of Plasmas*, 10, 7, 2704-2711.

Zel'dovich, Ya. B. ve Raizer, Yu. P., 1967, '*Physics of Shock Waves and High-Temperature Hydrodynamic Phenomena, Vol-I* ', Academic Press, 1966; Dover, NY.

MANYETİKDÖNME KARARSIZLIĞI ÜZERİNE ISISAL İLETKENLİK, MANYETİK ALANA KOŞUT İLETKENLİK VE GYROVİSKOZİTENİN ETKİLERİ

Ebru Devlen[*] ve E. Rennan Pekünlü[*]

Özet.
Gökada kümelerinin gökadalararası ortamında ve kara delik üzerine akan sıcak, ve zayıf manyetik alan içeren düşük yoğunluklu plazmada sonlu yarıçap etkisi ve manyetik alana koşut viskozite ve ısı iletkenliğinin manyetik dönme kararsızlığını (MRI) nasıl etkilediği incelendi. Diferansiyel dönen düşük yoğunluklu plazmanın manyetik alanının sarmal yapıya sahip olduğu varsayıldı. Kararsız dalga biçeminin maksimum büyüme oranının, dalgasayısının radyal bileşenine, manyetik alanın tınıs açısına ve en hızlı büyüyen biçemin dalgasayısına olan bağımlılığı araştırıldı. MRI maksimum büyüme oranı, kararsız biçemin dalgasayısının radyal bileşeninin olmadığı durumda daha büyük değerler veriyor. Benzer biçimde, manyetik alanın tınıs açısı arttıkça maksimum büyüme oranında da artış oluyor. Bu çalışma, yönbağımlı iyon viskozitesinin dikkate alınması durumunda ısı iletkenliğinin de gözönünde bulundurulması gerektiğine işaret ediyor.

Anahtar sözcükler: Manyetik dönme kararsızlığı, sonlu Larmor yarıçapı etkisi, ısısal iletkenlik.

Abstract.
We investigate the effects of the finite Larmor radius, parallel viscosity and thermal conduction on the magnetorotational instability (MRI) in the hot, dilute plasma threaded by a weak magnetic field in the intracluster medium of galaxy clusters and accretion flows onto black holes. Differentially rotating dilute plasma is assumed to be in a helical magnetic field. The

[*] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir

searched was the dependence of the growth rate of the unstable mode on the radial component of the wavenumber, the pitch angle of the magnetic field and the wavenumber of the fastest growing mode. In the absence of radial component of the wavenumber the maximum growth rate of the MRI assumes greater values. Similarly, maximum growth rate increases by the increase of the pitch angle. The results of our study implies that when anisotropic ion viscosity is considered thermal conduction should also be taken into account.

1. Giriş.

Diferansiyel dönen ve zayıf bir manyetik alan içeren toplanma disklerinde açısal momentumun özdekteki gök cisminden dışarıya doğru hızlı ve yeğin bir biçimde taşınması sorunu, akışkanlar dinamiği (hidrodinamik - HD ve manyetikhidrodinamik - MHD) ve kinetik kuramda (Maxwell-Boltzmann ve Vlasov eşitlikleri ile) incelenir. Bu sorunun çözümü için yapılan çalışmalar Balbus'un (2003) ve Balbus ve Hawley (1998) çalışmalarında bulunabilir.

Erken dönem çalışmalardan birinde Shakura ve Sunyaev (1973) açısal momentum taşınımı için gerekli olan kinematik viskozitenin yetersiz kalması üzerine büyük Reynolds sayısı varsayımı kullandı. Sorunun çözümü en sonunda Balbus ve Hawley'nin (1991) çalışmasından geldi. Adı geçen yazarlar, açısal hızı dışarıya doğru azalan ve zayıf bir manyetik alan içeren dönen diskin doğrusal aşamada kararsız olduğunu gösterdiler. Bu kararsızlığa manyetik dönme kararsızlığı (MRI – Magnetorotational Instability) denir. Balbus ve Hawley (1998) hız kesiti Kepler hız kesitinden farklı olan 'kalın' disklerin de zayıf bir manyetik alan içermeleri durumunda kararsız olacağını göstererek MRI nın çok genel olduğunu savunmuşlardır. MRI nin doğrusal ve doğrusal olmayan aşamalarının çeşitli gök cisimleri için uygulamaları bu konunun yazınında oldukça zengin içeriğe sahip olarak bulunuyor. Konuyla ilgilenen okuyucu Balbus'un (2003) bildirisine başvurabilir.

Bizim çalışmamız "düşük yoğunluklu" (dilute) plazmada gyroviskozite, manyetik alana koşut viskozite ve ısısal iletkenliğin MRI üzerine yaptığı değişikliklerle ilgilidir. MRI nın bu cephesinde bugüne dek yapılan çalışmalar şöyle özetlenebilir: Balbus (2001) düşük yoğunluklu plazmada yerel olarak ortaya çıkan konveksiyondan

ve dönmeden kaynaklanan tedirginliklerin etkisini inceledi. "Düşük yoğunluk" ile anlatılmak istenen fiziksel durum, iyon Larmor yarıçapının (r_{Li}) iyon ortalama özgür yolundan (λ_i) ve diskin herhangi bir ölçek uzunluğundan çok küçük olduğudur. Bu parametre uzayı aynı zamanda iyon cyclotron frekansının (ω_{ci}) iyon – iyon ortalama çarpışma zamanından (τ_{ii}) çok büyük olduğu ($\omega_{ci}\tau_{ii} \gg 1$) uzaydır. Balbus (2001) yaptığı çalışmada açısal momentum gradyenti yerine açısal hız gradyentini, entropi gradyenti yerine de sıcaklık gradyentini alarak klasik Høiland ölçütüne benzer bir ölçüt geliştirmiştir. Aynı çalışmasında manyetik alan ve ısısal iletkenliğin, açısal hız ve sıcaklık gradyenlerinde depolanmış olan özgür erke kaynaklarını açığa çıkardığını göstermiştir. Balbus'un (2001) bu çalışmasındaki en önemli sonuç, manyetik alan içeren astrofiziksel plazmalarda HD bağlamda çalışmanın uygun olmadığıdır. Balbus, çalışma sonuçlarının, kütle toplanmasının gerçekleştiği ve X-ışın salan dizgelerde geçerli olduğunu savunmuştur. Parrish ve Stone (2005) Balbus'un (2001) önerdiği kararlılık ölçütüne "Balbus ölçütü" olarak gönderi yaparak $(\partial P/\partial z)(\partial \ln T/\partial z) > 0$ koşulunun gerçekleşmesi durumunda küçük dalgasayılı biçemlerin kararsız olacağına işaret etti. Adı geçen yazarlar ilgili parametre uzayında ortaya çıkan kararsızlığı manyetik ısısal kararsızlık (MTI – Magnetothermal Instability) olarak tanımladılar ve gökada kümelerinin gökadalararası ortamında X-ışın salan bölgelerin dış kısımlarındaki eşısısal sıcaklık kesitinin MTI ile açıklanabileceğini gösterdiler.

Balbus (2004) düşük yoğunluklu ve katmanlaşmış plazmada, sıcaklığın orta katmandan üst katmanlara doğru azalması durumunda, yönbağımlı ısısal iletkenliğin ve erke yoğunluğu plazmanın ısısal erke yoğunluğundan daha düşük olan manyetik alanın, diferansiyel dönen diskleri ısısal kararsızlığa uğratacağını göstermiştir. Balbus (2004) $\omega_{ci} \gg \tau_{ii}$ limitinde ortaya çıkan viskoz tensöre Braginskii viskozitesi adını vermiş ve bu durumun yıldızlararası disklere, gökada disklerine ve yeni oluşmakta olan gökada disklerine uygulanabileceğine işaret etmiştir.

Islam ve Balbus (2005) manyetik gerilme kuvvetinin dinamik etkilerini de dikkate alarak Balbus'un (2004) viskoz kararsızlık çalışmasını genelleştirdiler. Adı geçen yazarlar, manyetik gerilme kuvvetinin kararsızlık büyüme oranını daha düşük değerlere çektiğini

saptadılar. Ancak, bu durumda bile büyüme oranın standart MRI büyüme oranından daha büyük olduğuna işaret ettiler. Islam ve Balbus (2005) manyetik viskoz kararsızlığının gökada disklerine, gökada ayçalarına ve Samanyolu gökadasının özeğindeki düşük yoğunluklu toplanma akışkanlarına uygulanabileceğini savunuyorlar.

Ferraro (2007) iki-akışkan MHD eşitliklerine birinci mertebeden FLR terimlerini de katarak 2007 yılına dek üzerinde çalışılmamış olan iyon gyroviskoz etkisini dikkate almış oldu. Ferraro çarpışmasız sınırda, iyon Larmor yarıçapından (r_{Li}) çok daha büyük ölçeklerde gyroviskoz etkilerin MRI i tamamen kararlı duruma getireceğini gösterdi.

Schekochihin, Cowley and Taylor (2004) sıcak, düşük yoğunluklu astrofiziksel plazmada küçük ölçekli çalkantılı dinamo üretimi ve doyuma ulaşımı sorununu araştırdı. Çalışma sonuçları küçük ölçeklerde manyetik erke yoğunluğunun plazmanın kinetik erke yoğunluğundan daha büyük olduğuna işaret etti. Schekochihin ve diğ. (2005) yönbağımlı viskoz streslerin gökada kümelerinin gökadalararası ortamında hızlı büyüyen plazma kararsızlıklarına neden olup olamayacağını araştırdı. Adı geçen araştırmacıların ilgilendiği ölçekler çarpışmasız plazma, diğer bir deyişle, $\omega_{ci} \gg \tau_{ii}$ sınırıydı. Schekochihin ve diğ. (2005) Braginskii viskozitesinin özelliklerine dikkat çekti: (1) viskoz ölçeklerden daha büyük ölçeklerde küçük ölçekli dinamo üretilebilir ve (2) bu ölçeklerde manyetik alana dik yöndeki hız gradyentleri varlığını sürdürebilir. Elde ettikleri sonuç, Braginskii viskozitesinin viskoz ölçeklerde tüm kinetik erkeyi bastıramayacağına ve viskoz ölçeklerden daha küçük ölçeklerde de büyüyen kararsızlıkların tetikleneceğine işaret ediyordu.

Ramos (2003) çarpışmasız manyetize plazmada manyetik alana koşut ısı akılarının dinamik evriminin çözümlemesini yaptı. Çalışmada, çarpışmasız MHD yaklaşımının dalga-parçacık etkileşimi gibisinden süreçlerin taşıdığı kinetik bilgiyi içermediği savunuldu. Tutarlı bir sonuca ulaşabilmek için stres tensöründe gyroviskoziteyi dikkate aldı. Çarpışmasız plazmanın akışkanlar bağlamındaki ilk betimlemesini Chew, Goldberger ve Low (1956) vermiştir. Bu yazarların çalışması sıfır veya düşük mertebeden Larmor yarıçapı sınırında yapılmıştı. Diyamanyetizm ve çok akışkanlı etkilerin ortaya çıkarılabilmesi için Larmor yarıçapında seriye açılımın üst

mertebeden terimlerini içermesi gerekiyor. Manyetize olmuş çarpışmasız plazma çözümlemesi önündeki bu eksiklikleri gidermek amacıyla Ramos (2005) yüksek mertebeden FLR etkilerini içeren terimleri akışkan hız momentleri eşitlikleri dizgesine kattı. Bu eşitlikler dizgesinin, geometrik yapısı ne olursa olsun bir manyetik alandaki gyroviskoz stresleri, basınç yönbağımlılığını ve yönbağımlı ısı akısını açıklayabileceğini savundu.

Devlen & Pekünlü (2007) protoplanetary disklerdeki yerel akımların neden olduğu diyamanyetizmin MRI üzerine olan etkilerini araştırdı. Bulgular, diyamanyetizmin MRI i bastırıcı yönde değil, tam tersine kararsızlığı arttırıcı yönde etkidiğine işaret etti. Ayrıca, diyamanyetik etkinin maksimum büyüme oranını yerel Oort-A değeri üzerine çıkardığını da gösterdiler.

Socrates, Parrish ve Stone (2008) manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca akan parçacıkların ürettiği ısı sızmasının katmanlaşmış ve manyetize olmuş plazma zarfının kararlılığını nasıl etkilediğini araştırmışlardır. Doğrusal MHD tedirginlik çözümlemeleri, böylesi bir plazma ortamının, kendi betimlemeleriyle, "coulomb bubble kararsızlığı" sergileyeceğine işaret etmiştir. Adı geçen yazarlar, değişik kararlı ortamlarda ortaya çıkan bu kararsızlığın büyüme oranı ve kararlılık ölçütünü vermişlerdir. Coulomb bubble kararsızlığının kararsızlık eşiğinde bulunan sıcak Gökada ayçasında ortaya çıkabileceği savunulmuştur.

Parrish, Stone ve Lemaster (2008) manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca yönbağımlı olarak akan ısının gökada kümelerinin gökadalararası ortamının MTI kararsızlığına uğratacağını göstermişlerdir. Bu yazarların MHD öykünümleri MTI nın manyetik erkeyi birkaç milyar yılda başlangıç değerinin 50 katına çıkaracağına işaret etmiştir. Aynı zaman diliminde sıcaklık kesitinin de büyük değişikliğe uğrayacağı belirtilmiştir. Parrish, Stone ve Lemaster'a (2008) göre bu çalışma, gökadalararası ortamın etkin ısısal iletkenliğine ilişkin, kendi içinde tutarlı ilk çalışmadır.

Quataert (2008) katmanlaşmış, çarpışmaların zayıf olduğu bir plazma ortamında, sıcaklığın çekim yönüne ters yönde azaldığı durumda eğer ısı akısı manyetik alan kuvvet çizgileri boyuncaysa MTI ya benzer bir kararsızlığın ortaya çıkacağını gösterdi. Bulduğu önemli sonuçlardan birisi, manyetik kaldırma kararsızlığının sıcaklık gradyentinin işaretine bağlı olmadığı yönündeydi. Doğrusal

kararsızlık çözümlemesi gökada kümelerinde ~ 0.1 – 100 *kpc* uzaklıklarda kararsızlık öngörüsünde bulunuyor.

Çalışmamızı şu şekilde sunacağız: 2. Bölüm'de gyroviskozite, ısısal iletkenlik ve koşut viskozite etkilerini de içeren iki-akışkan eşitliklerinin sonuçlarını vereceğiz. Bölüm 3 doğrusallaştırılmış MHD eşitlikleri ve onların çözümünü içerecek ve Bölüm 4 de bulduğumuz sonuçları sunacak ve fiziksel yorumlarını yapacağız.

2. İki – Akışkanlı Plazma Eşitlikleri.

Düşük yoğunluklu plazmada iyon Larmor yarıçapı iyon-iyon çarpışma ortalama özgür yolundan daha küçüktür. Bu koşullar altında, plazma dinamiğini belirleyen MHD eşitlikleri, manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca özgürce devinen parçacıkların neden olduğu yönbağımlı taşınım süreçlerini dikkate almalıdır (Braginskii 1965). Manyetik alana koşut ısı iletkenliğine elektronların yaptığı katkı iyonlarınkinden $\left(m_i / m_e\right)^{1/2}$ çarpanı denli daha büyüktür; benzer biçimde iyonların koşut yöndeki viskozitesi elektronlarınkinden aynı çarpan denli daha büyüktür. Belli mertebeden FLR etkisini dikkate alabilmek için MHD eşitlikleri çarpışmasız viskoz tensör ve ısı akısı zaman evrimini içermelidir. Balbus (2004) dönen dizgelerde iyon viskozitesinin önemine değinmiştir. Düşük yoğunluklu plazmada FLR etkisini inceleyebilmek için ısı akısı teriminin de eşitliklerde dikkate alınması gerekir ki bizim çalışmamızın amacı da budur.

Plazmanın yarı-nötr olduğunu varsayarsak, $n_e = Zn_i$, kütle korunumu eşitliği yalnızca iyonlar için yazılabilir. Şimdi, $P = P_i + P_e$, $\mathbf{\Pi} = \mathbf{\Pi}_e + \mathbf{\Pi}_i$ yazalım ve $m_e / m_i \sim 0$ olduğunu varsayalım. $T_e \simeq T_i \simeq T$, $P = \left(n_i + n_e\right)T = \left(1+Z\right)\rho T / m_i$ dir. Bu eşitlikleri MHD eşitliklerine taşırsak aşağıdaki bağıntıları yazabiliriz:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \mathbf{v}\cdot\nabla\rho + \rho\nabla\cdot\mathbf{v} = 0 \tag{1}$$

$$\rho\frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \rho\left(\mathbf{v}\cdot\nabla\right)\mathbf{v} = -\nabla P - \nabla\cdot\mathbf{\Pi} + \frac{\mathbf{J}\times\mathbf{B}}{c} \tag{2}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla\times\left[\mathbf{v}_i\times\mathbf{B} - \frac{\mathbf{J}}{en_e}\times\mathbf{B} + \frac{c}{en_e}\nabla P_e + \frac{c}{en_e}\nabla\cdot\mathbf{\Pi}_e\right] \tag{3}$$

$$\frac{dP}{dt}+\frac{5}{3}P\left(\frac{1}{\rho}\frac{d\rho}{dt}\right)=-\frac{2}{3}\nabla\cdot\boldsymbol{q} \tag{4}$$

Stres tensörü $\boldsymbol{\Pi}=\boldsymbol{\Pi}^{\parallel}+\boldsymbol{\Pi}^{\perp}+\boldsymbol{\Pi}^{gv}$ koşut (||), dik ($\perp$) ve gyroviscous (*gv*) bileşenlerin toplamı olarak verilir (Braginskii 1965). Düşük yoğunluklu plazmada dik viskozite, koşut viskoziteden $\left(r_L/l\right)^2$ çarpanı denli küçüktür, r_L Larmor yarıçapı, l parçacıkların ortalama özgür yoludur. $\boldsymbol{\Pi}^{gv}$ en düşük dereceli FLR düzeltmesini gösteren erke yitiksiz strestir. Bu terim bir Larmor yörünge boyunca parçacıkların sürüklenme hızındaki değişimleri ölçer (Ferraro 2007). Biz bu çalışmada $\boldsymbol{\Pi}=\boldsymbol{\Pi}^{v}+\boldsymbol{\Pi}^{gv}$ stres tensörü için Braginskii kapalılığını kullandık.

$$\boldsymbol{\Pi}^{v}=0.96\frac{p_i}{2\nu_i}\left(\mathbf{I}-3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)\left(\hat{\mathbf{b}}\cdot\mathbf{W}\cdot\hat{\mathbf{b}}\right) \tag{5}$$

$$\boldsymbol{\Pi}^{gv}=\frac{p_i}{4\omega_{ci}}\left\{\hat{\mathbf{b}}\times\mathbf{W}\cdot\left(\mathbf{I}+3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)+\left[\hat{\mathbf{b}}\times\mathbf{W}\cdot\left(\mathbf{I}+3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)\right]^{T}\right\} \tag{6}$$

Burada $\hat{\mathbf{b}}=\mathbf{B}/B$, $\omega_{ci}=eB_{z0}/m_ic$ sırasıyla manyetik alan boyunca olan birim vektör ile cyclotron frekansıdır, ν_i ion collision frekansı ve $\mathbf{W}=\nabla\mathbf{v}+\left(\nabla\mathbf{v}\right)^{T}-\left(2/3\right)\mathbf{I}\nabla\cdot\mathbf{v}$ rate of strain tensörüdür.

3. Doğrusallaştırılmış Eşitlikler.

(3) numaralı eşitliğin sağ tarafındaki ikinci terim Hall etkisini simgeler ve biz Hall etkisinin boşlanabilecek denli küçük olduğunu varsayacağız (Ferraro 2007). (1)–(4) eşitliklerindeki **v** hızı iyonların hızıdır, bu bağıntılardan türetilecek olan dağılma bağıntısının çözümünü arıyoruz. Çalışmamızı silindirik konsayı düzeneğinde $\left(R,\phi,z\right)$ yapacağız. Eksen bakışık olarak ortaya çıkan tedirginliklerin uzay-zaman değişimlerinin de, $\exp\left(\omega t+ik\hat{\mathbf{z}}+ik\hat{\mathbf{R}}\right)$ biçiminde olduğu varsayılacak. Plazmadaki zayıf manyetik alanın sarmal biçiminde olduğu, bileşenlerinin ve manyetik alanın ϕ ekseniyle yaptığı açının

da sırasıyla $B_z = B_0 \sin\theta$, $B_\phi = B_0 \cos\theta$ ve $\theta = \tan^{-1}\left(B_z / B_\phi\right)$ oldukları varsayılacaktır. B_0, manyetik alanın başlangıçtaki genliğidir. Sonlu bir değere sahip B_R nin zamanla B_ϕ bileşeni üreteceği (Balbus ve Hawley 1991) ve çözümlemeyi karmaşık bir duruma sokacağı için $B_R = 0$ varsayımı yaptık . Denge durumunda plazmanın Kepler hız alanına sahip olduğu, diğer bir deyişle diferansiyel döndüğü, $v_\phi = R\Omega(R)$ ve plazma basıncının yönbağımsız olduğu varsayılmıştır.

Düşük yoğunluklu astrofiziksel plazmada **q** ısı akısı baskın olarak manyetik alan kuvvet çizgileri boyuncadır. Koşut ısı akısı $\mathbf{q} = -\chi_C \mathbf{b}\left(\mathbf{b}\cdot\nabla\right)T$ bağıntısıyla verilir; burada $\chi_C \simeq 6\times10^{-7} T^{5/2}$ ergs cm^{-1} K^{-1}, Spitzer (1962) tarafından verilen Coulomb iletkenlik katsayısıdır. Denge durumunda ortamın eşısısal olduğunu varsayıyoruz bu nedenle ısı akısı boşlanacaktır. Tedirginlik ısı akısı $\delta\mathbf{q} = -\chi\left[\delta\mathbf{b}\left(\mathbf{b}\cdot\nabla T\right) + \mathbf{b}\left(\delta\mathbf{b}\cdot\nabla T\right) - i\mathbf{b}\left(\mathbf{b}\cdot\mathbf{k}\right)\delta T\right]$ ile verilir. $\delta\mathbf{b} = \delta\left(\delta\mathbf{B}/B\right) = \mathbf{b}\times\left(\delta\mathbf{B}/B\times\mathbf{b}\right)$ manyetik alan birim vektörünün tedirgin edilmiş biçimidir. Boussinesq yaklaşımında basınç değişimleri sıcaklık değişimlerinden daha küçüktür, yani, $\delta T = -T\left(\delta\rho/\rho\right)$.

Doğrusallaştırılmış eşitliklerden türetilen dağılma bağıntısı (7) eşitliğiyle verilmiştir.

$$\tilde{\omega}^5 + a_1\tilde{\omega}^4 + a_2\tilde{\omega}^3 + a_3\tilde{\omega}^2 + a_4\tilde{\omega} + a_5 = 0 \qquad (7)$$

(Katsayılar, kısaltmalar ve parametreler için Ek'e bakınız).

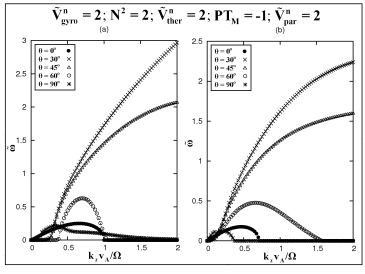
Eğer $\mathbf{\Pi}$ stres tensörü ve **q** ısı akı vektörünü sıfıra eşitler, $\theta = 0^0$ ve $\omega = -i\sigma$ varsayımlarını kullanırsak dağılma bağıntımız Balbus & Hawley (1991) dağılma bağıntısına dönüşür (yazarların 29 numaralı eşitliğine bakınız). $\mathbf{\Pi}$ stres tensörünü yine sıfır alır, $k_z \sin\theta = \boldsymbol{k}\cdot\boldsymbol{b}$ ve $\omega = -i\sigma$ varsayımlarını yaparsak Balbus'un (2001) dağılma bağıntısına ulaşırız.

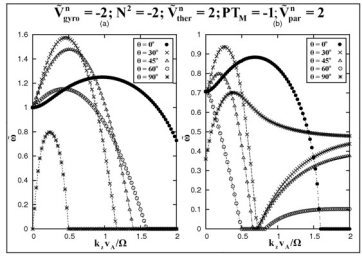
3.1. Konvektif olarak kararlı durum ve $\boldsymbol{\Omega}\uparrow\uparrow\boldsymbol{B}_z$

Bu alt bölümde düşük yoğunluklu plazmanın konvektif olarak kararlı olması durumunda, diğer bir deyişle Brunt - Väisälä frekansının pozitif değerler alması durumunda dağılma bağıntısının çözümünü inceleyeceğiz. Şekil 1 MRI da en hızlı büyüyen dalga biçemi (k_R = 0) için çizilmiştir. Şekiller kararsız dalgasayısına karşı kararsızlığın büyüme oranı($\tilde{\omega}$) olarak çizilmiştir.

Şekillerdeki "a" harfi k_R = 0 için ve "b" harfi de k_R/k_z = 1 için kullanılmıştır. Heriki durum için de açısal hız vektörü $\boldsymbol{\Omega}$ ve $\boldsymbol{B}_z$ birbirine koşuttur ($\boldsymbol{\Omega}\uparrow\uparrow\boldsymbol{B}_z$). Heriki durum için de iki kararsız kök vardır. Şekil 1a ve 1b gyroviskozitenin, koşut viskozite ve ısısal iletkenliğin varlığında çizilmiştir. Kararsızlığın büyüme oranı, silindirik konsayı düzeneğinin $\hat{\boldsymbol{\phi}}$ yönüyle $\boldsymbol{B}$ manyetik alan vektörü arasındaki açıya sıkı bir biçimde bağlıdır. Bu açıya "tınıs açısı" olarak tanımlayacağız. Bu açının parçacık yörünge kuramında, parçacığın anlık hız vektörüyle manyetik alan arasındaki açıyla karıştırılmaması gerekiyor.

Her üç dinamik etkinin, gyroviskozite, koşut viskozite ve ısısal iletkenliğin varlığında MRI ve MTI düşük büyüme oranlarıyla da olsa varlıklarını sürdürüyorlar (*bkz*. Şekil 1a, b).





Şekil 1 (Sol). Konvektif kararlı durumda her üç dinamik etkinin, gyroviskozite, koşut viskozite ve ısısal iletkenliğin varlığında büyüme oranları ($\tilde{\omega}$). **Şekil 2** (Sağ) Konvektif kararsız durum için.

Kararsızlığı ortaya çıkaran baskın etki gyroviskozitedir.

3.2. Konvektif Kararsız durum ve $\Omega\uparrow\downarrow B_z$

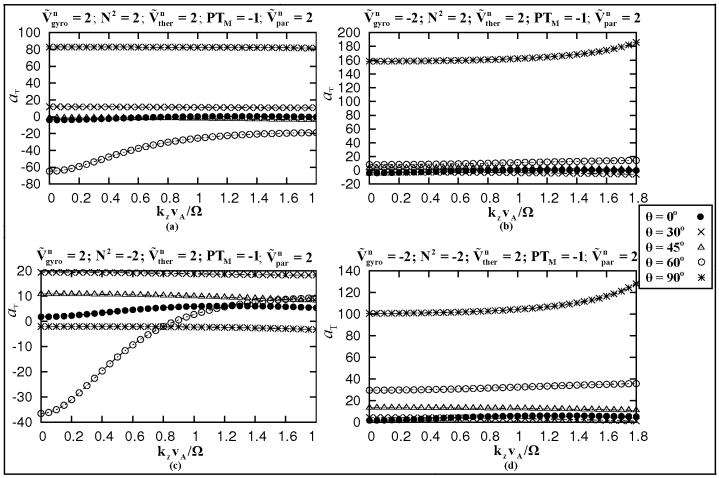
Her üç dinamik etkinin varlığında kararsızlık büyüme oranları Şekil 2 de görülüyor.

4. Tartışma ve Sonuç.

Yukarıdaki paragrafta değinilen fiziksel koşullar altında bulunan düşük yoğunluklu, sıcak ve diferansiyel dönen plazma, MRI, MTI ve gyroviskoz kararsızlıklara açık kalacaktır. Hill eşitlikleri MRI nin nasıl değiştiğine ilişkin fiziksel görüş sunar. Sıcak, düşük yoğunluklu ve diferansiyel dönen diskin kararsız olabilmesi için dışarıya doğru ivmelenmesi gerekir.

Her üç dinamik kuvvetin (koşut viskozite, ısısal iletkenlik ve gyroviskozite) etki etmesi durumunda kararlı ve kararsız kılıcı kuvvetlerin net etkisi Şekil 3 de görülüyor. Şekil 3 boyutsuz dalgasayısına karşı toplam ivmenin, a_T , çizgesidir. Şekil 3 de göze çarpan ilk önemli sonuç, uygun parametrelerin varlığında sıcak, düşük yoğunluklu ve diferansiyel dönen toplanma diski daima kararsızdır.

Şekil 3a – d belli bir manyetik alan geometrisinde en az bir kararsız biçemin varlığına işaret ediyor. Örneğin, Şekil 3b ve 3d de a_T tüm dalgaboylarında pozitif değerler alır ki bu da kararsız kılıcı kuvvetin radyal yönde dışarıya doğru bir bileşeninin olduğuna işaret eder. Şekil 3a, manyetik alan tınıs açısının 60^0 olması durumunda dalga biçeminin tüm dalgasayılarında kararlı olacağını gösteriyor. Bu gerçek $\tilde{\omega}$ büyüme oranının negatif değerlere sahip olmasından anlaşılıyor, diğer bir deyişle sözü edilen manyetik alan geometrisinde dinamik etkilerin kombinasyonu diski kararlı kılıcı yönde etkiyor.



Şekil 3. Her üç dinamik kuvvetin (koşut viskozite, ısısal iletkenlik ve gyroviskozite) etki etmesi durumunda normalize edilmiş dalgasayısına karşı toplam ivme gösterilmiştir.

Ek

(7) eşitliğindeki katsayılar ve kullanılan kısaltmalar aşağıda verilmiştir.

$$a_1 = \tilde{X}^2 \,\mathrm{s}^2 \left\{ -0.4\tilde{V}^n_{ther} + 6\tilde{V}^n_{par} c^2 \right\}$$

$$a_2 = \left\{ +\tilde{N}^2 + 2\tilde{X}^2 + \tilde{\kappa}^2 + 6G\tilde{V}^n_{par}\tilde{X}^2 s^2 c^2 + JA + J^2 B \right\}$$

$$a_3 = \left\{ \tilde{V}^n_{par}\tilde{X}^2 6\,\mathrm{s}^2\,\mathrm{c}^2 \left[\tilde{N}^2 + H \right] + G\left[PT_M + 2\tilde{X}^2 + \tilde{\kappa}^2 + JA + J^2 B \right] + \tilde{V}^n_{par} J\tilde{X}^2 \Omega' C \right\}$$

$$a_4 = \tilde{X}^2 \left\{ \begin{array}{l} \tilde{V}^n_{gyro}\Omega' \left[D(\tilde{N}^2 + \Omega') + \tilde{X}^2 \frac{1}{2} E \right] - 6s^2 c^2 \tilde{V}^n_{par} G\left[H + PT_M \right] + \tilde{N}^2 + H + J\Omega'(G\tilde{V}^n_{par} C \\ + \tilde{V}^n_{gyro}\Omega' F) \end{array} \right\}$$

$$a_5 = \left\{ G\tilde{X}^2 \left(H + PT_M + (\Omega')^2 F \left(\tilde{V}^n_{gyro} \right)^2 \tilde{X}^2 \right) - JG\Omega' \left[-\tilde{X}^2 \frac{1}{2} E - (\Omega') D - \left[DPT_M \right] \right] \right\}$$

$\mathrm{s} = \sin\theta$; $\mathrm{c} = \cos\theta$; $\mathrm{c}(2) = \cos 2\theta$; $\Omega' = d\ln\Omega^2 / d\ln R$;

$$PT_M = D \ln PD \ln T / M_s^2$$

$$A = 6\Omega' sc^2 + 2\left(-s + 3sc^2 - 3s^3 \right) + \tilde{\kappa}^2 s^2 \quad ;$$

$$B = s^2 + 3c^2 s^2 - 3s^4 - 18 s^4 c(2)$$

$C = 3s^3c^2 + 9s^3c^2c(2)$; $D = s\left(-1+6c^2\right)$;

$E = 12sc^2 - s + 3sc\left(2\right)$

$F = 1.5s^2 + 9s^2c(2)c^2$; $G = -0.4\tilde{V}_{ther}^{n}\tilde{X}^2s^2$; $H = \tilde{X}^2 + \Omega'$;

$J = \tilde{V}_{par}^{n}\tilde{X}^4$

$\tilde{X} = \dfrac{k_z v_A}{\Omega}$, boyutsuz dalgasayısı. Koşut viskozite, gyroviskozite ısısal iletkenlikler de sırasıyla, $\dfrac{\eta_0 k_z^2}{\Omega} = \tilde{V}_{par}$; $\dfrac{\eta_3 k_z^2}{\Omega} = \tilde{V}_{gyro}$;

$\dfrac{2\chi T}{5P\Omega}k_z^2 = 0.4\tilde{V}_{ther}$

Boyutsuz koşut viskozite, gyroviskozite ve ısısal iletkenlik, sırasıyla

$$\frac{\tilde{V}_{par}}{\tilde{X}^2} = \frac{\eta_0 k_z^2}{\Omega}\frac{\Omega^2}{k_z^2 v_A^2} = \frac{\eta_0\Omega}{v_A^2} = \tilde{V}_{par}^{n} \ , \quad \frac{\tilde{V}_{gyro}}{\tilde{X}^2} = \frac{\eta_3 k_z^2}{\Omega}\frac{\Omega^2}{k_z^2 v_A^2} = \frac{\eta_3\Omega}{v_A^2} = \tilde{V}_{gyro}^{n} \ ,$$

$$\frac{\tilde{V}_{ther}}{\tilde{X}^2} = \frac{\chi T}{P\Omega}k_z^2\frac{\Omega^2}{k_z^2 v_A^2} = \frac{\chi T\Omega}{Pv_A^2} = \tilde{V}_{ther}^{n} \cdot$$

Kaynaklar:

Balbus, S.A., 2001, ApJ, 562:909-917.
Balbus, S. A., 2003, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 41:555-597.
Balbus, S. A., 2004, ApJ, 616: 857-864.
Balbus, S.A. and Hawley, J.F., 1991, ApJ, 376, 214.
Balbus S.A. and Hawley, J.F., 1998, Review of Modern Physics, Vol. 70, No.1.
Braginskii, S.I., 1965, Rev. Plasma Physics, 1, 205.
Chew, G.L., Goldberger, M.L., and Low, F.E., 1956, Proc. R. Soc. London,Ser. A, 236, 112.
Devlen, E. & Pekünlü, E.R., 2007, Mon. Not. R. Astron. Soc., 377, 1245.
Ferraro, N.M., 2007, ApJ, 662:512-516.
Islam, T. And Balbus, S., 2005, ApJ, 633: 328-333.
Parrish, I.J., and Stone, J.M., 2005, ApJ, 633: 334-348.
Parrish,I.J., Stone, J.M., and Lemaster, N., 2008, arXiv:0806.2148v1 [astro-ph] 12 Jun 2008.

Quataert, E., 2008, arXiv:0710.5521 v1 [astro-ph] 29 Oct 2007.
Ramos, J.J., 2003, Physics of Plasmas, Vol. 10, No. 9, 3601-3607.
Ramos, J.J., 2005, Physics of Plasmas, 12, 052102.
Schekochihin, A.A., Cowley, S.C. & Taylor, S.F., 2004, ApJ, 612: 276-307.
Schekochihin, A.A. ve diğ., 2005, ApJ, 629:139-142.
Shakura, N.I. and Sunyaev, R.A., 1973, Astron. Astrophys., 24: 337-355.
Socrates, S.A., Parrish, I.J. and Stone, J.M., 2008, ApJ, 675, 357.
Spitzer, L., 1962, Physics of Fully Ionized Gases (NY: Wiley Interscience).

GÜNEŞ CİVARINDAKİ KATAKLİSMİK DEĞİŞENLERİN KİNEMATİK ÖZELLİKLERİ

Tansel AK[1,2], Selçuk BİLİR[1], Serap AK[1], Zeki EKER[2,3]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite-İstanbul
e-posta: {tanselak, sbilir, akserap}@istanbul.edu.tr
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya
e-posta: {tanselak, eker}@tug.tubitak.gov.tr
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fak., Fizik Böl., Terzioğlu Kampusu, 17100, Çanakkale
e-posta: eker@comu.edu.tr

Özet

Kataklismik değişenlerin (KD) kinematik özellikleri standart evrim modelinin kuramsal öngörüleriyle karşılaştırılmıştır. KD'lerin ortalama kinematik yaşı $4.84(\pm0.75)\times10^9$ yıl bulunmuştur ki bu değer literatürdeki 3×10^9 yıl değerinden yüksektir. Periyot boşluğunun altı ve üstü için ortalama kinematik yaşlar sırasıyla $2.75(\pm1.18)\times10^9$ ve $2.64(\pm1.18)\times10^9$ yıl bulunmuştur. Bu yeni bulgular boşluğun altı ve üstü arasında kinematik bakımdan yaş farkı olmadığını göstermektedir. Halbuki standart evrim modeli 1-2 milyar yıl fark öngörür. KD'lerin periyot boşluğunun altı ve üstü için γ-hızı dispersiyonları sırasıyla 23 ± 4 ve 22 ± 3 km/sn bulunmuştur. Oysa model, boşluğun üstü için yaklaşık 15 km/sn'lik, altı için ise 30 km/sn'lik dispersiyonlar öngörmektedir. Farklı periyot aralıklarındaki ortalama kinematik yaşlara bakıldığında ise, sistemlerin standart evrim kuramınca öngörülenin tam tersine, uzun periyotlara doğru evrimleştikleri izlenimi vardır.

Anahtar Kelimeler : *Kataklismik Değişenler, Güneş Civarı, Kinematik*

Abstract

Kinematical properties of cataclysmic variables (CVs) are compared with the theoretical predictions. Average kinematic age of all CVs in the current sample is derived 4.84±0.75 Gyr that is bigger than previous estimation of 3 Gyr. Average kinematic ages of the systems below and above the period gap are found 2.75±1.18 ve 2.64±1.18 Gyr, respectively. This indicates that there is not a considerable kinematical age difference between the systems below and above the gap. γ velocity dispersions of CVs below and above the period gap are derived 23 ± 4 and 22 ± 3 km/s, respectively. However, the model predicts γ velocity dispersions of about 15 km/s and 30 km/s for the systems above and below the period gap, respectively. The average ages of CVs in different orbital period regimes imply they evolve from shorter to longer periods. However, the standart evolution theory predicts that systems evolve from longer to shorter periods.

Keywords : *Cataclysmic Variables, Solar Neighbourhood, Kinematic*

1. Giriş

Kataklismik değişen (KD) olmaya doğru giden beyaz cüce - anakol bileşenli ayrık bir sistemde kütle aktarımının başlamasından, ve böylece sistemin bir KD olmasından sonraki standart evrim senaryosu açısal momentum kaybı düzeneklerine dayanır. Periyot boşluğunun üzerindeki KD'lerin bileşen yıldızları kısmen konvektif olup bundan dolayı manyetik alanları vardır. Bileşen yıldızdaki manyetik alanın, bileşenin tümüyle konvektif olduğu ve manyetik frenlemenin kesildiği yaklaşık 3 saatlik yörünge periyoduna kadar manyetik frenleme yoluyla yörüngesel açısal momentum kaybına yol açtığı düşünülür (Spruit ve Ritter 1983). Konvektif bileşen yıldız termal denge yarıçapına doğru gevşer ve Roche lobunun içine büzülür. Bu noktada kütle aktarımı tümüyle kesilir ve yörüngesel açısal

momentum kaybına yol açan hakim düzenek çekimsel ışınım olur. Kütle aktarımı durduğundan sistem bir KD olarak belirlenemezken, çekimsel ışınımın salımı yoluyla daha kısa yörünge periyotlarına doğru evrimleşir. Bileşen yıldız Roche lobunu yaklaşık 2 saatlik yörünge periyodunda bir kez daha doldurur ve kütle aktarımı uzun periyotlardakinden çok daha düşük bir oranla da olsa yeniden başlar. Yörünge periyodu yaklaşık 80 dakikalık gözlenen minimuma kadar kısaldığında bileşen yıldız yozlaşır ve daha fazla kütle aktarımı yörünge periyodunun uzamasına yol açar. Bu evreden geçmiş sistemlere periyot sıçrayıcıları (period bouncers, Patterson 1998) adı verilmektedir.

Her ne kadar yukarıdaki model, yaklaşık $2 < P < 3$ saat aralığında sistem sayısında görülen düşüşe verilen isimle, periyot boşluğunu başarıyla açıklıyor olsa da modelin bazı önemli öngörüleri gözlemlerle çatışmaktadır. Modele göre KD'ler yaşamlarının çoğunu periyot minimumu civarında geçirdiklerinden, yörünge periyodu dağılımının 70-80 dakikalık bölgesinde sayıca önemli bir yığılma olmalıdır. Böyle bir yığılma gözlenmemiştir (Kolb ve Baraffe 1999). Öbek sentezlerine göre (Kolb ve Baraffe 1999, de Kool 1992, de Kool ve Ritter 1993, Kolb 1993, Politano 1996, Howel ve diğ. 1997, King ve Schenker 2002) KD öbeğinin büyük kısmı 2 saatten kısa yörünge periyotlu sistemlerden oluşmalıdır. Yörünge periyodu dağılımında böyle bir yığılma da görülmemiştir. Üstelik KD'ler için bulunan gözlemsel uzay yoğunlukları kuramsal hesapların sadece alt sınırlarıyla uyumludur (Pretorius ve diğ. 2007, Ak ve diğ. 2008a). Bazı alternatif senaryolar (Livio ve Pringle 1994, King ve Kolb 1995, Clemens ve diğ. 1998, Kolb ve diğ. 1998) ve bazı alternatif açısal momentum kayıp düzenekleri (Andronov ve diğ. 2003, Taam ve Spruit 2001, Schenker ve diğ. 2002, Willems ve diğ. 2005, Willems ve diğ. 2007) önerilmiş olsa da bunların hiçbiri böyle problemleri başarıyla çözememiştir.

KD'lerin yukarıda özetlenen standart evrim modelinin öngörülerini sınamak için kullanılabilecek gözlemsel veriler seçim etkilerine maruz kalır. Parlaklığa bağlı seçim etkisi en kuvvetli olandır (Pretorius ve diğ. 2007). Bununla birlikte, örneğin bir KD'nin sıfır-yaş-anakol çift yıldızının oluşumundan itibaren geçen süre olarak tanımlanan yaşı modelin öngörülerinin sınanması için kullanılabilir.

Zira bir KD'nin yaşı belli bir periyotta kütle transfer oranını etkilemez; dolayısıyla KD'lerin yaş dağılımı parlaklığa bağlı seçim etkisinin tesiri altında değildir (Kolb 2001).

KD'lerin oluşum ve evrimi için bilinen standart modeli uygulamak yoluyla elde ettikleri bir model öbekten itibaren galaktik KD'lerin yaş yapısını belirleyen Kolb ve Stehle (1996), çoğu 1.5×10^9 yıldan genç olmak üzere, periyot boşluğunun üzerindeki yörünge periyotlarına sahip sistemlerin ortalama yaşının 10^9 yıl olduğunu öngördüler. Aynı araştırmacılar, çoğu 10^9 yıldan daha yaşlı olmak üzere, periyot boşluğunun altındaki sistemlerin ortalama yaşının da 3-4×10^9 yıl olduğunu öngördüler. Aynı araştırmacılar, γ hızı (sistem hızı) dispersiyonunu periyot boşluğunun altındaki sistemler için $\sigma_\gamma \cong$ 30 km/sn, periyot boşluğunun üstündeki sistemler için ise $\sigma_\gamma \cong$ 15 km/sn öngörmüşlerdir. Kolb'a (2001) göre boşluğun altı ve üstündeki sistemlerin yaş farkı, ortak zarf sonrası evreden kütle transferinin başladığı evreye kadar geçen zamandan kaynaklanmaktadır. Ancak, bir grup KD için gözlenen γ hızı değerlerini derleyen ve bunları inceleyen van Paradijs ve diğ. (1996), boşluğun altı ve üstü arasında böyle bir fark bulamadılar. North ve diğ. (2002) sadece dört sistemin duyarlı γ hızı ölçümlerinden boşluğun üstündeki sistemler için yaklaşık 8 km/sn'lik hız dispersiyonu önerdiler. Kolb'a (2001) göre eğer ortak zarf sonrası ayrık evrede manyetik frenleme çalışmıyorsa, boşluğun üstündeki ve altındaki γ hızı dispersiyonları sırasıyla ~27 ve ~32 km/sn olmalıdır.

Galaktik uzay ve hız dağılımları belli tür cisimlerin evrimleri hakkında genel bir senaryoyu veya senaryonun bir aşamasını işaret etmeleri bakımından önemlidirler. Eğer farklı periyot aralıklarındaki KD'lerin ortalama yaşları bilinebilirse, bu bilgi KD evrimi hakkındaki anlayışımızı değiştirebilir. Çalışmamızın amacı, Güneş civarındaki KD'lerin kinematik özelliklerini elde ederek, KD'lerin standart evrim modellerinin öngörülerini sınamak ve model parametreleri için sınırlamalar elde etmektir.

2. Veriler

Gözlemsel bakımdan uzay yoğunluklarının veya kinematik özelliklerin bulunmasında ilk adım, belli bir KD grubu için güvenilir uzaklıkların elde edilmesidir. Çok sayıda sisteme uygulanarak

nispeten güvenilir uzaklıkları verebilecek tek bir yöntem, KD'lerin gerçek uzay dağılımları, uzay yoğunlukları ve kinematik özelliklerinin bulunmasında can alıcı derecede önemlidir. Böyle bir yöntem yakın zamanda Ak ve diğ. (2007) tarafından önerilmiş ve çalışmamızda kullanılan sistemlerin uzaklıkları Ak ve diğ.'den (2008a) alınmıştır.

KD'lerin kinematik özelliklerinin belirlenmesi amaçlandığında uzaklık bilgisinin yanısıra her sistem için öz hareket ve γ hızı da bilinmelidir. Uzaklıkları bilinen KD'lerin öncelikle γ hızlarının ölçülmüş olup olmadığı araştırıldı. van Paradijs ve diğ. (1996) KD'lerin 1994 yılına kadar ölçülmüş γ hızlarını derlediklerinden, bu çalışmada 2007 yılının ilk yarısına kadar literatür taranarak sistemlerin γ hızları van Paradijs ve diğ. (1996) ile aynı tarzda derlendi. Böylece uzaklıkları Ak ve diğ. (2008a) tarafından hesaplanmış KD'lerden 194 tanesi için γ hızları bulundu.

İyi bilinmektedir ki salma çizgilerinden elde edilen dikine hızlar muhtemelen yığışma diski veya madde akımındaki hareketlerden etkilenmişlerdir. Bundan dolayı salma çizgilerinden ölçülen γ hızları (γ_{em}) güvenilir olmayabilirler. Ancak, soğurma çizgileri çok zayıf oldukları için her sistemde belirlenemeyebilir (North ve diğ. 2002). γ hızı bulunan 194 sistemin 59 tanesinde γ hızı ölçümleri soğurma çizgilerinden (γ_{abs}) yapılmış ve bu çalışmada böyle ölçümler tercih edilmiştir. Çalışmamızda γ_{em} değerlerinde muhtemel sistematik hatalar da aradık. Sistemlerden 47 tanesinin hem γ_{em} hem de γ_{abs} ölçümleri vardır. Bu ölçümlerden itibaren ortalama farkı $\langle\gamma_{em}-\gamma_{abs}\rangle = +0.57\pm14.3$ km/sn hesapladık ve gözlenen γ hızlarının, hangi tür çizgilerden ölçülürlerse ölçülsünler anlamlı istatistik analize imkan sağlayacakları sonucuna ulaştık.

γ hızları bilinen sistemlerin öz hareketlerinin çoğu Zacharias ve diğ.'nin (2005) *NOMAD* kataloğundan alınmıştır. Bahsi geçen 194 sistemin çalışmamızda kullanılacak kinematik verileri Ak ve diğ. (2008b) tarafından sunulmuştur.

2.1 Galaktik uzay hızları

Veri setinde bulunan KD'lerin Güneş'e göre uzay hızları, Johnson ve Soderblom'un (1987) algoritmaları ve dönüşüm matrisleri kullanılarak hesaplanmıştır. Veri setindeki sistemler genelde uzak olmamalarına rağmen, uzay hızlarında diferansiyel galaktik rotasyon

için düzeltmeler de Mihalas ve Binney (1981) tarafından tanımlanan yolla yapılmıştır. *U*, *V* ve *W* bir yıldızın Güneş'e göre hız vektörünün bileşenleridir. *U* galaktik merkeze doğru, *V* galaktik rotasyon yönünde ve *W* kuzey galaktik kutba doğru yönlenmişlerdir.

Uzay hızı bileşenlerinin belirsizlikleri, Johnson ve Soderblom'un (1987) bir algoritması kullanılarak giriş verilerindeki belirsizliklerden itibaren hesaplanmıştır. Buradan itibaren uzay hızındaki belirsizlikler de ($(S_{err})^2 = (U_{err})^2 + (V_{err})^2 + (W_{err})^2$) hesaplanmıştır. Her bir hız bileşeninin hatalarının ve toplam hataların (S_{err}) histogramları çizildiğinde, büyük hata mertebelerinin varlığı ($S_{err} > 30$ km/sn) dikkati çekmiştir. Kinematik yaşların güvenilirliği uzay hızı dispersiyonlarının güvenilirliğine çok bağlıdır. Tekrar tekrar yapılan denemeler sonucunda, en yüksek uzay hızı hatalarına sahip sistemlerin verilerden uzaklaştırılmasının uzay hızı dispersiyonlarını düşürdüğü görülmüştür. Bundan dolayı veri setini saflaştırmak için $S_{err} > 30$ km/sn olan sistemlerin veri setinden çıkarılmasına karar verilmiş, ve uzay hızı dispersiyonlarının bu değerin daha aşağı çekilmesinden etkilenmedikleri görülmüştür. Saflaştırılmış örneğin hata değerlerinin ortay değeri *U* hızı için 7.7, *V* hızı için 7.5 ve *W* hızı için de 7.0 km/sn'dir. Hataların standart sapmaları da sırasıyla ±4.8, ±4.4 ve ±4.4 km/sn'dir. Bu veri ayıklama işleminin neticesinde veri setindeki sistem sayısı 159'a inmiştir.

Saflaştırılmış veri setindeki sistemlerin uzay hızı bileşenlerinin *U*-*V* ve *W*-*V* düzlemlerindeki dağılımları Şekil 1'de sunulmuştur. Yapılan testler saçılmanın hatalardan kaynaklanmadığını göstermiştir. Dolayısı ile hız düzlemlerindeki dispersiyonun hız hatalarından etkilenmesinin mümkün olmadığı anlaşılmış, saflaştırılmış veri seti için hesaplanan uzay hızları ve bunların dispersiyonlarının güvenilir olduğu sonucuna ulaşılmıştır. Local standart of rest (LSR) için düzeltme, Güneş'in $(U, V, W)_\odot = (9, 12, 7)$ km/sn hızını (Mihalas ve Binney 1981) sistemlerin (U, V, W) uzay hızı bileşenlerinden çıkarmakla hesaplandı. Çalışmanın bu noktasından itibaren tüm uzay hızı bileşenleri LSR düzeltmesi yapılmış değerleriyle (U_{LSR}, V_{LSR}, W_{LSR}) kullanılmıştır.

2.2 Uzay dağılımları

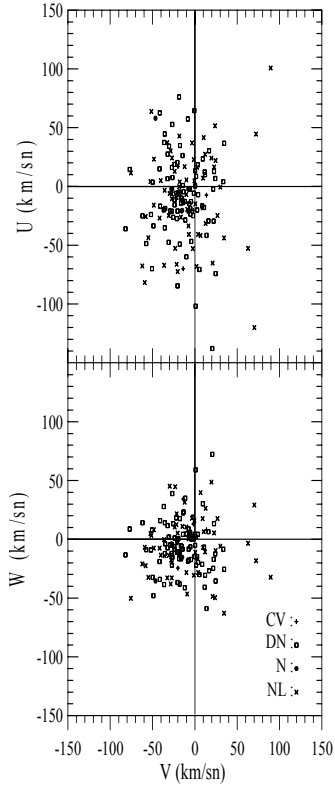
Saflaştırılmış veri setinin uzay dağılımını incelemek için Güneş merkezli dik galaktik koordinatlar (X galaktik merkeze doğru, Y galaktik dönme doğrultusunda ve Z kuzey galaktik kutba doğru) hesaplanmıştır. Tüm verilerin ortay uzaklık değeri 300 pc'tir. Saflaştırılmış veri setindeki sistemler Güneş civarında ve galaktik diskte bulunmakta olup, bu çalışmadaki veri sayısı üç kat az olmasına rağmen Ak ve diğ. (2008a) tarafından kullanılan veri setiyle hemen hemen aynı uzayı kapsadıkları görülmüştür.

2.3 Öbek analizi

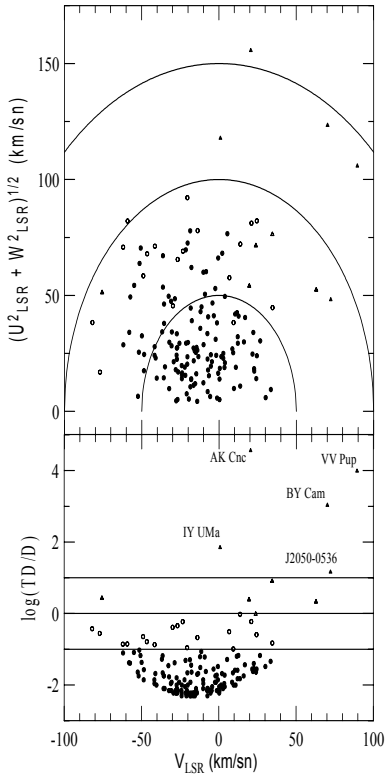
Güneş civarındaki KD'lerin öbek tiplerini (ince ve kalın diskler veya halo) belirlemek için Bensby ve diğ.'nin (2003, 2005) kinematik yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem, ince disk, kalın disk ve halodaki yıldız öbeklerinin LSR'ye göre galaktik uzay hızları dağılımının normal bir dağılım olduğu varsayımına dayanır, ve her bir yıldızın belli bir öbeğine ait olma olasılığını verir. Buna göre hesaplanan bağıl olasılık değeri TD/D, yüksek olasılıklı ince disk yıldızları için $TD/D < 0.1$, düşük olasılıklı ince disk yıldızları için $0.1 < TD/D < 1$, düşük olasılıklı kalın disk yıldızları için $1 < TD/D < 10$ ve yüksek olasılıklı kalın disk yıldızları için de $TD/D > 10$ olur.

KD'lerin V_{LSR}-log(TD/D) ve Toomre diyagramı Şekil 2'de gösterilmiştir. Şekil 2'deki yatay çizgiler V_{LSR}-log(TD/D) diyagramını alttan yukarı doğru dört bölgeye ayırır: düşük ve yüksek olasılıklı ince disk yıldızları ile düşük ve yüksek olasılıklı kalın disk yıldızları. Toomre diyagramındaki dairesel çizgiler, 50 km/sn'lik adımlarla belli $(U^2_{LSR}+W^2_{LSR})^{1/2}$ galaktik uzay hızlarına karşılık gelmektedir. Bensby ve diğ. (2003, 2005) tarafından verilen kriterlere göre; bu veri setindeki KD'lerin 131 tanesi (~%83) yüksek olasılıklı ince disk yıldızı, 18 tanesi (~%11) düşük olasılıklı ince disk yıldızı, 5 tanesi (~%3) düşük olasılıklı kalın disk yıldızı ve 5 tanesi de yüksek olasılıklı kalın disk yıldızıdır. Dolayısı ile, yapılan öbek analizi sonucu, bu çalışmadaki KD'lerin hemen hemen hepsinin ince disk yıldızları oldukları anlaşılmıştır ki bu sonuç uzay dağılımlarının incelenmesinden elde edilen sonucu destekler.

2.4 Hız dispersiyonları ve kinematik yaşlar



Şekil 1. *KD'lerin uzay hızı bileşen-lerinin U-V ve W-V düzlemlerinde dağılımı. CV tipi belirsiz KD'leri, DN cüce novaları, NL nova-benzeri yıldızları ve N ise novaları göstermektedir.*



Şekil 2. *Alt panel: KD'lerin V_{LSR}-log(TD/D) diyagramı. Üst panel: KD'lerin Toomre diyagramı. İçi dolu ve boş daireler düşük ve yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarını, içi boş ve dolu üçgenler ise düşük ve yüksek olasılıklı kalın disk yıldızlarını göstermektedir.*

KD'lerin kinematik yaşları, hız dispersiyonları kullanılarak hesaplanabilir (Cox 2000, Ak ve diğ. 2008b). Toplam hız dispersiyonu (σ_v) Wielen (1992) ve van Paradijs ve diğ. (1996) tarafından verildiği şekilde hesaplanmıştır. İzotropik bir dağılım için γ hızı dispersiyonu $\sigma_\gamma^2 = \frac{1}{3}\sigma_v^2$ ile tanımlanmıştır. Saflaştırılmış veri

setindeki tüm sistemler için ve bunların çeşitli alt grupları için toplam dispersiyonlar ve kinematik yaşlar Tablo 1'de verilmiştir.

Saflaştırılmış veri setindeki KD'lerin ortalama kinematik yaşı $4.84(\pm 0.75)\times 10^9$ yıl bulunmuştur. Bu sistemler için γ hızı dispersiyonu $\sigma_\gamma = 30 \pm 2$ km/sn'dir. KD tiplerinin ortalama yaşları ve toplam uzay hızı dispersiyonlarına bakıldığında, sayıları çok az olduğu için kesin bir yargıya varmanın güvenilir olmadığı novalar hepsinden daha genç görünürken, cüce novaların nova-benzeri yıldızlardan dikkati çeker derecede genç oldukları anlaşılmaktadır. Bu yaş farkları uzay hızı bileşenlerinin Şekil 3'te gösterilen *U-V* düzlemindeki dağılımına bakılarak da anlaşılabilir. Şekil 3'te cüce novaların *U-V* diyagramının merkezi bölgesinde yoğunlaşma görülürken, nova-benzeri yıldızlarda böyle bir yığılma yoktur.

Tablo 1'de listelenen kinematik yaşlar, manyetik sistemlerin (polar veya intermediate polar) manyetik olmayan sistemlerden neredeyse 3.5 milyar yıl daha yaşlı olduklarını göstermektedir. Sadece ince diskte yer alan sistemler için de manyetik olan ve olmayan sistemler arasındaki yaş farkı çok daha az (400 milyon yıl kadar) olsa bile, yine manyetik sistemlerin daha yaşlı olması yönündedir.

Tablo 1. *KD'lerin uzay hızı dispersiyonları ve kinematik yaşları. NonM manyetik olmayan sistemleri, DN cüce novaları, NL nova-benzeri yıldızları, N ise novaları göstermektedir. Farklı yörünge periyodu (P; birimi saattir) aralıklarındaki sistemler, sadece yüksek olasılıklı ince disk yıldızları (TD/D < 0.1) içinden seçilmişlerdir. Başlık satırındaki N sistem sayısını gösterir.*

Parametre	**N**	$\sigma_{U_{LSR}}$	$\sigma_{V_{LSR}}$	$\sigma_{W_{LSR}}$	σ_v	*Yaş*
		(km/sn)	**(km/sn)**	**(km/sn)**	**(km/sn)**	**(10^9 yıl)**
Tüm veriler	159	36.86 ± 2.93	27.48 ± 2.19	22.69 ± 1.80	51.27 ± 4.08	4.84 ± 0.75
DN	87	35.31 ± 3.81	23.46 ± 2.52	21.84 ± 2.35	47.69 ± 5.14	4.19 ± 0.94
NL	63	39.47 ± 5.01	33.29 ± 4.21	24.15 ± 3.06	57.00 ± 7.22	5.89 ± 1.31
N	5	31.00 ± 14.59	17.56 ± 5.81	14.01 ± 5.87	38.28 ± 16.77	2.57 ± 2.96

NonM	134	34.11 ± 2.96	24.68 ± 2.13	22.61 ± 1.96	47.79 ± 4.14	4.21 ± 0.75
Manyetik sistemler	25	49.01 ± 9.97	39.20 ± 7.78	23.15 ± 4.71	66.89 ± 13.49	7.68 ± 2.28
TD/D < 0.1	131	28.60 ± 2.49	20.76 ± 1.81	16.65 ± 1.46	39.07 ± 3.41	2.70 ± 0.57
0.1 < TD/D ≤ 1	18	51.67 ± 1.09	36.57 ± 8.43	35.69 ± 8.66	72.67 ± 17.09	8.68 ± 2.74
TD/D > 1	10	77.95 ± 25.60	62.85 ± 15.00	47.59 ± 15.73	110.87 ± 33.58	14.35 ± 3.81
1.20 < P ≤ 2.62	47	27.60 ± 2.49	22.87 ± 4.56	16.24 ± 4.14	39.35 ± 6.87	2.75 ± 1.18
2.62 < P ≤ 4.05	42	28.02 ± 4.28	21.47 ± 4.60	15.90 ± 4.43	38.72 ± 6.91	2.64 ± 1.18
1.20 < P ≤ 1.62	16	20.86 ± 3.00	25.97 ± 4.68	16.43 ± 4.34	37.14 ± 5.96	2.39 ± 0.99
1.62 < P ≤ 2.62	31	30.50 ± 5.63	21.10 ± 4.57	15.15 ± 4.07	40.45 ± 7.30	2.93 ± 1.27
2.62 < P ≤ 3.34	16	21.67 ± 3.97	21.03 ± 4.79	15.39 ± 4.90	33.89 ± 7.08	1.90 ± 1.12
3.34 < P ≤ 4.05	26	31.30 ± 4.30	21.73 ± 4.53	16.21 ± 4.19	41.41 ± 6.82	3.09 ± 1.20
4.05 < P ≤ 6.00	28	33.02 ± 4.35	17.76 ± 3.65	18.16 ± 4.09	41.66 ± 6.23	3.13 ± 1.10

Yüksek olasılıklı ince disk KD'leri, düşük olasılıklı ince disk KD'leri ve yüksek olasılıklı kalın disk KD'leri için Şekil 3'te verilen *U-V* diyagramlarına ve Tablo 1'de verilen yaşlar ve toplam dispersiyonlara bakıldığında, beklendiği gibi belirgin yaş farkları ortaya çıkmaktadır. Merkezi toplanmalarıyla yüksek olasılıklı ince disk yıldızları diğer öbeklerden çok daha genç görünmektedirler. Düşük ve yüksek olasılıklı kalın disk KD'lerinin uzay hızı bileşenlerinin *U-V* düzlemindeki dağılımları özellikle ilginçtir: bu yaşlı sistemlerin hemen hemen hepsi galaktik disk boyunca Güneş'ten ileri doğru genelde çok hızlı bir şekilde hareket etmektedirler.

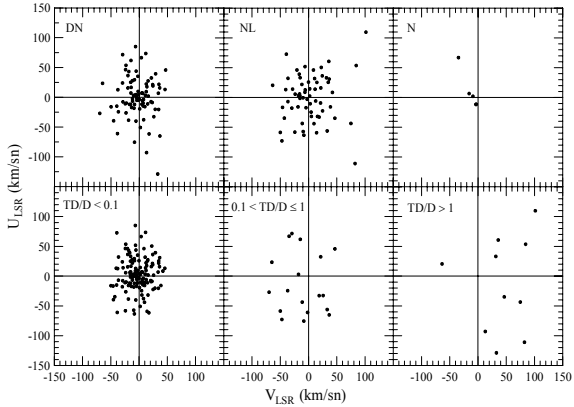
Veri setindeki sistemler için periyot boşluğunun ortasına 2.62 saatlik periyot karşılık gelir. Sadece yüksek olasılıklı ince disk yıldızları (*TD/D* < 0.1) ele alınarak, yörünge periyotları 1.2-2.62 saat ile 2.62-4.05 saat arasında kalan sistemlerin (ki bunlar periyot

boşluğunun altı ile üstünde sayıca yoğunlaşma olan aralıklardır) uzay hızı dispersiyonları ve ortalama kinematik yaşları Tablo 1'de verilmiştir. Tablo 1 bu sistemlerin ortalama kinematik yaşları arasında fark olmadığını göstermektedir. KD'lerin periyot boşluğunun altı ve üstü için γ-hızı dispersiyonları, sırasıyla 23 ± 4 ve 22 ± 3 km/sn bulunmuştur. Bu sistemlerin *U-V* diyagramları Şekil 4'te gösterilmiştir.

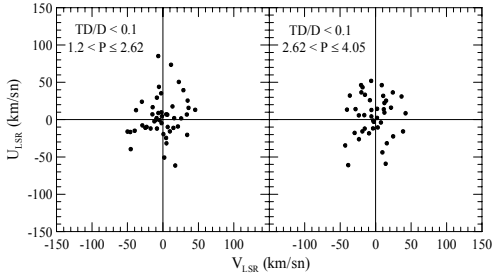
Daha dar yörünge periyodu aralıklarındaki KD'lerin uzay hızı dağılımları ve kinematik yaşlarına bakıldığında (Tablo 1), periyot boşluğunun altındaki ve üstündeki sistemlerin daha uzun periyotlara doğru yaşlandıkları görülmüştür. Burada dikkati çeken bir başka özellik, periyot boşluğunun altındaki ve üstündeki sistemlerin kinematik bakımdan birbirlerinin devamı gibi görünmemeleridir.

3. Tartışma

Bu çalışmadaki veri setinde bulunan KD'lerin beşi hariç hepsi galaktik disktedirler ve Bensby ve diğ.'nin (2003, 2005) önerdiği kinematik yöntemle de doğruladığımız bu durum uzay dağılımları bakımından çalışmamızda bir seçim etkisinin bulunduğunu gösterir.



Şekil 3. *KD'lerin alt tipleri ve öbekleri için U-V diyagramları. DN, NL ve N kısaltmaları Şekil 1'deki gibidir. TD/D < 0.1 yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarını, 0.1 < TD/D ≤ 1 düşük olasılıklı ince disk yıldızlarını, TD/D > 1 ise yüksek olasılıklı kalın disk yıldızlarını göstermektedir.*



Şekil 4. *Periyot boşluğunun altındaki (1.2 < P(saat) ≤ 2.62) sistemlerle, boşluğun hemen üzerindeki (2.62 < P(saat) ≤ 4.05) sistemlerin U-V diyagramları.*

Sistemlerin *U-V* ve *W-V* dağılımlarının hem merkezi toplanma hem de saçılma göstermesi, veri setinin kinematik bakımdan heterojen olduğunu, diyagramlarda hem genç hem de yaşlı sistemlerin birarada bulunduklarını göstermektedir. Hatta aynı bir yörünge periyodu aralığında dahi genç ve yaşlı sistemler bulunabilmektedir. Bunun sebebi, evrimin başlangıcındaki farklı bileşen kütleleri ve ortak zarf sonrasındaki farklı yörünge yarıçaplarıdır. Düşük ve yüksek olasılıklı kalın disk KD'lerinin hemen hemen hepsinin galaktik disk boyunca Güneş'ten ileri doğru genelde çok hızlı bir şekilde hareket ettikleri görülmüştür. Ancak şurası açıktır ki çalışmamız KD'lerin yaş dağılımının genelde genç sistemler yönünde bir yığılma gösterdiğini kanıtlamaktadır.

KD'lerin ortalama kinematik yaşı $4.84(\pm0.75)\times10^9$ yıl bulunmuştur. Bu değer, van Paradijs ve diğ.'nin (1996) bulduğu 3×10^9 yıldan fazladır. İlginç olan, yörünge periyodu boşluğunun altındaki ($2.75(\pm1.18)\times10^9$ yıl) ve üstündeki ($2.64(\pm1.18)\times10^9$ yıl) sistemler arasında anlamlı bir yaş farkının bulunamamasıdır. Zira Kolb ve Stehle'nin (1996) standart evrim modeline dayanan hesaplarına göre bu KD'ler arasında $2\text{-}3\times10^9$ yıllık ortalama yaş farkı bulunmalıdır. Dolayısı ile ne Kolb ve Stehle'nin (1996) boşluğun altı ve üstü için öngördükleri sırasıyla $\sigma_\gamma \cong 30$ km/sn ve $\sigma_\gamma \cong 15$ km/sn'lik, ne de Kolb'un (2001) öngördüğü sırasıyla ~32 ve ~27 km/sn'lik γ hızı dispersiyonlarını destekleyen gözlemsel sonuçlara ulaşılmıştır ki her iki çalışma da standart evrim kuramına dayanmaktadır.

Şunu belirtmeliyiz ki muhtemelen asimetrik zarf atımı gösteren ve tekrarlayan nova patlamalarının toplam etkisi, evrimleri boyunca KD'lerin γ hızı dispersiyonlarını artırabilir (Kolb ve Stehle 1996). Eğer böyle bir etki varsa bulduğumuz γ hızı dispersiyonları ve yaşlar üst sınırları temsil etmekte, ancak gruplar arasındaki farklar etkilenmemektedir.

Çalışmamızın bizce en ilginç sonucu, periyot boşluğunun altı ve üstündeki sistemlerin dar yörünge periyodu aralıklarına bölündüklerinde, boşluğun altı ve üstündeki sistemlerin daha uzun periyotlara doğru birbirlerinden bağımsız olarak evrimleşmeleridir. Bu durum, düşük kütleli bileşenden yüksek kütleli bileşene doğru kütle transferi olan çift sistemlerde yörünge periyodu bakımından beklenen evrimleşme doğrultusunu işaret ederken, KD'ler için standart evrim kuramının tam tersi bir evrimleşme doğrultusudur. Öyleyse KD'lerdeki yörüngesel açısal momentum kaybı kuramın beklentisi kadar yüksek olmayabilir.

Eğer bu çalışmadaki gözlemsel sonuçlar daha fazla ve daha duyarlı verinin birikmesiyle doğrulanırsa, standart evrim modeline inanmamak için elimizde kuvvetli bir kanıt daha olacaktır.

Kaynaklar

Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Retter, A., 2007, New Astr., 12, 446-453
Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Eker, Z., 2008a, *New Astr*., 13, 133-143
Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Eker, Z., 2008b, N*ew Astr*., hazırlanıyor
Andronov, N., Pinsonneault, M., Sills, A., 2003, *ApJ*, 582, 358-368
Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., 2003, *A&A*, 410, 527-551

Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., Ilyin, I., 2005, *A&A*, 433, 185-203
Clemens, J.C., Reid, I.N., Gizis, J.E., O'Brien, M.S., 1998, *ApJ*, 496, 352-363
Cox, A.N., 2000, New York: AIP Press; Springer, Edted by Arthur N. Cox. ISBN: 0387987460
de Kool, M., 1992, *A&A*, 261, 188-202
de Kool, M., Ritter, H., 1993, *A&A*, 267, 397-409
Howell, S.B., Rappaport, S., Politano, M., 1997, *MNRAS*, 287, 929-936
Johnson, D.R.H., Soderblom, D.R., 1987, *AJ*, 93, 864-867

King, A.R., Kolb, U., 1995, *ApJ*, 439, 330-336
King, A.R., Schenker, K., 2002, *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, B.T. Gänsicke, K.
Beuermann, K. Reinsch (eds.), ASP Conf. Ser.Proc., Vol.261, p.233
Kolb, U., 1993, *A&A*, 271, 149-166
Kolb, U., 2001, *The influence of binaries on stellar population studies*, Astrophysics and space science library
(ASSL), Vol. 264., Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, p.321
Kolb, U, Stehle, R., 1996, *MNRAS*, 282, 1454-1460
Kolb, U., King, A.R., Ritter, H., 1998, *MNRAS*, 298, L29-L33
Kolb, U., Baraffe, I., 1999, *MNRAS*, 309, 1034-1042
Livio, M., Pringle, J.E., 1994, *ApJ*, 427, 956-960
Mihalas, D., Binney, J., 1981, '*Galactic Astronomy*', 2nd edition, Freeman, San Fransisco

North, R.C., Marsh, T.R., Kolb, U. ve diğ., 2002, *MNRAS*, 337, 1215-1223
Patterson, J., 1984, *ApJS*, 54, 443-493
Patterson, J, 1998, *PASP*, 110, 1132-1147
Politano, M., 1996, *ApJ.*, 465, 338-358
Pretorius, M.L., Knigge, C., O'Donoghue, D., Henry, J.P., Gioia, I.M., Mullis, C.R., 2007, *MNRAS*, 382, 1279-
1288
Schenker, K., King, A. R., Kolb, U. ve diğ., 2002, *MNRAS*, 337, 1105-1112
Spruit, H., Ritter, H., 1983, *A&A*, 124, 267-272
Taam, R.E., Spruit, H.C., 2001, *ApJ*, 561, 329-336
van Paradijs, J., Augusteijn, T., Stehle, R., 1996, *A&A*, 312, 93-96
Wielen, R., Dettbarn, C., Fuchs, B. ve diğ., 1992, *The Stellar Populations of Galaxies*, Proc. IAU Symp. 149, B.
Barbuy, A. Renzini (eds.), Kluwer, Dordrecht, p.81
Willems, B., Kolb, U., Sandquist, E.L. ve diğ., 2005, *ApJ*, 635, 1263-1280.
Willems, B., Taam, R.E., Kolb, U., Dubus, G., Sandquist, E.L., 2007, *ApJ*, 657, 465-481.
Zacharias, N., Monet, D.G., Levine, S.E., Urban, S.E., Gaume, R., Wycoff, G.L., 2005,

VizieR On-line Data Catalog: I/297

SÖNÜK KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

Dicle ZENGİN ÇAMURDAN[1] , C. Muzaffer ÇAMURDAN[1] , Cafer İBANOĞLU[1]

Özet

Bu çalışmada Sloan gökyüzü taraması (Sloan Digital Sky Surve, SDSS) ile kataklismik değişen yıldız (CV) olduğu belirlenen sönük ($V > 17$ kadir) beş sistemin Şubat 2006 ile Mart 2008 tarihleri arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) RTT-150 teleskobu ile yapılan CCD gözlemlerinin sonuçları yeralmaktadır. SDSS J092009.54+004244.9, J132723.39+652854.3, SDSS J122740.83+513925.0, SDSS J160745.02+362320.7, SDSS J145758.21+514807.9 kısa dönemli ($P < 4$ saat) kataklismik değişenlerinin, sakin evrede sıcak leke ve "*flikering*" olarak adlandırılan beyaz cüceden kırmızı cüceye aktarılan maddedeki hızlı değişimlerin neden olduğu kısa zaman ölçekli yapılardan kaynaklanan değişimler incelenmiştir. Sistemlerin bileşenleri, toplanma diski ve parlak lekeye ilişkin, ışık eğrisinin biçiminden ve yörünge döneminden elde edilen sonuçları tartışılmıştır. İki yıldızın fotometrik dönemi bu çalışmada ilk defa belirlenmiş ve öteki sistemlerin dönemlerinde düzeltmeler yapılmıştır. SDSS ile keşfedilen ancak başka literatür çalışması olmayan J122740.83+513925.0 kataklismik değişenin dönem boşluğunun altında, ~2 kadirlik derin tutulma gösteren bir sistem olduğu belirlenmiştir.

***Anahtar kelime**: kataklismik, yakın çift yıldızlar, yıldızlar: SDSS J092009.54+004244.9, SDSS J132723.39+652854.3, SDSS J122740.83+513925.0, SDSS J160745.02+362320.7, SDSS J145758.21+514807.9*

Abstract

İn this study we present photometric observation of ($V > 17$ mag) five faint cataclysmic variable stars (CVs) discovered by Sloan Digital Sky Survey (SDSS). The observation of these objects were performed by the Russian-Turkish 1.5-m telescope RTT150 at the TUBITAK National Observatory, between 2006 February and 2008 March. We are purposed time-resolved CCD photometry of the short-period CVs ($P < 4$ h); SDSSJ092009.54+004244.9, SDSSJ132723.39+652854.3, SDSSJ122740.83+513925.0, SDSSJ160745.02+362320.7, SDSSJ145758.21+514807.9 to search orbital variability due to hot-spot modulation, "*flickering*" structure that occurs on short time scale and from rapid fluctuations of material transfering from red star to white dwarf and periodities related to the orbital periods. Priliminary results on components of systems, accretion disc and hot spot that derived from the morphology of the light curves and orbital period are discussed. The orbital period of two system are determined in this study and the others generally confirm previous photometric observation. SDSS J122740.83+513925.0 is detected as a system that shows deep (~2 mag) eclipses, below the period gap that discovered by SDSS.

***Key words**: cataclysmic, close binaries, individual stars: SDSS J092009.54+004244.9, SDSS J132723.39+652854.3, SDSS J122740.83+513925.0, SDSS J160745.02+362320.7, SDSS J145758.21+514807.9*

---

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir.

1. Giriş

Çift yıldızlar bileşenler arasındaki çekimsel etkileşimler ve kütle aktarımının bileşenler üzerine etkisi gibi sistemin doğasına ve evrimine ilişkin bilgi vermesi açısından çok değerli astrofiziksel araçlardır. Kataklizmik Değişenler (CV), geri tayf türünden Roche lobunu doldurmuş ve iç Lagrange noktasından madde kaybeden bir *kırmızı cüce* (bileşen yıldız) yıldız ile kaybedilen bu maddeyi toplayan bir *beyaz cüce* (baş yıldız) yıldızdan oluşan, yörünge dönemleri bir günden az, etkileşen *çift yıldız* dizgeleridir. Beyaz cüce çok güçlü bir manyetik alana sahip olmadıkça, yoldaştan aktarılan kütle aktarılan maddenin açısal momentumundan dolayı beyaz cüce etrafında bir disk oluşturur ve sonunda da beyaz cücenin üzerinde yığılır [12]. Yıllar boyunca sürdürülen gözlemsel çalışmalara rağmen bilinen ve çok iyi çalışılmış CV'lerin sayısı, bu tür sistemlerin gözlenen özelliklerinin anlaşılması açısından yetersizdir. Büyük ölçekli, tamamlanmış ve hala sürdürülmekte olan Sloan Digital Sky Survey [5], Hamburg Quasar Survey (HQS; [1]), Faint Sky Variability Survey (FSVS; [2]) gibi gökyüzü taramaları çok sayıda CV alttürünün keşfini sağlamıştır. SDSS kısa yörünge dönemli ve düşük aktarım miktarlarına sahip ~220 CV'nin belirlenmesini sağlamıştır ve bunların yaklaşık % 80'i yeni keşfedilmiştir (*bkz.* [3], [4], [5], [6], [7], [8], [9], [10], [11]). SDSS taramasında ışık eğrileri ve taysal gözlemler yapılarak CV'lerin yörünge dönemleri ve türleri belirlenmiştir.

Bu çalışmada sakin evrede sıcak leke ve flikering olarak adlandırılan beyaz cüceden kırmızı cüceye aktarılan maddedeki hızlı değişimlerin neden olduğu kısa zaman ölçekli yapılardan kaynaklanan yörünge değişimleri incelenmesi amaçlanmıştır. CV'lerin çoğu orta ölçekli teleskoplar kullanılarak tayfsal çalışmalar yapmak için çok sönük kalmaktadırlar. Böylesi sönük sistemlerin ($V > 17 mag$) CCD ile fotometrik olarak yörünge dönemleri belirlenebilmektedir. Literatürde çok az bilgisi olan yada hiç olmayan yıldızlar, özellikle de SDSS gözlemlerinde tutulma göstermesi beklenen yıldızların gözlenmesi planlanmıştır. Bu çalışmada kısa dönemli SDSS J092009.54+004244.9, SDSS J132723.39+652854.3, SDSS J122740.83+513925.0, SDSS J160745.02+362320.7, SDSS

J145758.21+514807.9 kataklismik değişen yıldızlarının CCD ışıkölçümlerinin sonuçları yeralmaktadır. İkinci bölümde verilerin analiz tekniği ve gözlenen yıldızlar, üçüncü bölümde gözlem sonuçları ve son bölümde sonuçlar ve tartışma yeralmaktadır.

2. Veri Analizi

Gözlenen yıldızlara ilişkin gözlemsel bilgiler Tablo 1'de yeralmaktadır. Gözlemler Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde 1.5-m'lik Rus-Türk Teleskobu RTT150 ile ANDOR CCD kullanılarak (2048 x 2048 pixel, 0.24 arcsec pixel^{-1} çözünürlük) elde edilmiştir. İndirgeme işlemlerinde IRAF içinde yeralan APPHOT yazılımı kullanılarak standart indirgeme işlemleri uygulanmıştır. Diferansiyel parlaklıklar CCD frame üzerindeki yakın mukayese yıldızlara göre elde edilmiştir. Bu çalışmadaki temel amacımız gözlenecek yıldızların duyarlı fark parlaklıklarını elde etmek olduğu için gözlem süresince fotometrik standart yıldızlar gözlenmemiştir. Tüm gözlemler amaca uygun olarak Johnson B,V, R filtereleri ve filtresiz süzgeçde yapılmıştır.

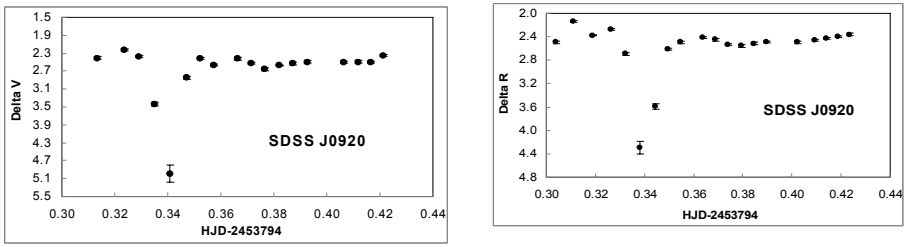
3. Gözlem

SDSS J092009.54+004244.9

SDSS J0920 gökyüzü taramasında keşfedilen ve tutulma gösteren CV'lerin tayfında gözlemlenen Balmer çizgilerindeki derin merkezi soğurma kesiti gösteren sistemlerden biridir [6]. Szkody ve ark.'nin (2003) çalışmasında sakin evrede tayfında kuvvetli salma çizgileri görülürken, tayfın kırmızı bölgesinde yoldaş yıldıza ilişkin yapılar gözlenmemektedir. Bu yıldızın ilk gözlemleri US Naval Gözlemevi'ndeki 1-m'lik teleskop ile CCD kullanılarak Johson V filtresinde elde edilmiştir. Bu gözlem ile dizgenin 3.6 saat yörünge dönemine sahip tutulma gösteren bir sistem olduğu ve sakine evredeki parlaklığı $g = 17^{m}.45$ belirlenmiştir.

Bu sistemin fotometrik gözlemleri 27 Şubat 2006'da sakin evrede Johson V ve R filtrelerinde yapılmıştır. Gözlemlerde V rengi

için 150 s poz süresi verilerek ~2.5 kadir, R rengi için 200 s poz süresi verilerek ~2.0 kadirlik derin minumumlar elde edilmiştir ancak tutulma ortasında yıldız çok sönükleştiği için bu evrede fazla nokta elde edilememiştir. Tutulma derinliği tam olarak belirlenmediği için V renginde derinlik 2.5 kadirden büyük olabilir. SDSS J0920 yıldızının elde edilen parlaklık değişimi Şekil 1'de gösterilmektedir. Işık eğrisinin tutulmalar dışının oldukça düz olması ve 0.8-0.9 evrelerde belirgin bir yörünge hampının görünmemesi baskın bir parlak lekenin olmadığını, bu sistemde beyaz cüce ve diskin tutulduğunu göstermektedir. R rengindeki tutulmanın V rengine göre daha sığ olması bu renkte soğuk yoldaş yıldızın tutulmasının daha baskın olduğunu, V rengindeki ışık kaybında ise küçük parlak lekenin katkısı olduğunu göstermektedir. Sistemin iki renkte eş zamanlı gözlenememiş olması ve uzun poz süreleri nedeniyle kütle aktarımı ve parlak lekenin ışık eğrisindeki etkileri belirgin değildir.



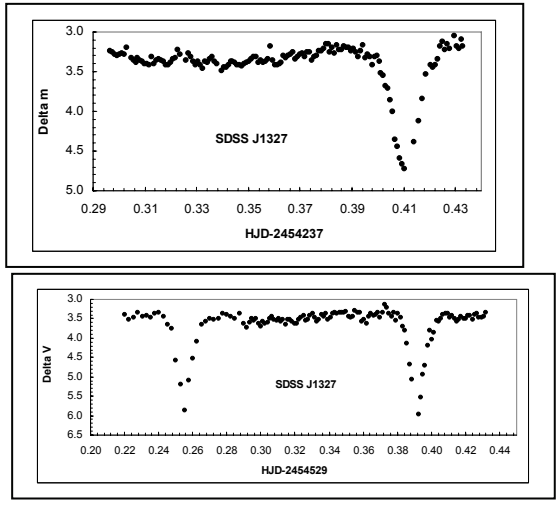
Şekil 1: SDSS J0920'nin V filtresi (üstteki) ve R filtresinde (alttaki) elde edilmiş ışık eğrileri.

3.2 SDSS J132723.39+652854.2

Bu sistem SDSS gökyüzü taramasında keşfedilmiştir ancak ayrıntılı olarak Wolfe ve ark. (2003) çalışmasında incelenmiştir. Tayfında SW Sex türü yıldızların belirteci olan He II'nin (λ4686) kuvvetli salma çizgisi göstermesi ile birlikte spektropolarimetrik ve Doppler tomografi gözlem sonuçları bu dizgenin SW Sex türü bir CV olduğunu göstermiştir [13]. Fotometrik gözlemlerinde dizgenin 3.28 saat yörünge dönemine sahip tutulmalar gösterdiği belirlenmiştir.

SDSS J1327 16 Mayıs 2007 tarihinde 3.3 saat ve 3 Mart 2008 tarihinde 5.09 saat sakin evrede gözlenmiştir. İlk gözlem filtresiz olarak 60 s poz süresi verilerek ~1.5 kadirlik bir tutulma derinliği elde edilmiştir. Gözlemde kullanılan poz süresi tutulma derinliğini duyarlı biçimde belirlemek için yetersiz kalmaktadır. 2008 yılında yapılan gözlem V filtresinde yapılmış ve ~2.5 kadir derinlikte bir tutulma elde edilmiştir ve Şekil 2'de gösterilmektedir. Işık eğrisinden de görüldüğü gibi tutulma oldukça simetrik ve tutulma öncesi "*hump*" yapı görülmemektedir. Beyaz cüce ve sıcak lekenin tutulma giriş ve çıkış evrelerinin görülmemesi, sistemde sıcak lekenin çok baskın olmadığının bir göstergesidir. Işık eğrisinde tutulmalar dışında ~0.5 kadir genlikli "*flikering*" olarak adlandırılan hızlı değişimler görülmektedir. Gözlemden elde edilen ve Wolfe ve ark.'nın çalışmasındaki tutulma zamanlarına doğrusal çakıştırma uygulanarak yeni ışık öğeleri şu şekilde elde edilmiştir:

$$JD\ (Hel) = 2452487.70417 + 0^{d}.136660 \times E$$



Şekil 2: SDSS J1327 'nin sakin evrede 16 Mayıs 2007 tarihinde filtresiz (üstteki) ve 3 Mart 2008 tarihinde V filtresinde (alttaki) elde edilen ışık eğrileri.

Table 1. Yıldızlara ilişkin gözlemsel bilgiler**.**

Yıldız	Porb (h)	Türü	g mag (SDSS)	Date of Obs. (UT)	HJD of first obs. (+2450000.0)	Filtre	Exposures (s)	Frame (toplam)	T
J092009.54+004244.9	3.6		17.45	2006 Feb 27	3794.30699	R,V	200,150	19	2.73
J132723.39+652854.3	3.28	SW Sex	17.77	2007 May 16	4237.29642	C	60	151	3.32
				2008 Mar 03	4529.21983	V	100,200	135	5.09
J122740.83+513925.0	1.50		19.10	2008 Mar 04	4530.23094	V	200	63	4.2
J160745.02+362320.7	3.49	SW Sex	18.08	2008 Mar 04	4530.41773	V	100	112	3.56
J145758.21+514807.9	-		19.54	2008 Mar 03	4529.44323	V	200	88	4.76

Notlar: CN, Klasik Nova; C, Filtresiz

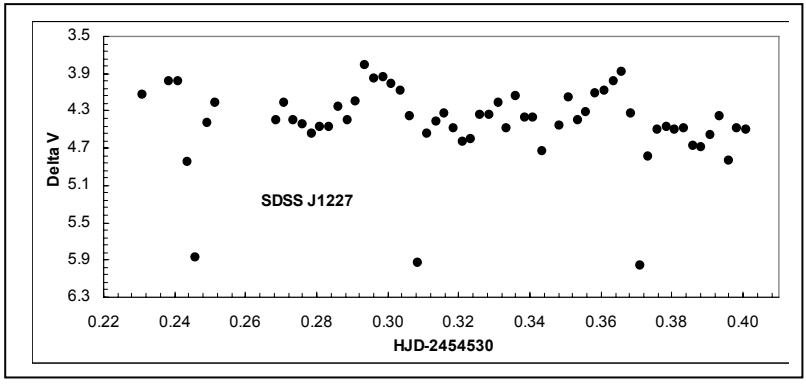
3.3 SDSS J122740.83+513925.0

SDSS gökyüzü taramasıyla keşfedilen, tayfında gözlenen Balmer çizgilerindeki çift merkezi soğurma nedeniyle tutulma göstermesi beklenen, sakin evredeki parlaklığı $g = 19^{m}.10$ sönük bir sistemdir. Düşük kütle aktarım miktarlarında toplanma diskinin sisteme katkısı çok az olmaktadır ve sistemde baskın olan bileşen daha belirgin biçimde kendini göstermektedir. SDSS J1227'nin tayfında da beyaz cüceden kaynaklanan geniş soğurma çizgileri kendini açıkça göstermektedir bu nedenle zonklayan beyaz cüce içeren bir sistem adayı da olabileceği düşünülmektedir [7]. Sistemin tutulma gösterdiği Tom Marsh tarafından 2006 yılında yapılan gözlemlerde belirlenmiştir (henüz yayınlanmadı). Amatör gözlemciler tarafından 2007 yılının Haziran ayında yapılan gözlemde bir patlama gözlenmiş olmasına rağmen bu yıldıza ilişkin henüz literatürde çok az bilgi vardır.

SDSS J1227'nin gözlemi 4 Mart 2008 tarihinde V filtresinde yapılmıştır. Sakin evrede 200 s poz süresi verilerek ~ 4 saat boyunca gözlenen yıldızda ~2 kadir genlikli üç tutulma elde edilerek yörünge dönemi dönem

boşluğunun altında ~1.5 saat olarak elde edilmiştir. Tutulma sırasında yıldız çok sönükleştiği için genlik belirlenen değerden biraz daha büyük olabilir. Tutulma öncesi baskın sıcak bir lekenin belirteci olan ~0.8 kadir genlikli "*hump*" yapı ışık eğrisinde belirgin biçimde görülmektedir. Sistemin sönük olması ve kısa yörünge döneminde yüksek poz süresinin kullanılması nedeniyle minimumlarda sıcak leke, disk ve beyaz cüceye ilişkin (özellikle önerilen beyaz cüce zonklaması) bilgi edinmek için elimizde yeterli veri yoktur. SDSS J1227'nin kısa yörünge dönemi P_{orb} ($1^{sa}.5$ = 90 dk), patlama sırasında "*superhump*" yapının görüleceğini de göstermektedir. Buna göre hesaplanan yeni ışık elemanları:

$$JD\ (Hel) = 2454530.2458860 + 0^{d}.0624517 \times E\ .$$



Şekil 3: SDSS J1227'nin 4 Mart 2008 tarihinde elde edilen ışık eğrisi.

3.4 SDSS J160745.02+362320.7

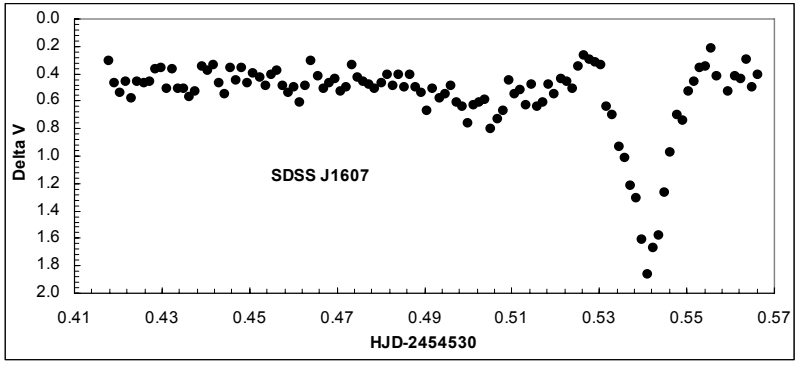
SDSS gözlemleri ile keşfedilen SDSS J1607, gözlenen diğer sistemlerdeki gibi tayfındaki tutulma gösteren sistemlerin yapılara ek olarak genellikle SW Sex türü yıldızlarda görülen kuvvetli mavi süreklilik, CN ve He II çizgileri ve Balmer H alfa salma çizgisinde kuvvetli bir pik göstermektedir [9]. Szkody'nin (2006) çalışmasında yapılan iki gecelik gözleminde her bir gece bir minumum elde edilebilmesi nedeniyle dönemi belirlenememiş ancak dönemin 3-4 saat arasında olması gerektiğini önermiştir.

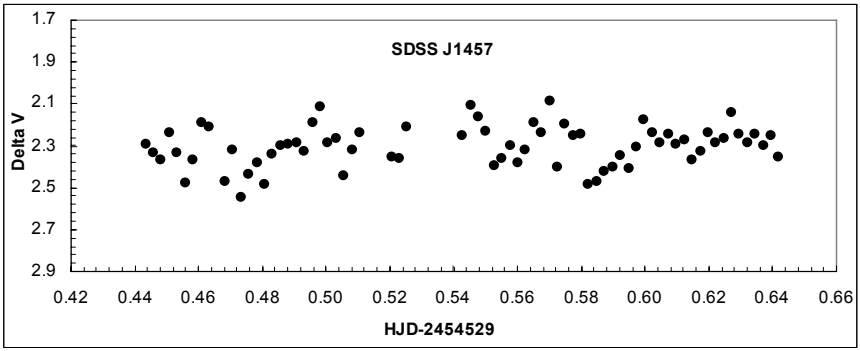
Bu yıldızın fotometrik gözlemleri 4 Mart 2008 tarihinde Johnson V filtresinde 100 s poz süresi verilerek 3.56 saat gözlenmiş ve 1.5 kadir genlikli bir tutulma elde edilmiştir (Şekil 4). Şekilde de görüldüğü gibi minimum kolları simetrik bir yapıya sahiptir ve belirgin bir "*hump*" yapı görülmemektedir bu nedenle sistemde beyazcüce ve diskin tutulduğunu söyleyebiliriz. Szkody'nin (2006) çalışmasında verilen minimum zamanları ve bu çalışmada elde edilen minumum zamanları kullanılarak sistemin yörünge dönemi 3.49 saat belirlenmiş ve minumum zamanlarına doğrusal çakıştırma uygulanarak yeni ışık öğeleri şu şekilde elde edilmiştir:

$$JD\ (Hel) = 2453196.74446592 + 0^{d}.14549979 \times E\ .$$

3.5 SDSS J145758.21+514807.9

SDSS J1457 Szkody'nin (2003) çalışmasında tayfında yukarıda ayrıntılı olarak belirtilen yapıları göstermesinden dolayı tutulma göstermesi beklenen bir CV olduğu belirtilmektedir [6]. Bu özelliğinden dolayı gözlem programı içerisinde yeralan SDSS J1457 3 Mart 2008 tarihinde V filtresinde 4.76 saat gözlenmiştir. Işık eğrisindeki 0.4 kadirlik değişimin dışında yörünge dönemi olarak adlandırılacak herhangi bir dönemlilik belirnememiştir. Ancak olası yörünge dönemi gözlenen 4.76 saat zaman aralığından daha da uzun olabilir.





Şekil 4: SDSS J1607 yıldızının V filteresinde 3 Mart 2008 (üstteki) ve SDSS J1457'nin 3 Mart 2008 tarihinde yapılan gözlemlerinde elde edilen ışık eğrileri.

3. Sonuçlar

Sönük kataklismik değişen yıldızların CCD fotometrisinde beş kataklismik değişen yıldızdan SDSS J1227 ve SDSS J1607'nin yörünge dönemi ilk defa bu çalışmada belirlenmiştir. SDSS J1227 yıldızının gözlemi ile sistemin dönem boşluğunun altında (~1.5 saat) , ~2 kadirlik derin tutulma gösteren bir sistem olduğu belirlenmiştir. SDSS J1227 ve J1327 sistemlerinde tutulma profillerinin daha iyi belirlenerek sistemi oluşturan bileşenlerin duyarlı fiziksel parametrelerini elde etmek için daha büyük bir teleskopla hızlı fotometreler kullanılarak gözlemler yapılması ve dönem boşluğunun altındaki ve üstündeki bu iki sistemin evrimsel özelliklerinin incelenmesi gerekmektedir. SW Sex türü kataklismik değişen oldukları önerilen SDSS1327 ve J1607'nin radyal hız ölçümlerinin belirlenebilmesi ve yüksek çözünürlüklü tayfların elde edilerek tayfsal dönem ile fotometrik dönemleri karşılaştırılmalı ve tayflarında gözlenen yapılar daha çok gözlem verisi ile incelenmelidir.

Yeni keşfedilen sönük kataklismik yıldızların (17^m – 20^m) yörünge dönemleri, tutulma gösteren sistemler ile bileşenlerin yada sıcak

lekeye ilişkin bilgi veren "*hump*" türündeki değişimlerin bu sistemlerin fiziksel parametrelerini belirlenmesine olanak sağlamaktadır. CV'lerin karmaşık bir doğa yapısına sahip olmalarından dolayı ışık eğrilerinde gözlenen değişimleri tam olarak anlayabilmek için daha çok gözlemsel veriye ihtiyaç olduğu açıktır.

Teşekkür

Bu çalışma Ege Üniversitesi Proje Saymanlığı tarafından 2006/FEN/003 No'lu proje olarak desteklenmektir. Yazarlar TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi yönetimine ve çalışanlarına da teşekkür eder.

Kaynaklar

[1] Gansicke, B.T., Hagen, H.J., & Engels, D. 2002a,"*The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, ASP Conf. Ser. Vol. 261, ed. B.T. Gansicke, K. Beuermann, & K. Reinsch (San Francisco: ASP), 190.

[2] Groot, P. J., MNRAS, Volume 339, Issue 2, pp. 427-43, 2003.

[3] Schmidt, G. D., Szkody, P., Henden, A., Anderson, S. F.,Lamb, D. Q., Margon, B., Schneider, D. P., 2007, ApJ,654, 521

[4] Szkody, P., Gansicke, B. T., Howell, S. B., Sion, E. M., 2002a, ApJ Lett., 575, L79.

[5] Szkody, P., et al., 2002b, AJ, 123, 430.

[6] Szkody, P., et al., 2003, AJ, 126, 1499.

[7] Szkody, P., et al., 2004, AJ, 128, 1882.

[8] Szkody, P., et al., 2005, AJ, 129, 2386.

[9] Szkody, P., et al., 2006, AJ, 131, 973.

[10] Szkody, P., et al., 2007a, AJ, 134, 185.

[11] Szkody, P., et al., 2007b, ApJ, 658, 1188.

[12] Warner, B., 1995, "*Cataclysmic Variable Stars*",Cambridge University Press.

[13] Wolfe, M.A., et al., 2003, PASP,115,1118.

KATAKLİSMİK DEĞİŞEN SDSS J1730+6248'İN ROTSE VERİLERİNDEN SÜPERHUMP ARAŞTIRMASI

H. GÜLSEÇEN[1], H.H. ESENOĞLU[1,2], K.N.AL-MOSBEH[3], S. GÜLSEÇEN[4,5]

[1] İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul
[2] İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi, İstanbul
[3] King Saud University, College of Science, Department of Physics and Astronomy, Riyadh
[4] İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Matematik Bölümü, İstanbul
[5] İstanbul Üniversitesi Enformatik Bölümü, İstanbul

Özet

Kataklismik değişen SDSS J1730+6248'in ROTSE süzgeçsiz fotometrik CCD gözlemleri değerlendirilerek ilgili yıldıza ait yörünge ve superhump peryodları araştırılmıştır. Bu gözlemlerin alındığı 2004 yılındaki gece sayıları ve tarihler şöyledir: 3 gece (28-30 Haziran), 24 gece (1, 3-9, 11, 14-21, 23, 25-29, 31 Temmuz), 29 gece (1-24, 26-29, 31 Ağustos) ve 12 gece (1-2, 5-12, 13-14 Eylül). Bulunan değerlerin literatürün belirttiği değerlere çok yakın olduğu görülmüştür.

Anahtar Kelimeler: *fotometri, kataklismik değişenler, yığışma diski*

Abstract

Some results obtained from ROTSE unfiltered photometric CCD observations of SDSS J1730+6248 made during 3 (28-30 in June), 24 (1, 3-9, 11, 14-21, 23, 25-29, 31 in July), 29 (1-24, 26-29, 31 in August) and 12 (1-2, 5-12, 13-14 in September) nights in 2004 are presented. In this work we search orbital period and e superhump periods of the system. It was seen that the values obtained are highly close to the values given in the literature.

Key words: *Photometri, cataclysmic variables, accretion discs*

1. Giriş

SDSS J1730+6248 kataklismik değişen yıldızı hakkında litaraturde çok az bilgi bulunmaktadır. 2002 yılında Szkody (Szkody ve diğ., 2002) SDSS'in ilk sonuçlarını dikkate alarak yaptıkları çalışmada Hα emisyon çizgileri incelemesi sonucu SDSS J1730 radyal hız çözümlemelerinden 117 ± 5 dakikalık bir peryod bulmuşlardır. Daha sonraları Knigge (Knigge., 2006) yayınladığı "The Donor Stars of Cataclysmic Variables" isimli makalesinde SDSS J1730 için 1.8372 saatlik bir yörünge peryodu vermiştir. Imada (Imada ve diğ., 2006) da çalışmalarında SDSS J1730 için şu değerleri vermektedirler: Tip SU, Parlaklıklar: J'de 15.284(47), H'de 15.189(89), K'da 15.217(177) ve yörünge peryodu 0.07653 gün. Kato (Kato ve diğ., 2003) ise ilk defa superhump peryodu olarak 0.07941gün'lük bir peryod vermektedir.

SDSS J1730+6248 yıldızının koordinatları ise FK5 (2000.0) α = 17 30 08.38, δ = +62 47 54.7 dir. B ve V parlaklıkları düzensiz ve ortalama olarak 15.3^{m} dir.

2. Amaç

TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde kurulu bulunan ROTSE-IIId teleskobunun süzgeçsiz fotometrik CCD verilerinden SDSS J1730'e ait yörünge ve superhump peryodu bulmak.

3. Gözlemler

2004 yılının Haziran, Temmuz, Ağustos ve Eylül aylarına ait 64 gecelik ROTSE gözlemlerinden 1344 adet CCD görüntüsü alınmıştır. CCD 2048x2048 pikselli, 2^{o},64'lik görüş alanına sahiptir. Poz süreleri ise tüm gözlemler için aynı olup 20 saniyedir. Bu CCD görüntülerinin bir bölümü işlenmiş bir kısmı da işlenecektir. Yapılan indirgemeler sonucunda SDSS J1730 için 1027 adet parlaklık değeri elde edilmiştir. İndirgemelerde kullanılmak üzere CCD görüntüsü üzerinde J1730 değişen yıldızına yakın konumda iki adet denet yıldızı (Denet_1 ve Denet_2) seçilmiştir. Denet_1 yıldızına ait 1006, Denet_2 yıldızına ait 1225 adet parlaklık değeri elde edilmiştir. Ancak aynı CCD üzerinde aynı zamanlı olarak üç yıldıza ait sadece 956 adet parlaklık değerine dayanılarak peryod analizi yapılmıştır.

Bir gecelik gözlemlerde elde edilen parlaklıklardaki hata dağılımları yaklaşık olarak Denet_1 için 0.09316, Denet_2 için ise 0.03946 kadir mertebesindedir. Gecelik ortalamalar ise Denet_1 için 16.75558, Denet_2 için 15.59556 kadirdir. Tablo_1'de 64 gecenin ortalama parlaklık dağılımları gösterilmiştir. Şekil_1'de de ilgili yıldızlara ait ışık eğrileri verilmiştir.

4. İndirgemeler

Literatürde yapılan taramalardan elde edilen yörünge peryodu ve superhump peryodunun hata mertebelerinin belirtilmemesi ve SDSS J1730'a ait ışık eğrisinin düzensiz olmasından dolayı ham veriler gecelik ortalamalardan çıkartılarak peryod analizleri yapılmıştır. Denet_2 yıldızındaki gecelik değişimlerin az olması nedeniyle Denet_2 yıldızı mukayese yıldızı olarak alınmıştır. Ancak peryod analizlerinde hem ham J1730 verileri hem de gecelik ortalamalardan çıkarılmış ham J1730 verileri de araştırılmıştır.

İndirgeme programı olarak The American Association of Variable Star Observers (AAVSA) tarafından geliştirilen TS (Zaman Serisi) programı kullanılmıştır.

İndirgemelerde 0.06653 günlük yörünge peryoduna karşılık gelen 13.066357 gun^{-1} lük frekans ve 0.07941 günlük superhump peryoduna karşılık gelen 12.592872 gun^{-1} lük frekansların aranmasına öncelik verilmiştir.

Aynı CCD görüntüsü üzerinde bulunan değişen yıldız (J1730) ve mukayese yıldızı (Denet_2) farklarından oluşan bir veri seti oluşturulmuş ve her fark parlaklığına 16 kadir ilave edilerek Şekil_2A'daki ışık eğrisi elde edilmiştir. Işık eğrisinde düzenli bir değişim yoktur ve geceden geceye elde edilen parlaklık değerleri çok değişmektedir. Bu veriye ait olan güç tayfı da Şekil_2C'de verilmiştir. Buradan görülüyor ki çok küçük frekans bölgesinde çok güçlü frekanslar bulunmaktadır. 0-50 $gün^{-1}$ frekans aralığındaki taramalar 0.01$gün^{-1}$ lük frekans adımları ile yapılmıştır. Amaç büyük frekans bölgesinde önemli bir pik olup olmadığını anlamaktır. İlk peryod taramasından elde edilen en küçük frekanslar şunlardır:

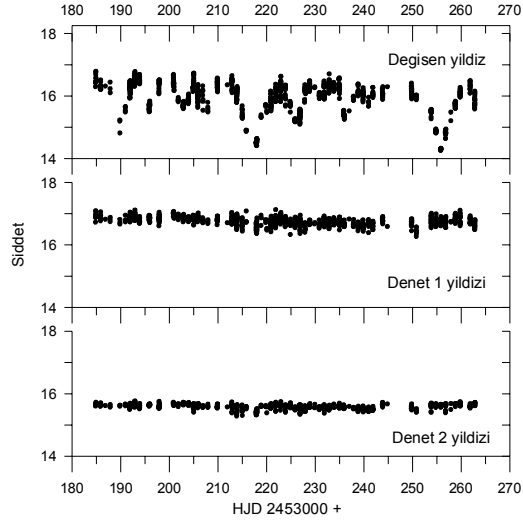
$0.105034590 \pm 0.000018291$ $gün^{-1}$ (9.520673 ± 0.001658 gün)
$0.025034606 \pm 0.000041406$ $gün^{-1}$ (39.944707 ± 0.066066 gün)
$0.055034600 \pm 0.000030524$ $gün^{-1}$ (18.170387 ± 0.010078 gün)
$0.075034596 \pm 0.000668152$ $gün^{-1}$ (13.327186 ± 0.118673 gün)

Bu küçük frekanslar, Şekil-2A'daki ışık eğrisindeki düzensiz görünümün ve büyük parlaklık farklarının sonucudur.

Tablo 1: Gecelik gözlem süreleri, gözlem başlangıçları ve gecelik parlaklık ortalamaları

Adet	Rasat Başı	Rasat Suresi	J1730	Denet 1	Denet 2	Adet	Rasat Başı	Rasat Suresi	J1730	Denet 1	Denet 2
	HJD2453000+	saat	Ort. Par.	Ort. Par.	Ort. Par.		HJD2453000+	saat	Ort. Par.	Ort. Par.	Ort. Par.
9	184.8026906	2.0204	16.5610	16.9447	15.6582	**14**	223.7910388	2.0129	16.0865	16.7505	15.5600
10	185.8025920	2.0266	16.3333	16.8893	15.6639	**8**	224.7934796	1.8373	15.7189	16.6618	15.6350
1	186.8234035	0.0000	16.3194	16.8241	15.6228	**16**	225.7905655	1.8677	15.2264	16.6915	15.5206
3	187.8028831	0.5152	16.2619	16.8123	15.6071	**27**	226.7857448	3.1907	15.3994	16.7068	15.5556
3	189.8011646	0.5135	15.0857	16.7318	15.6201	**11**	227.7938543	4.5018	16.1413	16.5619	15.5124
4	190.9285836	0.1800	15.5844	16.8167	15.6531	**13**	228.7893051	2.1885	16.3077	16.7129	15.6039
40	191.8120019	3.3946	16.2431	16.8595	15.6048	**3**	229.8099175	1.9120	16.2783	16.6950	15.5923
33	192.8135358	3.0499	16.5282	16.9155	15.6478	**11**	230.7919437	1.5829	16.0264	16.6377	15.5386
20	193.8061431	2.2215	16.5380	16.7798	15.5753	**20**	231.7824910	1.8006	16.1501	16.7642	15.5622
20	195.8041772	3.5987	15.6804	16.8562	15.6444	**20**	232.7815172	2.1205	16.3453	16.6997	15.5464
20	197.8373262	2.7946	16.3857	16.8451	15.6063	**18**	233.7789184	1.5950	16.2867	16.7840	15.6109
17	200.8025652	3.6038	16.4209	16.9676	15.6780	**20**	234.8000022	4.2311	16.3202	16.7267	15.5970
6	201.8003687	0.3845	15.8735	16.9084	15.6498	**21**	235.7894883	4.4572	15.4126	16.6904	15.5737
29	202.8082864	2.8220	15.7199	16.8882	15.6858	**1**	236.9624226	0.0000	15.5249	16.8320	15.5972
19	203.8642689	2.1116	15.9256	16.8382	15.6733	**6**	237.8236945	1.1500	15.9308	16.6759	15.5462
22	204.8357628	4.3018	16.4089	16.8596	15.6261	**16**	238.7742221	1.5575	16.1741	16.6201	15.5173
29	205.7993732	2.7459	15.9922	16.8580	15.6318	**18**	239.7851179	1.9293	16.0448	16.6219	15.5238
8	206.8242512	2.0338	16.0178	16.7918	15.5950	**6**	240.9355509	0.4931	15.7904	16.6534	15.5017
5	207.8860957	0.3750	15.6080	16.7497	15.6044	**11**	241.8163333	1.0320	16.0830	16.6213	15.5069
17	209.8030480	2.2019	16.3648	16.8240	15.6113	**15**	243.7952637	2.1073	16.0795	16.8137	15.6598
1	211.9052368	0.0000	16.3610	16.7120	15.5795	**1**	244.8087486	0.0000	16.2972	16.5921	15.6761
23	212.7925012	2.6497	16.4362	16.8225	15.6176	**20**	249.7565995	1.6858	16.1690	16.7079	15.5602
40	213.7888785	3.3023	16.0660	16.7578	15.5371	**8**	250.7599509	1.2393	15.9816	16.4413	15.4508
11	214.9355663	1.4406	15.4481	16.6747	15.5019	**20**	253.8003446	1.7738	15.4944	16.7956	15.6196
4	215.7870736	0.1710	14.8948	16.8233	15.5614	**20**	254.7553772	1.9153	14.8731	16.7814	15.6389
36	217.8378813	3.5612	14.5233	16.5662	15.4098	**17**	255.7663988	1.6320	14.3010	16.7246	15.6208
4	218.8439708	0.3089	15.3483	16.8314	15.6142	**20**	256.7531413	1.9537	14.8144	16.7627	15.6235
3	219.7915308	0.1718	15.7051	16.7749	15.6008	**2**	257.8656067	0.0082	15.3498	16.7420	15.5929
2	220.0138649	0.0074	15.5031	16.5021	15.4880	**19**	258.7514349	1.8565	15.7326	16.8440	15.6628
26	220.7951489	3.0939	15.7774	16.6988	15.6108	**16**	259.7501857	1.5829	16.1018	16.8359	15.6843
17	221.7895846	1.9731	16.0489	16.7730	15.6258	**11**	261.8038685	1.1714	16.3334	16.7919	15.6012
28	222.8075967	2.6907	16.2433	16.8445	15.6385	**17**	262.7508384	1.8481	15.8750	16.6746	15.6784

Oysa bu çalışmada yaklaşık iki saat mertebelerinde bir peryod aranmaktadır. Bu peryoda karşılık gelen frekans aralığı ise yaklaşık olarak 12-14 frekans aralığında olmalıdır. Bu nedenle çok küçük frekanslardan kurtulmak için bir gecelik gözlem sonucunda elde edilen Değişen-Mukayese farklarının ortalamalarını alıp, bulunan değerleri Değişen-Mukayese farklarından çıkararak yeni bir veri seti elde edilmiştir. Bu veri setindeki her nokta değerine de 16 kadirlik bir ilave yapılmıştır. Bu ilave değer sonucu etkilememektedir. Bu yeni veri setine Gecelik ortalamalı veri seti adı verilmiş ve ona ait ışık eğrisi Şekil_2B'de sunulmuştur. Bu setin 0-50 gün^{-1} frekans aralığındaki 0.01 gün^{-1} hassasiyetindeki güç tayfı da Şekil_2D'de gösterilmiştir. Bu güç tayfına bakıldığında çok küçük frekansların çok zayıfladıklarını ya da yok olduklarını görülmektedir. Buna karşılık 5-15 gün^{-1} frekans aralığında ise yoğun bir pik topluluğu görülmektedir. Ayrıca 20-30 gün^{-1} frekans aralığında ise daha az şiddetli frekans pikleri bulunmaktadır. Bunlar, 5-15 gün^{-1} frekans aralığındaki baskın frekansların harmonikleridir. Yörünge peryodu ve superhump peryodu aranılan bölgede çok sayıda frekans piklerinin olması, daha dar ve daha hassas adımlarla tarama yapılmasını gerektirmektedir. İndirgemeler frekans aralığını 0-30 ve arama adımlarını da 0.001 gün^{-1} alarak yapılmıştır.



Şekil 1 : J1730, Denet_1 ve Denet_2 yıldızlarına ait 64 gecelik ışık eğrileri

İndirgemelere ait toplu sonuçlar Şekil_3'de gösterilmiştir. Şekil_3A'da gecelik ortalamalara göre ilk frekans taramasında elde edilen güç tayfı görülmektedir. Burada 7-14 frekans aralığında en güçlü frekanslar toplanmıştır. Bizim aradığımız frekanslarda bu bölgede bulunmaktadır. İlk çalıştırmada bulunan en büyük güce sahip frekanslar şunlardır:

F_1= 9.570271492±0.000438739 gün^{-1} (0.104490±0.000005 gün)

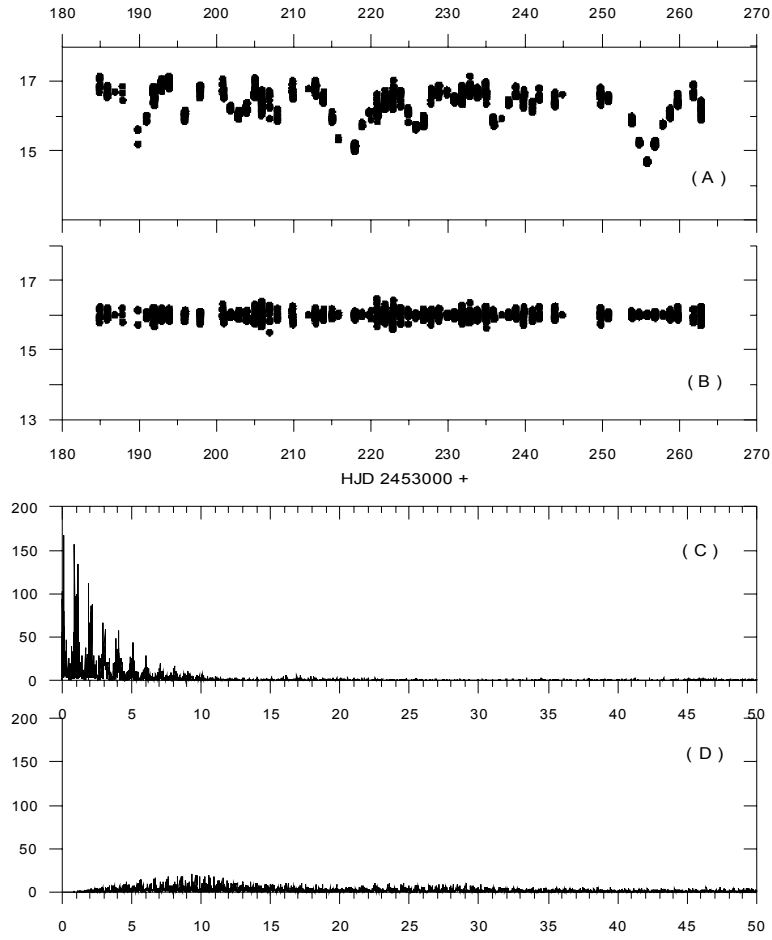
9.292159081±0.000259749 gün^{-1} (0.107618±0.000003 gün)

10.906811714±0.000361828 gün^{-1} (0.091686±0.000003 gün)

10.183519363±0.003128745 gün^{-1} (0.098198±0.000030 gün)

6.637735844±0.002274515 gün^{-1} (0.150654±0.000052 gün)

Ayrıca bu ilk taramada 15-30 arasında da bazı frekanslar dikkat çekmektedir. Bu bölgedeki frekanslar ise çeşitli frekansların harmonikleridir. Bunlardan en önemli olanlar şunlardır: 17.2671 gün^{-1} (0.0579 gün), 19.7408 gün^{-1} (0.05066 gün), 24.5501 gün^{-1} (0.0407 gün) ve 28.1222 gün^{-1} (0.03556 gün). Bizim aradığımız ise yörünge frekansları ve superhump frekanslarıdır. Aradığımız bu frekanslar da yaklaşık olarak 13.066357 gun^{-1} ve 12.592872 gun^{-1} yakınlarında olmalıdır. İlk dikkati çeken 9.57027'deki f_1 frekansıdır ve bu aranılan 12.5929 gun^{-1} superhump frekansının bir aliası olabilir. Ancak şiddetinin çok yüksek olması bu olasılığı zayıflatmaktadır. Harmoniklerin bulunduğu bölgede de 12.5929 gun^{-1} frekansına ait bir harmoniğin bulunmaması da bu güçlü pikin gerçek bir frekans olmadığı yönünde güçlü bir belirteçtir. Ayrıca 28.1222 gun^{-1} frekansının bir harmonik olduğunu ve buna ait esas frekansın da 14.0611 gun^{-1} değerinde olması sistemin yörünge frekansının bulunabileceğine ait güçlü belirtilerdir.



Şekil 2: Peryod analizi için elde edilen ışık eğrileri ve güç tayfları. (A): Ham veriden elde edilen değişen ve mukayese yıldızı farklarından oluşan 64 günlük ışık eğrisi. (B): Gecelik ortalamalardan farkı alınmış değişen ve mukayese yıldızı farkını veren ışık eğrisi. A ve B kolonlarındaki parlaklık eksenlerine 16 kadirlik bir ek ilave yapılmıştır. (C): A kolonunu oluşturan veriden elde edilen 0-50gün^{-1} frekans aralığındaki güç tayfı. (D): B kolonundaki ışık eğrisini oluşturan veriden elde edilen gecelik ortalamalı güç tayfı.

Çünkü aradığımız diğer frekans yörünge frekansıdır ve değeri 13.066357 gün^{-1} dir. Bu frekansın da birinci aliasının değeri 14.0663 gun^{-1} civarlarında olması gerekmektedir. Bölgede çok güçlü piklerin olması aradığımız frekansları bulmakta zorluklar çıkarmaktadır. Bu nedenle bu çalışmada sadece bulunabileceği tahmin edilen superhump frekansı üzerine yoğunlaşılmıştır.

Birinci taramada bulunan 9.570271492 gün^{-1} frekansını yok etmeden diğer bazı frekansları yok ederek devam edildiğinde görülmüştür ki, 9.570271'in gücünde çok büyük bir azalma meydana gelmektedir. Buna karşılık ilgilenilen 12-13 frekans bölgesinde ise güçlü pikler oluşmaya başlamıştır. Sonuç olarak Şekil_3B'deki güç tayfını elde edilmiştir. Burada güç tayfındaki en büyük pikler aranılan superhump frekansı ve onun aliaslarına aittir. Bulunan f_2= 12.5864906 gün^{-1} superhump frekansının gücü 11.53, birinci aliasinin (11.58608627 gün^{-1}) gücü ise 10.66'dır. Bulunan frekansların geçerli olabilmesi için güç tayfındaki gürültü seviyesinin belirlenmesi gerekmektedir. Bu nedenle bulunan superhump frekansı ve aliasları yok edilerek yeni bir veri seti oluşturulmuştur. Bu gürültü belirleme güç tayfı Şekil_3C' de verilmiştir. Şekil_3B'ye ait bulunan superhump frekansı ve aliaslarına ait değerler aşağıda verilmiştir:

F_2=12.586490631±0.000596782 gün^{-1} (0.079450±0.000004 gün)
11.586086273±0.000543735 gün^{-1} (0.086310±0.000004 gün)
13.586894989±0.000572657 gün^{-1} (0.073600±0.000003 gün)
14.588299751±0.001537993 gün^{-1} (0.068548±0.000007 gün)
10.584681511±0.001147756 gün^{-1} (0.094476±0.000010 gün)
15.588704109±0.020703755 gün^{-1} (0.064149±0.000085 gün)

Gürültü seviyesini belirlemek için Şekil_3B' deki f_2 superhump frekansı ve aliasları yok edildiğinde Şekil_3C'deki güç

tayfı elde edilmiştir. 0-30 frekans aralığı için standart hata (σ) değeri 1.32'dir. Bulunan frekansların bir anlam ifade edebilmesi için sinyal/gürültü oranı olan 4σ değerinden büyük bir güce sahip olması gerekmektedir. 4σ = 5.28'dir. Bulunan superhump frekansının gücü ise 11.53'dir. Sinyal/Gürültü seviyeleri Şekil_3 C ve E'de yatay çizgi ile gösterilmiştir.

Bulunan f_2=12.586490631 gün^{-1} superhump frekans değerini test etmek için aynı veri seti kullanılarak farklı frekanslarla çalışma yapılmıştır. Bundaki amaç aynı değerin elde edilip edilemeyeceğini görmektir. Öncelikle, 11-14 frekans aralığında yine 0.001'lik frekans adımları ile f_2 frekansını bulmak için bu değerin dışındaki frekanslar ilk çalıştırmada yok edilmiştir. Daha sonra çalışma aralığı, yine 0-30 frekans aralığına taşınmıştır. İkinci çalıştırmada da bazı küçük frekanslar ve harmonikleri yok edildiğinde Şekil_2D'deki güç tayfı elde edilmiştir. Buradan bulunan superhump frekansı ve aliaslarına ait değerler aşağıda verilmiştir:

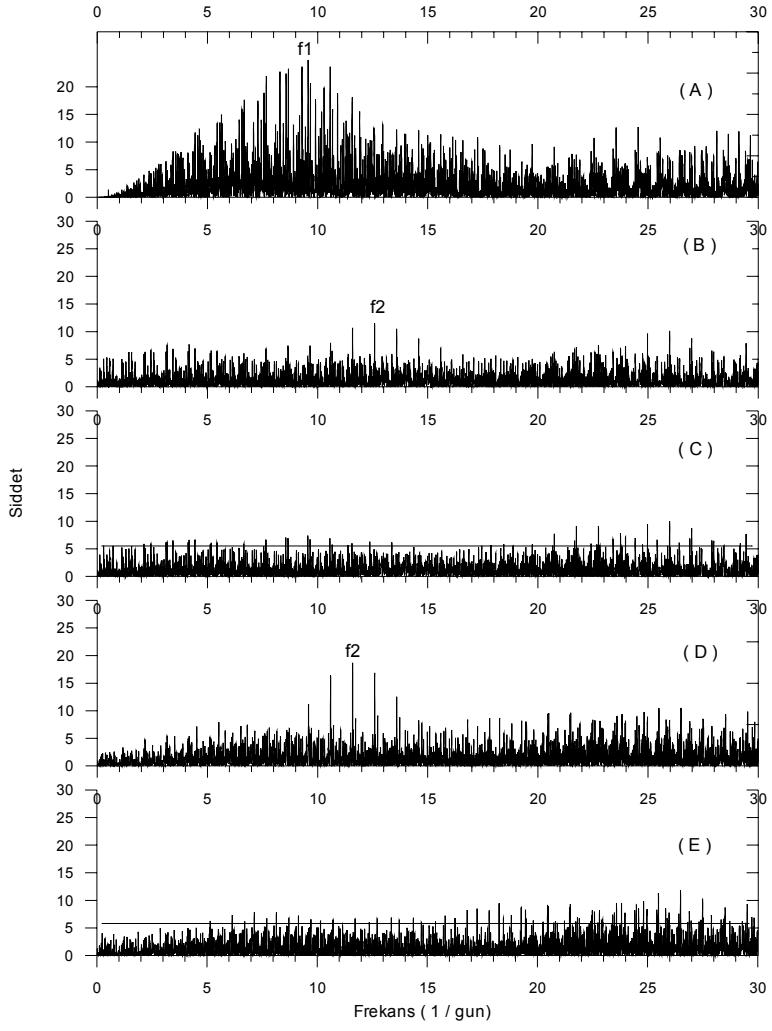
11.587086678 ± 0.000719857 gün^{-1} (0.086303 ± 0.000005 gün)

12.588491440 ± 0.000611185 gün^{-1} (0.079438 ± 0.000004 gün)

10.586682320 ± 0.001067004 gün^{-1} (0.094458 ± 0.000010 gün)

13.588895798 ± 0.001890222 gün^{-1} (0.073589 ± 0.000010 gün)

9.585277557 ± 0.000969180 gün^{-1} (0.104327 ± 0.000011 gün)



Şekil 3: Gecelik ortalamalara göre oluşturulmuş veri setinden elde edilen 0-30 frekans aralığında 0.001gün^{-1} frekans adımları ile elde edilen superhump frekansı araştırmasına ait güç tayfları. A: TS12 programını ilk çalıştırmada elde edilen güç tayfı. B: Superhump frekansının (f_2) bulunduğu güç tayfı. C: Kolan B'ye ait gürültü belirleme güç tayfı. D: Test amaçlı olarak farklı frekansların yok edilmesi ile elde edilen güç tayfı ve bulunan f_2 superhump frekansı. E: Kolan B ye ait gürültü belirleme güç tayfı.

Bulunan yeni f_2 değeri 12.588491440 ± 0.000611185 gün^{-1} dir. Şekil_2D'de sadece f_2 frekansı aliasları ile birlikte yok edilerek gürültü için güç tayfı elde edilmiştir (Bkz. Şekil_2E). Şekil_2E'de standart hata (σ) değeri 1.50 ve 4σ değeri de 6'dır. Buna karşılık Şekil_2D'deki 11.5870 gün^{-1} frekansının gücü 18.46, f_2 frekansının gücü ise 16.21'dir.

5. Sonuç

Bu çalışmanın amacı ROTSE verileri ile yörünge peryodu veya superhump peryodu bulunup bulunamayacağını test etmektir. Bulunan sonuçlar son derece tatmin edicidir. Çalışmada sadece superhump peryodu bulma hedefi olmasına karşılık, yörünge peryoduna ait güçlü ipuçları da elde edilmiştir. ROTSE verileriyle çalışılırken ölçülen parlaklıklardaki hata değeri çok önemlidir. Özellikle Değişen, Denet ve Mukayese yıldızlarının parlaklık hatası 0.03 kadirden büyük olanlar değerlendirme dışında tutulmalıdır. Bu çalışmada bu husus dikkate alınmamıştır. Literatürde belirtilen superhump peryodunun değeri **0.07941 gün** dür. Bu çalışmada bulunan değer ise **0.079450 ± 0.000004 gün** dür. Bu değerin doğruluğunu test etmek için yapılan çalışmada bulunan superhump peryodunun değeri ise **0.079438 ± 0.000004 gün** dür.

Bu çalışmada kullanılan veri setindeki 0.03 kadirlik hata payından büyük değerler dikkate alınmadığı takdirde yörünge peryodunun da bulunmasının mümkün olacağı tahmin edilmektedir.

Kaynaklar

Imada, A., ve diğ., 2006, "The 2003/2004 Superoutburst of SDSS J013701.06-091234.9", *Publ. Astron.Soc. Japan,* 58, 143 (arXiv:astro-ph/0510764 v1 27 Oct 2005)

Kato, T., ve diğ., 2003, "Superhump in the Rarely Outbursting SU UMa-Type Dwarf Nova, HO Delphini", (arXiv: astro-ph/0307064v1 3 Jul 2003)

Knigge, C., 2006, "The Donor Stars of Cataclysmic Variables", *Mon.Not.R. Astron. Soc.,* 373, 484 (arXiv:astro-ph/0609671 v2 27 Oct 2006)

Szkody, P., ve diğ., 2002,"Cataclysmic variables from The Sloan Digital Sky Survey: I. The First Results". *AJ*, 123, 430-442

UU SAGITTE ve V477 LYRAE ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARININ İKİ-RENK IŞIKÖLÇÜMÜ: Büyük Yarıçaplı İkinci Bileşenler

Melike Afşar ve Cafer İbanoğlu

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir,
melike.afsar@ege.edu.tr, cafer.ibanoglu@ege.edu.tr

Özet

Bu çalışmada, Abell 63 ve Abell 46 gezegenimsi bulutsularının çekirdekleri olan UU Sge ve V477 Lyr örten çift yıldızlarının iki-renk (Johnson *V* ve *R*) ışıkölçüm sonuçları sunulmaktadır. Her iki renkte elde edilen ışık eğrilerinin analizi eş-zamanlı olarak yapılmıştır. Bu sistemlere ilişkin literatüre sunulan ilk iki-renk ışıkeğrisi analiz sonuçlarıdır. Sistemlerin birinci ve ikinci bileşen sıcaklıkları, sırasıyla, UU Sge için 78 000 ± 3000 K ve 6136 ± 240 K, V477 Lyr için 49 500 ± 4500 K ve 3874 ± 350 K olarak bulunmuştur. Daha önce yayınlanmış dikine hız verileri de kullanılarak sistemlere ilişkin salt parametreler elde edilmiştir. İkinci bileşen yarıçapları, her iki sistemde de, aynı kütleli bir anakol yıldızı için beklenenden çok daha büyüktür. "Ortak-zarf sonrası" ya da "Kataklismik-öncesi" çift yıldızlar olarak da sınıflandırılan UU Sge ve V477 Lyr, ikinci bileşen yarıçapları beklenenden büyük olan benzer sistemler ile birlikte incelenerek büyük yarıçapın olası nedenleri tartışılmıştır. Seçilen sistemler arasında gezegenimsi bulutsu çekirdeği olan UU Sge, V477 Lyr, BE UMa ve KV Vel ile HS 1136+6646 ve RE 1016-053 çift sistemlerindeki ikinci bileşenlerin hala ısısal dengeye ulaşmadıkları, diğer sistemlerin ise uzun zaman önce ısısal dengeye ulaşmış oldukları sonucuna varılmış, bu sistemlerde büyük yarıçapların nedeni olarak olası manyetik aktivite önerilmiştir.

UU Sge ve V477 Lyr sistemlerinin evrim durumları incelenmiş, farklı başlangıç kütleli evrim senaryoları dikkate alınarak, yörünge enerjisinin ortak zarfın atımı sırasında nasıl kullanıldığını gösteren "alfa (α_{CE})" etkinlik parametreleri hesaplanmıştır.

Anahatar Kelimeler: *Yakın çift yıldızlar, Yıldız evrimi, Post-AGB yıldızları, UU Sge, V477 Lyr*

Abstract

We present the first complete two-color (Johnson V and R) CCD photometry of UU Sge and V477 Lyr, the eclipsing binary nuclei of the planetary nebulae Abell 63 and Abell 46, respectively. The two–color light curves of the systems have been analyzed simultaneously. The effective temperatures of the primary and secondary stars were estimated as 78 000 ± 3000 and 6136 ± 240 K for UU Sge, 49 500 ± 4500 and 3874 ± 350 K for V477 Lyr. Previously measured radial velocities have been also re–analyzed and the results were combined with those obtained from the analysis of the light curves. The absolute parameters of the component stars were calculated and the secondary stars are found to have larger radii than expected from their main–sequence counterparts at same masses. Possible reasons for the expanded radius of the secondary components of UU Sge and V477 Lyr, together with some selected post-common envelope binaries were investigated. It is found that the secondary components of the nuclei of the planetary nebulae are still out of thermal equilibrium along with two post-common envelope systems: HS 1136+6646 and RE 1016-053. The rest of the systems were found to be thermally relaxed relatively long ago and the magnetic activity have been suggested as the more plausible reason for the expanded radii of the secondary stars.

The evolutionary states of UU Sge and V477 Lyr were discussed. The efficiency parameter (α_{CE}), which defines the orbital energy being used during the common envelope ejection, has been also estimated for UU Sge and V477 Lyr.

Key words: *Close binaries, Stellar evolution, Post-AGB stars, UU Sge, V477 Lyr*

1. Giriş

Gezegenimsi bulutsular (GB), başlangıç kütleleri $0.8 \leq M/M_{\odot} \leq 10$ olan tek yıldızların asimptotik dev kolu (AGB-Asymptotic Giant Branch) evriminin sonunda uzaya attıkları zarflarıdır. Bununla birlikte, bugüne kadar GB'ların %10 – 15 kadarının yakın çift çekirdeklere sahip olduğu bulunmuştur (Bond ve Grauer 1987; Bond ve Livio 1990; Bond 2000). Bu cisimlerin varlığı "ortak zarf (OZ) atımı" kavramıyla açıklanmaya çalışılmıştır (Paczynski 1976; Iben ve Livio 1993; Iben ve Tutukov 1993). OZ evrim kuramına göre, birinci bileşenin atmosferi kırmız dev kolu (RGB-Red Giant Branch) ya da AGB evrimi sırasında genişler. Çift sistemin başlangıçtaki ayrıklık değerine bağlı olarak, her iki bileşen de baş yıldızın genişleyen atmosferinin içinde kalır. İkinci bileşenin birinci bileşen etrafındaki yörünge hareketinden (*spiral-in*) kaynaklanan çekimsel sürüklenme nedeniyle yörünge büzülür. Toplam açısal momentumun korunumu nedeniyle yörünge açısal momentumu OZ'a aktarılır ve bunun sonucunda zarf hızlanır ve sistemden atılır. Böylece, merkezinde yakın bir çift sistem bulunduran "çift çekirdekli" bir GB (ÇÇGB) ortaya çıkar. Yörünge enerjisinin ne kadarının zarfın atımında kullanıldığını gösteren parametre ise "etkinlik parametresi" olarak tanımlanır ve "α_{CE}" ile gösterilir. Yıldız ve bulutsuya ilişkin parametreleri belirlemek zor olduğundan OZ evrimi hakkındaki bilgilerimiz sınırlıdır. Oysa yakın ÇÇGB'ın varlığı OZ evriminin doğrudan kanıtıdır ve bu sistemlerin salt parametreleri doğrudan hesaplanabilir.

Sınırlı sayıda bulunan bu sistemlerden yalnızca dört tanesi örten çift yıldız sistemidir: UU Sge, V477 Lyr, BE UMa ve SuWt 2.

UU Sge, Abell 63 GB'nun çekirdeğidir ve örten değişen olduğu ilk olarak Hoffeit (1932) tarafından bildirilmiştir. Bond (1976), çift sistemin, Abell (1966) tarafından keşfedilen GB'nun çekirdeği olduğunu rapor etmiştir. Sistemin ilk ışık eğrisi Bond ve diğ. (1978) tarafından elde edilmiştir. B süzgeci kullanılarak elde edilen ışık eğrisinde sistemin baş minimumda tam tutulma gösterdiği görülmektedir. Ayrıca maksimumlarda sinüs benzeri bir yapı oluşturan kuvvetli yansıma etkisi de oldukça dikkat çekicidir. Çiftin 2″.8 uzağında görsel bir bileşeni bulunmaktadır. Bond ve diğ. ışık eğrisinin analizi sırasında bu bileşenin katkısını arındıramamış,

bununla birlikte, baş minimumun gerçek derinliğini 4.3 kadir kabul ederek yaptıkları analiz sonucunda birinci bileşenin sıcaklığı 35 000 K olan bir altcüce, ikinci bileşenin ise bir K cücesi olduğunu bildirmişlerdir.

Sistemin ilk CCD-ışıkölçüm gözlemi Pollacco ve Bell (1993, PB93) tarafından yapılmıştır. Gözlemler V ve I süzgeci kullanılarak gerçekleştirilmiştir. V süzgecinde ışık eğrisinin tamamı elde edilmiş, I süzgecinde ise sadece baş minimum gözlemleri yapılarak tam tutulma özelliğinden ikinci bileşenin sıcaklığı elde edilmeye çalışılmıştır. Sistemin ilk dikine hız verileri de bu çalışmada verilmektedir. Baş bileşenin sıcaklığı 117 500 K, yoldaşın sıcaklığı ise ~7300 K olarak bulunmuştur. Analiz sonuçları ikinci bileşenin yarıçapının beklenenden (anakol yıldızı olduğu varsayımıyla) yaklaşık 2 kat daha büyük olduğunu göstermistir.

Bell ve diğ. (1994, BPH94) yaptıkları çalışmada baş minimumda alınan tayflara Kurucz (1979) atmosfer modellerini uygulayarak yoldaşın sıcaklığını 6250 ± 250 K olarak belirlemişlerdir. "Kenar parlaması" varsayımı kullanılarak yaptıkları çözümlerde birinci bileşen sıcaklığını 87 000 ± 13 000 K olarak bulmuşlardır.

V477 Lyr, Abell 46 GB'nun çekirdeğidir. UU Sge'ye benzer bir ışık eğrisi olan sistemin baş minimumunun parçalı olduğu Bond (1980) tarafından rapor edilmiştir. Sistem, UU Sge'ye oranla daha büyük genlikli (~0.6 kadir) yansıma etkisine sahiptir. Sistemin ilk CCD-ışıkölçümü Pollacco ve Bell (1994, PB94) tarafından gerçekleştirilmiştir. V süzgecinde elde edilen ışık eğrisinin kenar parlaması varsayımıyla yapılan analizi sonucunda birinci bileşen sıcaklığı 60 000 K, ikinci bileşen sıcaklığı ise ~5300 K olarak bulunmuş, yarıçapı ise bu sıcaklıktaki bir anakol yıldızından beklenenden daha büyük olarak bildirilmiştir. Sistemin ilk dikine hız verileri de aynı çalışmada sunulmuştur.

Bu çalışmada, her iki sistemin V ve R süzgeçlerinde yapılan CCD-ışıkölçüm gözlemleriyle elde edilmş ışık eğrilerinin analiz sonuçlarını sunmaktayız. Amaç, iki-renk ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözümünden faydalanarak sistem üyelerine ilişkin sıcaklık değerlerini sınırlandırmaktır. Ayrıca OZ etkinlik parametreleri (α_{CE}) hesaplanarak, beklenenden daha büyük çıkan yarıçapların nedenleri tartışılmaktadır.

2. Gözlemler ve Verilerin Analizi

Her iki sistemin gözlemleri sırasında Tübitak Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) 1.5-m'lik Cassegrain teleskop (RTT 150) ve ona bağlı CCD kamera kullanılmıştır. Gözlemler, 2002 Temmuz ve Ağustos aylarında toplam 9 gecede gerçekleştirilmiştir.

UU Sge sisteminin baş minimum ortası ve maksimumdaki parlaklıkları PB93 tarafından sırasıyla 19.24 ve 14.67 kadir olarak verilmiştir. Bu nedenle gözlemler sırasında poz süresi 60 ve 120 s olarak belirlenmiştir. UU Sge kalabalık bir bölgede bulunduğundan veriler IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) içinde bulunan ve kalabalık alanlar için kullanılan DAOPHOT paketi kullanılarak indirgenmiştir. Verilerin indirgenmesi sırasında UU Sge çift sistminin 2″.8 uzaklığında bulunan görsel bileşenin etkisi de arındırılmıştır. Tam tutulma görülen baş minimum derinliği V ve R süzgeçlerinde, sırasıyla, 4.450 ± 0.075 ve 3.764 ± 0.074 kadir olarak hesaplanmıştır. Yansıma etkisinin genlikleri ise yine sırasıyla 0.396 ve 0.446 kadir olarak belirlenmiştir.

V477 Lyr sisteminin gözlemleri sırasında poz süresi 60 s olarak belirlenmiştir. Veriler IRAF içinde yer alan APPHOT paketi kullanılarak indirgenmiştir. Sistemin gösterdiği kuvvetli yansıma etkisinin genliği ise V ve R süzgeçlerinde, sırasıyla, 0.588 ve 0.665 kadir olarak hesaplanmıştır.

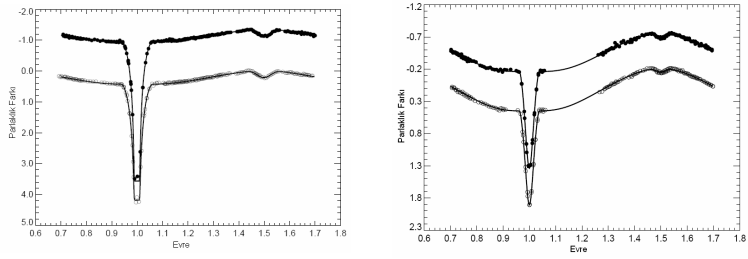
2.1. UU Sge

Işık eğrilerinin eş zamanlı çözümü için Wilson-Devinney (W-D, Wilson ve Devinney 1971, Wilson 1979, 1990, Wilson ve Van Hamme 2003) programının 2003 versiyonu kullanılmıştır. Kütle oranı-q değeri PB93 tarafından verilerin dikine hız verilerinin tekrar analiz edilmesi ile yeniden belirlenmiştir. Dikine hız analiz sonuçları Tablo 1'de verilmektedir. q değeri çözümler sırasında sabit olarak alınmıştır. Yansıma etkisinin çok kuvvetli olması nedeniyle çözümler sırasında ikinci bileşenin albedo değeri-A_2 serbest bırakılmıştır. Serbest bırakılan diğer parametreler: ikinci bileşen sıcaklığı-T_2, birinci bileşen ışıtması-L_1, bileşenlerin yüzey potansiyelleri-Ω_1, Ω_2, ikinci bileşene ilişkin lineer kenar kararma katsayıları-x_2(V), x_2(R), yörünge eğikliği-i. Lineer kenar kararma katsayılarının giriş değerleri Claret'den (1998) alınmıştır. Bolometrik kenar kararma katsayıları için ise Van Hamme

(1993) tarafından verilen tablolardan faydalanılmıştır. Birinci bileşen sıcaklığını belirlemek için yapılan çözüm denemeleri $0.5 \leq A_2 \leq 1$ değerlerini alacak şekilde sınırlandırılmış ve en küçük hatayı veren çözüme T_1=78 000 K için ulaşılmıştır. Çözümle elde edilen kuramsal eğrinin gözlem verileri ile uyumu Şekil 1'de, kuramsal eğriyi sağlayan parametre değerlerleri ise Tablo 2'de verilmektedir. Parametrelere ilişkin hata değerleri W-D programının verdiği 1σ düzeyindeki hata değerleridir. Birinci bileşen sıcaklığının hata değerini hesaplamak için klasik "sigma" taraması yöntemi kullanılmış ve bu değer ~3000 K olarak bulunmuştur. İkinci bileşen sıcaklığının hatası da bu değere göre düzeltilmiştir. Hata değerleri hesaplanan bazı salt parametreler ile birlikte Tablo 3'de verilmektedir.

Tablo 1. Her iki sistem için dikine hız verilerinin analiz sonuçları (veriler PB93 ve PB94'den alınmıştır).

	K_1 (km/s)	K_2 (km/s)	q	$asini$ $(R_\odot)$
UU Sge	83.8 ±6.7	182.8 ±7.4	0.458 ±0.034	2.45 ±0.09
V477 Lyr	51.9 ±6.4	182.1 ±7.1	0.285 ±0.026	2.18 ±0.09



Şekil 1. UU Sge (solda) ve V477 Lyr (sağda) için V (dolu-daire) ve R (boş-daire) süzgeçlerinde gözlenen ışık eğrileri. Çözüm sonucu elde edilen kuramsal eğriler düz çizgi ile gösterilmiştir.

2.2. V477 Lyr

Işık eğrilerinin eş zamanlı çözümü W-D programı kullanılarak yapılmıştır. Serbest bırakılan ve sabit tutulan parametreler UU Sge için tanımlandığı gibidir. Çözüm denemeleri sonucu birinci bileşen sıcaklığı 49 500 K olarak belirlenmiştir. Çözüm sonuçlarının gözlem verileri ile uyumu Şekil 1'de görülmektedir. Sonuçlar Tablo 2 ve Tablo 3'de sunulmaktadır.

Tablo 2. Eş zamanlı ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen parametreler.

Parametre	UU Sge	V477 Lyr
i (°)	87.12 ± 0.19	80.33 ± 0.06
Ω_1	7.497 ± 0.040	13.123 ± 0.099
Ω_2	3.309 ± 0.009	2.738 ± 0.006
T_1 (K)	78 000	49 500
T_2 (K)	6136 ± 80	3874 ± 120
$L_1/(L_1+L_2)_V$	0.9837 ± 0.0035	0.9940 ± 0.0029
$L_1/(L_1+L_2)_R$	0.9673 ± 0.0026	0.9811 ± 0.0031
A_1	1.0	1.0
A_2	0.927 ± 0.037	0.998 ± 0.036
g_1	1.0	1.0
g_2	0.32	0.32
$\langle r_1 \rangle$	0.1423 ± 0.0013	0.0779 ± 0.0007
$\langle r_2 \rangle$	0.2277 ± 0.0010	0.2091 ± 0.0003
x_1(bol)	0.616	0.616
x_2(bol)	0.493	0.384
x_1(V)	0.100	0.192
x_1(R)	0.070	0.162
x_2(V)	0.478 ± 0.078	0.210 ± 0.051
x_2(R)	-0.148 ± 0.074	-0.121 ± 0.053
rss	0.007	0.023

Tablo 3. UU Sge ve V477 Lyr'in bileşenlerinin salt öğeleri.

Parametre	UU Sge	V477 Lyr
M_1 ($M_\odot$)	0.628 ± 0.053	0.508 ± 0.046
M_2 ($M_\odot$)	0.288 ± 0.031	0.145 ± 0.021
R_1 ($R_\odot$)	0.349 ± 0.013	0.172 ± 0.007
R_2 ($R_\odot$)	0.558 ± 0.021	0.462 ± 0.019
T_1 (K)	78 000 ± 3000	49 500 ± 4500
T_2 (K)	6136 ± 240	3874 ± 350
$\log g_1$ (cgs)	5.151 ± 0.050	5.672 ± 0.053
$\log g_2$ (cgs)	4.404 ± 0.058	4.269 ± 0.073

3. Büyük Yarıçaplı İkinci Bileşenler ve Sistemlerin Evrim Durumları

UU Sge ve V477 Lyr'in ikinci bileşenlerinin yarıçapları aynı kütleli bir anakol yıldızından beklenenden daha büyük olarak bulunmuştur. İkinci bileşeni olması gerekenden daha büyük olan başka OZ-sonrası (post-common envelope) sistemler de vardır. Bu sistemlerin bazıları Tablo 4'de listelenmiştir. İkinci bileşeninin yarıçapı listedeki diğer sistemlerden daha büyük olan Hyades açık yıldız kümesinin iyi bilinen üyesi V471 Tau da tabloda verilmektedir. V471 Tau'nun baş bileşeni bir beyaz cüce, yoldaşı ise K tayf türünden bir kırmızı cücedir. O'brien ve diğ. (2001) tarafından yapılan bir çalışmada V471 Tau'nun yoldaş bileşeninin beklenenden büyük yarıçaplı olmasını açıklamak için iki öneri getirilmiştir: 1) olası bir OZ evriminden bir süre önce çıkmış olan V471 Tau'nun ikinci bileşeni henüz ısısal dengeye ulaşmamış olabilir, 2) yıldızın yüzeyini kaplayan lekeler konvektif enerjinin iletilmesini engelliyor olabilir.

Düşük kütleli ikinci bileşenlerin OZ evriminden nasıl etkilendikleri gerek gözlemsel gerekse kuramsal olarak yeterince anlaşılmış değildir. Yapılan kuramsal çalışmalar (Prialnik ve Livio 1985, Sarna ve Ziólkowski 1988, Hjellming ve Taam 1991), düşük kütleli tümüyle konvektif ya da derin konverktif zarflara sahip olan anakol yıldızlarının baş bileşenden kütle aktarımı sonrasında, kütle aktarım hızına da bağlı olarak, yarıçapın genişlediğini gösterici yöndedir.

Düşük kütleli ikinci bileşenlerin genişlemiş yarıçaplara sahip olmasının bir başka olası nedeni de yıldız yüzeyindeki manyetik aktivitenin etkinliğidir. Mullan ve MacDonald (2001) aktif yıldızların aktif olmayanlara göre daha düşük yüzey sıcaklıklarına ve daha büyük yarıçaplara sahip olduklarını göstermiştir. Morales ve diğ. (2008) de benzer bir sonuca ulaşmış ve bu durumun düşük kütleli örten çiftlerde de geçerli olduğunu belirtmişlerdir.

Yukarıda ifade edilen olası nedenlerin ışığında Tablo 4'te de listelenmiş olan sistemlerin kuramsal sıcaklık ve yarıçap değerleri Chabrier & Baraffe (1997, CB97) tarafından verilen modeller yardımıyla bulunarak, varsayılan farklı kütle toplanma miktarları için (sırasıyla 0.05, 0.01, 0.005 $M_{\odot}$) ısısal dengeye ulaşma zaman ölçekleri (Prialnik ve Livio 1985) hesaplanmıştır: $t_{\mathrm{th},0.05}$, $t_{\mathrm{th},0.01}$ and $t_{\mathrm{th},0.005}$.

Gözlemlerle bulunmuş olan kütle, yarıçap ve sıcaklık değerlerinin kuramsal modellerle karşılaştırılması Şekil 3'te yapılmaktadır.

Tablo 4. Seçilmiş OZ-sonrası sistemlerin ikinci bileşenlerine ilişkin gözlenen ve hesaplanan parametreler. Parametrelerin tanımları metin içerisinde verilmektedir.

Yıldız	M_2 ($M_\odot$)	$R_{2,\rm obs}$ ($R_\odot$)	T_2 (K)	$T_{2,\rm teo}$ (K)	$R_{2,\rm teo}$ ($R_\odot$)	$R_{2,\rm obs}/R_{2,\rm teo}$	$t_{\rm th,0.05}$ (yr)	$t_{\rm th,0.01}$ (yr)	$t_{\rm th,0.005}$ (yr)	Ref.
UU Sge	0.288	0.558	6138	3420	0.280	1.989	1.64×10^{8}	3.27×10^{7}	1.64×10^{7}	bu çalışma
V477 Lyr	0.145	0.463	3874	3130	0.170	2.727	9.32×10^{8}	1.86×10^{8}	9.32×10^{7}	bu çalışma
KV Vel	0.230	0.402	3400	3340	0.238	1.688	1.62×10^{8}	3.24×10^{7}	1.62×10^{7}	1
BE UMA	0.360	0.720	5800	3480	0.336	2.142	1.28×10^{8}	2.56×10^{7}	1.28×10^{7}	2
HS 1136+6646	0.330	0.790	K7	3460	0.312	2.530	2.01×10^{8}	4.03×10^{7}	2.01×10^{7}	3
PG1026+002	0.220	0.400	3170	3330	0.231	1.733	1.85×10^{8}	3.71×10^{7}	1.85×10^{7}	4,5
RR Cae	0.095	0.189	2500	2730	0.118	1.598	1.07×10^{9}	2.15×10^{8}	1.07×10^{8}	6
RR Cae	0.182	0.210	3100	3250	0.202	1.042	1.45×10^{7}	2.90×10^{6}	1.45×10^{6}	7
RE 1016-053	0.285	0.357	M3	3420	0.278	1.283	4.76×10^{7}	9.53×10^{6}	4.76×10^{6}	8
RE 1016-053	0.150	0.265	M5	3150	0.174	1.521	2.62×10^{8}	5.24×10^{7}	2.62×10^{7}	9
V471 Tau	0.930	0.960	5040	5370	0.832	1.153	5.15×10^{5}	1.03×10^{5}	5.15×10^{4}	10

Referanslar, ikinci bileşenlerin gözlenen (obs) parametre değerleri için verilmiştir: Hilditch ve diğ. (1996), (2) Ferguson ve diğ. (1999), (3) Sing ve diğ. (2004), (4) Bruch & Diaz (1999), (5) Saffer ve diğ. (1993), (6) Bruch (1999), (7) Maxted ve diğ. (2007), (8) Wood ve diğ. (1999), (9) Vennes ve diğ. (1999), (10) O'Brien ve diğ. (2001).

Isısal dengeye ulaşma zaman ölçekleri, Althaus ve Benvenuto (1998, AB98) ile Benvenuto ve Althaus (1998, BA98) tarafından verilen beyaz cüce evrim yollarından yaklaşık olarak tahmin edilen "yaş"lar (Tablo 5) ile karşılaştırılmıştır (ÇÇGB'ların –UU Sge, V477 Lyr, KV Vel, BE UMa– yaşı ortalama 30 000 yıl (Schönberner 1983) olarak kabul edilmiştir.). Sonuçlar 5. bölümde tartışılmaktadır.

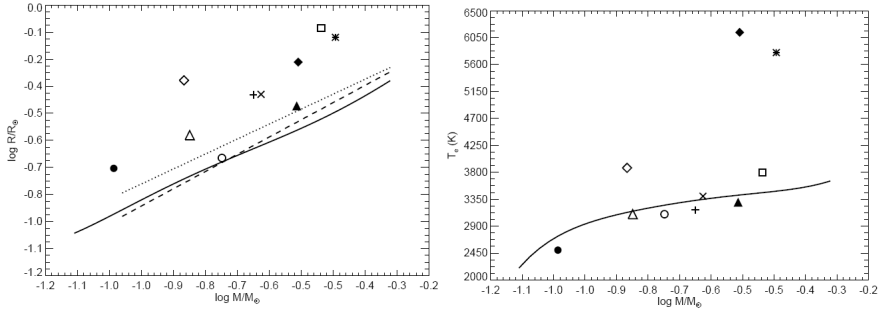
4. Etkinlik Parametresi: $\alpha_{\rm CE}$

OZ evrimi çift yıldız evriminin en az anlaşılan basamaklarından biridir. OZ evrimi sırasında çiftin ayrıklığında meydana gelen değişim yörünge enerjisindeki değişimle sonuçlanır. Yörünge enerjisindeki değişimin bir miktarı OZ'ın sistemden uzaklaştırılması için kullanılır. Yörünge enerjisindeki değişimin ne kadarlık bir kesrinin OZ atımında kullanıldığı "etkinlik parametresi" olarak tanımlanır ve "$\alpha_{\rm CE}$" ile gösterilir (örneğin, Tutukov ve Yungelson 1979, Iben ve Livio 1993, ve bu yayınlarda atıfta bulununulan diğer makaleler).

$$\alpha_{\rm CE} = \frac{\Delta E_{\rm bind}}{\Delta E_{\rm orb}}$$

Bu eşitlikte $\Delta E_{\rm bind}$ atılan zarfın, Roche lobu taşımı (RLT) başlangıcında, çekimsel ve ısısal enerjileri arasındaki fark olup

"bağlanma enerjisi" olarak ifade edilir. $\Delta E_{\rm orb}$ ise *spiral-in* sürecinin başlangıcında ve sonundaki yörünge enerjileri arasındaki farktır.



Şekil 3. Düşük kütleli anakol yıldızları için farklı kaynaklardan alınmış kütle-yarıçap (solda) ve kütle-etkin sıcaklık (sağda) ilişkileri, düz-çizgi: CB97; noktalı-çizgi: Caillault ve Patterson (1990); kesikli-çizgi: Lacy (1977). İkinci bileşen yarıçap ve kütleleri, dolu-dörtgen: UU Sge; boş-dörtgen: V477 Lyr; çarpı: KV Vel; yıldız: BE UMa; boş-kare: HS 1136+6646 (etkin sıcaklık-Leggett 1992); artı: PG 1026+002; dolu-daire: RR Cae (Bruch 1999); boş-daire: RR Cae (Maxted et al. 2007); dolu-üçgen: RE 1016-053 (Wood et al. 1999, etkin sıcaklık-Leggett 1992); boş-üçgen: RE 1016-053 (Vennes et al. 1999, etkin sıcaklık-Leggett 1992).

Tablo 5. OZ-sonrası sistemlerin birinci bileşenlerine ilişkin bazı parametreler.

Yıldız	M_1 ($M_\odot$)	T_1 (K)	$\log g_1$ (cgs)	Age (yr)	Ref.
UU Sge	0.628	78 000	5.151	3.0×10^4	1
V477 Lyr	0.508	49 500	5.672	3.0×10^4	1
KV Vel	0.63	77 000	5.85	3.0×10^4	1
BE UMA	0.70	105 000	6.5	3.0×10^4	1
HS 1136+6646	0.63	70 000	7.75	9.0×10^5	2
PG1026+002	0.65	17 600	8.1	1.4×10^8	2
RR Cae	0.467	7005	7.7	1.9×10^9	3
RR Cae	0.44	7540	7.7	1.9×10^9	3
RE 1016-053	0.57	55 800	7.81	1.8×10^6	2
RE 1016-053	0.59	55 000	7.84	1.8×10^6	2
V471 Tau	0.84	34 500	8.31	1.2×10^7	2

Referanslar, sistemlerin yaşını hesaplamada kullanılan kuramsal evrim volları için verilmiştir (bu tabloda verilen diğer parametreler için Tablo 4'te verilen referanslara bakınız). (1) Schönberner (1983), (2) AB98, (3) BA98.

Bu çalışmanın başlıca amaçlarından birisi de OZ evriminin en önemli parametresi olan "α_{CE}"nin değerinin araştırılması ve sınırlanması üzerine yapılan çalışmalara katkıda bulunmaktır. Yapılan hesaplamalarda kullanılan eşitlikler başlıca Webbink (2007), Han ve diğ. (1995), Dewi ve Tauris (2000), De Kool (1990), Iben ve Tutukov (1986), Iben ve Livio (1993), Hurley ve diğ. (2000) tarafından yapılan çalışmalardan alınmıştır. Sonuçlar Tablo 6'da sunulmaktadır. Başlangıç kütleleri, Blöcker (1995) ve Iben ve Tutukov (1986)'un çalışmaları esas alınarak belirlenmiştir. Tabloda verilen R_{AGB} birinci bileşenin RLT sırasında ulaştığı AGB yarıçapı, q başlangıç kütle oranı (ikinci bileşenin kütlesinde önemli bir değişim olmadığı kabul edilmektedir), a_0 başlangıçtaki ayrıklık değeri, P_i ise çiftin başlangıçtaki yörünge dönemidir.

Tablo 6. Sistemlerin olası başlangıç konfigürasyonları ve etkinlik parametresi, α_{CE}.

	M_1 $(M_\odot)$	R_{AGB} $(R_\odot)$	q	a_0 $(R_\odot)$	P_i $(days)$	α_{CE}
UU Sge	3.0	297	10.42	511	738	0.48
	3.1	294	10.76	503	710	0.51
	4.2	266	14.58	438	501	0.99
V477 Lyr	1.0	60	6.90	110	125	0.71
	2.35	45	16.21	73	47	4.86
	3.5	40	24.14	62	30	12.82
V477 Lyr*	2.2	210	15.17	345	485	0.83

* V477 Lyr'in birinci bileşeni yozlaşmış He cücesi olarak kabul edilmiştir.

5. Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada, birer GB çekirdeği olan UU Sge ve V477 Lyr örten çift sistemlerinin iki-renk ışık eğrilerinin eş zamanlı analiz sonuçları verilmektedir. İki-renk ışık eğrisi analizleri bileşenlere ilişkin sıcaklık değerlerinin sınırlandırılmasında büyük yarar sağlamıştır. Sistemlerin birinci ve ikinci bileşen sıcaklıkları, sırasıyla, UU Sge için 78 000 ± 3000 K ve 6136 ± 240 K, V477 Lyr için 49 500 ± 4500 K ve 3874 ± 350 K olarak bulunmuştur.

İkinci bileşenlerin beklenenden büyük olarak bulunan yarıçaplarının nedenleri de araştırılarak, seçilmiş bazı OZ-sonrası sistemlerden HS 1136+6646 ve RE 1016-053 ile GB çift çekirdeklerinin

ikinci bileşenlerinin ısısal dengeye ulaşmadıkları ön görülmektedir. Listede yer alan diğer sistemler ısısal dengeye ulaşmış görünmekle birlikte büyük yarıçapları için olası manyetik aktivitenin varlığı önerilmektedir. Bu önerinin doğrulanması için tayfsal gözlemlere ihtiyaç vardır.

Tablo 6'da verilen etkinlik parametre değerleri farklı başlangıç kütlelerine göre hesaplanmıştır. Bu kütlelerin belirlenmesinde, baş bileşenin evrimi sonunda bir karbon-oksijen (CO) çekirdek bırakması varsayımıyla, metin içerisinde belirtilen kuramsal çalışmalardan faydalanılmıştır. Etkinlik parametresinin "1"den büyük beklenmiyor oluşu (aksi durumda OZ atımı için yörünge enerjisinden başka enerjilere de ihtiyaç vardır) başlangıç kütle değerini sınırlar görünmektedir. V477 Lyr'in Tablo 3'te verilen birinci bileşen kütlesi kuramsal çalışmalarda Helyum (He) ile CO çekirdek arasında bir geçiş değeri olduğundan V477 Lyr'in birinci bileşeni için yozlaşmış "He" çekirdek varsayımı da yapılmıştır. Başlangıç kütlesinin 2.2 $M_{\odot}$ olması durumunda yörünge enerjisinin %83'nün OZ'ın sistemden atılmasında kullanıldığı hesaplanmıştır.

Kaynaklar

Abell G. O., 1966, ApJ, 144, 259
Althaus L. G., Benvenuto O. G., 1998, MNRAS, 296, 206
Bell S. A., Pollacco D. L., Hilditch R. W., 1994, MNRAS, 270, 449
Benvenuto O. G., Althaus L. G., 1998, MNRAS, 293, 177
Blöcker T., 1995, A&A, 299, 755
Bond H. E., 1976, PASP, 88, 192
Bond H. E., Liller W., Mannery E. J., 1978, ApJ, 223, 252
Bond H. E., 1980, IAU Circ., 3480
Bond H. E., Grauer A. D., 1987, in IAU Colloq. 95, Second Conf. on Faint Blue Stars (Dordrecht: Kluwer), 221
Bond H. E., Livio M., 1990, ApJ, 355, 568
Bond H. E., 2000, in Kastner J. H., Soker N., Rappaport S., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 199, Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 115
Bruch A. 1999, AJ, 117, 3031
Bruch A., Diaz M. P., 1999, A&A, 351, 573
Caillault A. P., Patterson J., 1990, AJ, 100, 825
Chabrier G., Baraffe I., 1997, A&A, 327, 1039
Claret A., 1998, A&A, 335, 647
De Kool M., 1990, ApJ, 358, 189

Dewi J. D. M., Tauris T. M., 2000, A&A, 360, 1043
Ferguson D. H., Liebert J., Haas S., Napiwotzki R., James T. A., 1999, ApJ, 518, 866
Han Z., Podsiadlowski P., Eggleton P. P., 1995, MNRAS, 272, 800
Hilditch R. W., Harries T. J., Hill G., 1996, MNRAS, 279, 1380
Hjellming M. S., Taam, R. E., 1991, ApJ, 370, 709
Hoffleit, D., 1932, Harvard Bull., No. 887
Hurley J. R., Pols O. R., Tout C. A., 2000, MNRAS, 315, 543
Iben I. Jr., Tutukov A. V., 1986, ApJ, 311, 753
Iben I. Jr., Livio M., 1993, PASP, 105, 1373
Iben I. Jr., Tutukov A. V., 1993, ApJ, 418, 343
Kurucz, R. L., 1979, ApJS, 40, 1
Lacy C. H., 1977, ApJS, 34, 479
Leggett S. K., 1992, ApJS, 82, 351
Maxted P. F. L., ODonoghue D., Morales-Rueda L., Napiwotzki R., Smalley B., 2007, MNRAS, 376, 919
Morales J. C., Ribas I., Jordi C., 2008, A&A, 478, 507
Mullan D. J., MacDonald J., 2001, ApJ, 559, 353
O'Brien M. S., Bond H. E., Sion E. M., 2001, ApJ, 563, 971
Paczynski B., 1976, in IAU Symp. 73, Structure and Evolution of Close Binary Systems, ed. P. Eggleton, S. Mitton, J. Whelan (Dordrecht: Reidel), 75
Pollacco D. L., Bell S. A., 1993, MNRAS, 262, 377
Pollacco D. L., Bell S. A., 1994, MNRAS, 267, 452
Prialnik D., Livio M., 1985, MNRAS, 216, 37
Saffer R. A., Wade R. A., Liebert J., et al., 1993, AJ, 105, 1945
Sarna M. J., Ziólkowski J., 1988, AcA, 38, 89
Schönberner D., 1983, ApJ, 272, 708
Sing D. K. et al., 2004, AJ, 127, 2936
Tutukov A. V., Yungelson L. R., 1979, in Mass loss and evolution of O-type stars, ed. C. de Loore, P. S. Conti (Reidel, Dordrecht) 401
Van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096
Vennes S., Thorstensen J. R., Polomski E. F., 1999, ApJ, 523, 386
Webbink R. F., 2007, in Milone E. F., Leahy D. A., Hobill D.W., eds, Short Period Binary Stars. Springer, Dordrecht, in press (arXiv:0704.0280)
Wilson R. E., 1979, ApJ, 234, 1054
Wilson R. E., 1990, ApJ, 356, 613
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605
Wilson R. E., Van Hamme W., 2003, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model. Dept. Astron., Univ. Florida, Gainesville, FL, USA
Wood J. H., Harmer S., Lockley J. J., 1999, MNRAS, 304, 335

U GEM'DE DİSK RÜZGARLARI

M. Türker ÖZKAN

İstanbulÜniversitesi Gözlemevi, Beyazıt Kampusu 34119, Üniversite, İstanbul
e-posta: ozkant@istanbul.edu.tr

Özet

Kataklismik değişenlerden rüzgarlarının araştırılması ilk kez IUE Uydusu ile başladı. Özellikle mor ötedeki yüksek iyonize olmuş CIV 1548, 1550, SiIV 1393,1402 ve NV 1238, 1242 angstromdeki çizgiler geniş bir maviye kaymış soğurma bileşeni ile yüksek eğimli sistemlerde kırmızıya kaymış salma bileşenleri olan P Cygni profilleri göstermekte ve bu çizgiler genişleyen bir atmosferin dolayısı ile rüzgarların bir göstergesi olarak bilinmektedir. Bu çalışmada U Gem yıldızında söz konusu çizgilerden elde edilen sonuçlar verilmekte ve yorumlanmaktadır. Elde edilen sonuçlara göre, C IV çizgisinin beyaz cüceye yakın bir yerden kaynaklanmakta ve örtülmenin olduğu zamanlara yakın evrelerde hızların düştüğü ve böylece de merkezi cisme yakın yoldaşın çizgi oluşum bölgelerini örttüğü söylenebilir.

Anahtar Kelimeler: Yıldızlar: cüce novalar – Yıldızlar: özel (U Geminorum) – Yıldızlar: rüzgarlar.

Abstract

The study of winds in cataclysmic variables was started by the IUE satellite. In particular, clues to wind come from high-ionization lines like CIV 1548, 1550 SiIV 1393,1402 and NV 1238, 1242 angstroms in the UV showing P Cygni profiles with a blueshifted absorption and a redshifted emission in the low-to-intermediate inclination systems. In

high inclination systems the UV lines appear broad and symmetric but the absorption component vanishes. We study in this work, our analysis of wind-formed lines in U Gem and discuss line measurements. According to the results obtained, the CIV line is produced in a region near the white dwarf which is assumed to be the base of the wind. In orbital phases near the eclipse times, the terminal velocities decrease and the secondary eclipses line-forming regions close to the central object.

Keywords: Stars: dwarf novae – Stars: individual (U Gem) – Stars: winds.

1. Giriş

UV tayfları kataklismiklerde görülen rüzgarların bir çok özelliğini gösterdi. Soğurma bileşeninin mavi kenarından bulunan hızlar rüzgarların terminal hızları için bir alt limit verirler ki bu hızlar yaklaşık beyaz cüceden kaçma hızları (5000 km/san) mertebelerindedir. Bu rüzgarların beyaz cüceye yakın yerlerden oluştuğu ileri sürülmektedir (Cordova & Mason 1982). Rüzgarlarla ilgili model çalışmaların çoğu standart disk modelini (Shakura ve Sunyaev, 1973) göz önüne alır ve elde edilen sonuçlar CIV, SiIV ve NV gibi moröte çizgilerinin gözlemleriyle karşılaştırılır. Model çalışmaları iki grupta toplanabilir. Bunlardan biri kinematik model (Long ve Knigge, 2002) diğeri hidrodinamik sayısal model (Proga, Stone ve Drew, 1999) şeklindedir. Bunların dışında rüzgar etkilerini göz önüne alan ve Doppler görüntülemeyi kullanan diskin tomografik simülasyonlarını yapan çalışmalar da söz konusudur (Ribeiro ve Diaz, 2008).

Gözlemlerden itibaren elde edilen rüzgarlara ait birçok özellik söz konusudur. Bu özellikler kısaca şöyle verilebilir (Froning, 2004).

Rüzgarın Dönmesi : Disk rüzgarlarının gözlemsel bir özelliği bunların dönmeleri ve diski terk ederken açısal momentumlarını korumalarıdır. İki KD de bu özelliğin işaretleri görüldü. Shlosman ve diğ. (1996) yaklaşık disk boyunca bakılan (büyük eğimli) nova benzeri V347 Pup yıldızında IUE ile alınan UV profillerini tutulma ortası ve tutulma dışı evrelerde karşılaştırdılar. Tutulmada çizginin

rotasyonal genişlemesinin çoğundan sorumlu olan rüzgar bölgesi diske yakın olduğunda CIV çizgisi daralmaktadır. İkinci örnek UX UMa yıldızının tutulması sırasında yine CIV'ün daralması rüzgarın dönmesini destekler (Mason ve diğ., 1995).

Rüzgarın Dik Yapısı **:** Örten sistemlerin gözlemlerden itibaren diskten çıkan rüzgarların dik yapısı da araştırılmaktadır. UX UMa yıldızının CIV çizgisinin HST gözlemleri tutulma sırasında dönmesel bozulmayı ortaya koyduğu gibi ilaveten dar ve küçük hızlı soğurma bileşenlerini göstermektedirler (Froning, 2004). Knigge ve Drew (1997) bu soğurma çukurlarını kolayca modellediler ve tutulma sırasında bunların kaybolması, yığışma diskinin merkezi kısımları ile hızlı rüzgarların arasında yoğun ve düşük hızlı bir madde akıntısının olduğu bir geçiş bölgesini gerektirir. Bu geçiş bölgesi veya disk atmosferi belki rüzgarın kendisinin bir parçası olabilir. Proga, Stone ve Drew (1998) 'in yaptığı hidrodinamik disk modellerinde gösterdiler ki, diskten gelen ışınımla madde sürüklenmekte, rüzgarın hem hızlı bir dışarı bileşeni var hem de disk yüzeyine yakın yoğun, düşük hızlı akan bir bölgesi var.

Yörüngesel Değişim: Gözlemlerden disk rüzgarlarının azimutal yapısının değişimleri hakkında da bazı özellikler söylenebilir. Örneğin RW Sex'in zaman çözümlü FUSE tayflarından FUV rüzgar çizgilerinin yörünge dönemi boyunca modüle olduğu görülmüştür (Prinja ve diğ., 2003). FUV de görülen tüm çizgiler CIII, NIII, PV, SIV, OIV aynı özelliği gösterdiler: tek hörgüçlü bir modülasyon. Her çizginin en derin soğurmasının hızı kırmızıya doğru kaymakta ve soğurmanın derinliğinde bir artış ve tekrar geriye kayma olmaktadır. Rüzgar çizgilerinin yörüngesel değişimlerinin kaynağı henüz bilinmemektedir. Ancak bu değişimin diskin asimetrik yapısından kaynaklanabileceği şeklinde görüşler vardır (Prinja ve diğ., 2004). Prinja ve diğ (2003) RW Sex için bunu disk eğimi veya bükülmesi ile açıklamaya çalıştılar. Ancak bu V592 Cas da çalışmadı. Çünkü süper hörgüçlerde böyle faza bağlı bir değişim tespit edilmedi. Yörüngesel etkilerin, yoldaş yıldızdan gelen madde ile diskin etkileşmesinden kaynaklandığına inanılmaktadır (Froning, 2004).

Stokastik (tahmini) Değişkenlik : Bazı KD ler yörüngesel değişimler gösterirken bazılarında da seküler yani sistemin yapısını yansıtan uzun süreli değişkenlik söz konusudur. Bazen bu iki değişkenlik az da olsa örtüşebilir. Prinja ve diğ. (2000) nova benzeri

BZ Cam'ın yüksek ayırma güçlü HST/GHRS taylarını çalıştılar. Tayflar gösterdi ki, CII CIII, SiIII, SiIV, NV, ve CI'ün soğurma çukurlarında sürekli ve kuvvetli bir değişkenlik varken salma bileşenlerinde bir değişkenlik yoktur. Bu değişkenlik 100 saniye içinde tüm çizgilerde oldukları için bu değişkenlik muhtemelen iyonizasyon değişimlerinden ziyade rüzgardaki yoğunluk dalgalanmalarına bağlanabilir (Froning, 2004).

Dar Soğurma Çukurları: Bazı KD'ler kısa ölçekli değişiklik göstermezler, fakat çizgilerin dar soğurma bileşenleri formunda değişen çizgi profilleri gösterirler. Nova benzeri IX Vel ve V3885 Sgr de çok kuvvetli rüzgar etkinliği sürelerinde çok dar (1000 km/s) bir çok rüzgar çizgisinde maviye kaymış (-900km/s) soğurma bileşenlerinde soğurma çukurları görülmektedir (Mauche 1991, Hartley ve ark. 2002). Benzer çukurlar patlamada U Gem'in OIV 1032,1038 dublet çizgisinde de görülmüştür (Froning ve diğ. 2001). U Gem'de çizgiler düzenli gözükmezler ve yörünge fazı ile ilişkileri görülmemektedir, bazen iki çukur iki bileşenin her birinde ortaya çıkabilir. Bu özellikler parlak yıldız rüzgarlarında görülen 'ayrık soğurma bileşenleri' ne benzemektedir. Ancak KD soğurma çukurları sabit hızda kalmakta ve zamanla çok yavaş dışarıya doğru ilerlemektedirler.

Yüksek İyonize Rüzgar Çizgileri: Yüksek yığışma hızlı KD lerde rüzgarların oluşum mekanizmalarını belirliyebilme, standart moröte rüzgar özellikleri gözükmeyen durumları anlamamıza dayanır. Örneğin patlama sırasında U Gem'in az önce bahsedilen OIV soğurma çukurları ve belki zayıf P Cygni profili haricinde FUV tayfalarında rüzgarla ilgili başka bir işaret yoktur. Bunun yerine çizgiler genellikle dar, düşük hızlı soğurma özellikleri söz konusudur. (Sion, 1997; Froning ve ark, 2001). Bir olasılık sınır tabaka rüzgarın yapısında rol oynayabilir.

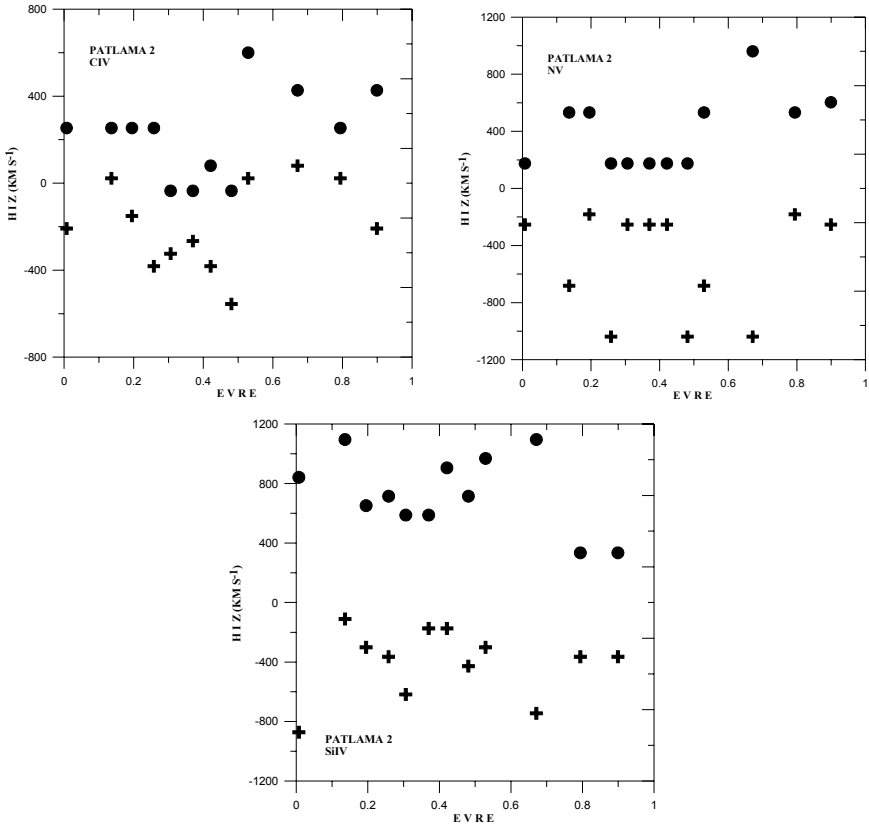
Rüzgarın disk üzerindeki etkileri özellikle HeI 5876, HeI 7065 ve H_α gibi optik bölgedeki çizgilerde görülebilirse de (Kafka ve Honeycutt, 2004), temel rüzgar özellikleri moröte dalga boylarındaki gözlemlerle belirlenebilir. Bu çalışmada U Gem yıldızının rüzgar özelliklerini ayrıntısı ile ortaya koyabilmek için patlamadaki tüm IUE tayfları kullanılarak rüzgar konusunda elde edilen sonuçlar verilmektedir.

2. Veriler ve İndirgemeler

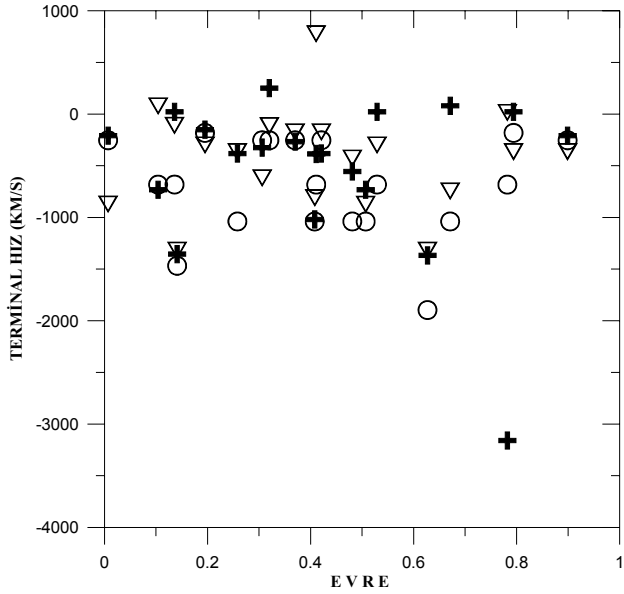
Çalışmada IUE uydu verileri kullanılmaktadır. U Gem'in patlama tayfları toplam 24 tane olmasına rağmen bunlardan istenen koşulları sağlayan toplam 20 tayf kullanılmıştır. Bunların AAVSO gözlemlerinden yararlanılarak elde edilen zamana ve farklı etkinlik dönemlerine yayılışı Tablo 1 de verilmektedir. İndirgeme sonucu bulunan tüm tayfların süreklilikleri bulunarak normalizasyon işlemi yapılmıştır. Her bir etkin dönem sırasında CIV, SiIV ve NV çizgileri kullanılarak terminal hızlar, eşdeğer genişlikler ve FWHM değerleri bulunmuştur (Tablo 2).

Tablo 1. Çalışmada kullanılan tayflar veriliyor. 4. sütun etkinlik döneminin maksimum parlaklığa sahip olduğu zamana göre geçen süreyi gösteriyor.

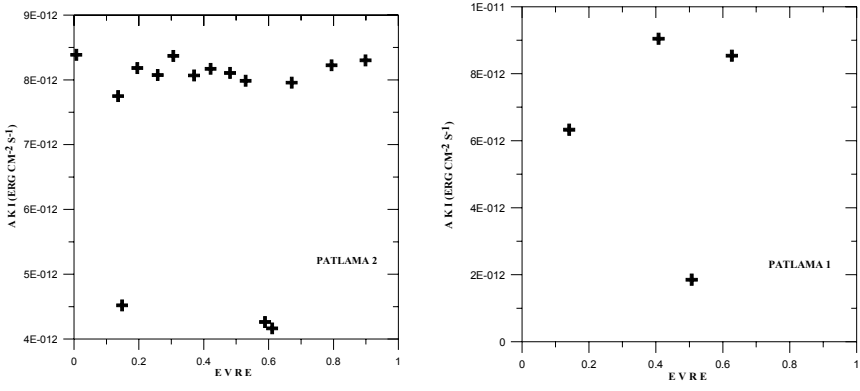
Tayf	JD	Evre	Gün S.	Par.	akı	Etkinlik
s10326	2444523,024	0,408	-2,78	8,8	1,13E-11	Patlama 1
s10327	2444523,062	0,627	-2,74	8,8	1,04E-11	Patlama 1
s10364	2444527,044	0,141	1,24	8,8	8,00E-12	Patlama 1
s10423	2444532,769	0,507	6,97	8,8	2,40E-12	İniş kolu 1
s27067L	2446379,716	0,782	32,87	8,7	3,17E-12	İniş kolu 2
s27068	2446379,773	0,104	32,92	8,7	3,45E-12	İniş kolu 2
s27088L	2446381,401	0,320	34,55	8,7	2,58E-12	İniş kolu 2
s27090	2446381,774	0,411	34,92	8,7	2,23E-12	İniş kolu 2
s54317	2449814,592	0,136	1,29	8,69	9,89E-12	Patlama 2
s54318	2449814,614	0,258	1,31	8,69	9,50E-12	Patlama 2
s54319	2449814,633	0,37	1,33	8,69	1,09E-11	Patlama 2
s54320	2449814,653	0,481	1,35	8,69	1,09E-11	Patlama 2
s54321l	2449814,687	0,671	1,39	8,69	1,01E-11	Patlama 2
s54322	2449814,708	0,794	1,41	8,69	1,22E-11	Patlama 2
s54323	2449814,727	0,899	1,43	8,69	1,22E-11	Patlama 2
s54324	2449814,746	0,007	1,45	8,69	1,06E-11	Patlama 2
s54325l	2449814,779	0,195	1,48	8,69	1,11E-11	Patlama 2
s54326	2449814,799	0,306	1,5	8,69	1,13E-11	Patlama 2
s54327	2449814,819	0,421	1,52	8,69	1,27E-11	Patlama 2
s54328l	2449814,838	0,529	1,54	8,69	1,06E-11	Patlama 2

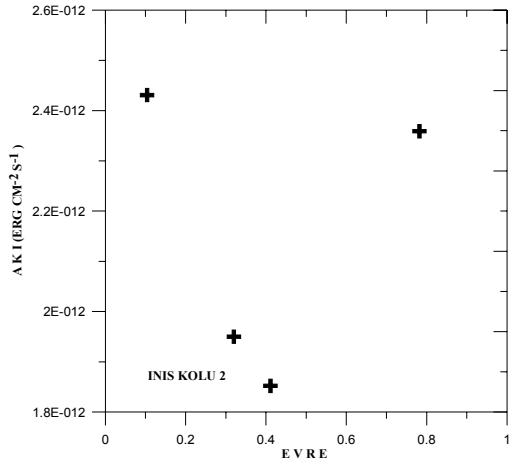


Şekil 1: Patlama 2 etkinlik döneminde çizgilerin maviye kaymış bileşenlerinin hızlarının yörünge evresiyle değişimleri. + işareti ile terminal hız ve ● işareti ile soğurmanın minimumuna karşılık gelen hız gösteriliyor.



Şekil 2: Patlama 1, iniş kolu 2 ve patlama 2 de CIV, NV ve SiIV'e ait terminal hızlarının yörünge evresiyle değişimi. Özellikle örtülmenin olduğu evrelerde CIV ve NV'in hızları daha küçük görülmektedir. + , ○ ve ∇ sırasıyla CIV, NV ve SiIV hızlarını göstermektedir.





Şekil 3: Üç farklı etkinlik döneminde 1400 – 1800 Å arasındaki sürekli akı ortalamasının yörünge evresine göre değişimi. Görüldüğü üzere 0.15, 0.35, 0.4, 0.5 ve 0.6 evrelerinde minimum akı yani çukur benzeri yapılar ortaya çıkıyor

Tablo 2. Üç etkinlik dönemine ait CIV, NV ve SiIV ün soğurma bileşenlerine ait terminal hız, eşdeğer genişlikler ve yarı yükseklikteki çizgi genişliklerinin ortalamaları veriliyor. Hız km/s cinsinden W ve FWHM Å cinsindendir.

Çizgi (soğurma)	Etkinlik	Patlama 1	İniş Kolu 2	Patlama 2
CIV	Teminal Hız	<-1118.46>	<-1005.96>	<-194.19>
	W	<0.72>	<1.07>	<0.32>
	FWHM	<5.10>	<6.49>	<2.71>
NV	Teminal Hız	<-1360.78>	<-575.36>	<-509.39>
	W	<2.46>	<1.82>	<1.92>
	FWHM	<8.34>	<7.45>	<6.27>
SiIV	Teminal Hız	<-1080.18>	<189.02>	<-401.18>
	W	<0.50>	<0.55>	<1.34>
	FWHM	<4.58>	<4.36>	<7.47>

3.Sonuçlar

Tablo I'den görüldüğü üzere U Gem yıldızına ait kullanılabilir tayflar 3 farklı etkinlik dönemini kapsamaktadır. Bu 3 farklı dönemden elde edilen genel sonuçlar şöyle özetlenebilir.

1. Sion ve diğ. (1997) gösterdiler ki, beyaz cücenin hızı 0.75 evresinde maksimum pozitif hıza ve 0.25 evresinde de maksimum negatif hıza sahip olmaktadır. Patlama 2 verilerine göre (Şekil 1) özellikle de CIV çizgisinin maviye kaymış soğurma bileşeninin değerleri buna uymaktadır. Buradan rüzgar çizgisi C IV ün beyaz cüceye yakın bir yerden kaynaklandığı söylemek mümkündür. Böylece UV tayflarından itibaren U Gem de böyle bir sonuç ilk kez somut olarak ortaya konulmaktadır. RW Sex, RW Tri ve V Sge içinde benzer bulgu Vitello ve Shlosman (1993)'nın bu yıldızların UV çizgilerine uyguladıkları modelden itibaren gelmektedir.

2. İlk sonucu doğrulayan bir bulgu da örtülmenin olduğu zamanlara yakın evrelerde CIV ve NV çizgilerinin hızlarının düşmesidir (Şekil 2). Yani yoldaş yıldızın çizginin oluşum bölgesini örttüğü bu nedenle hızlarda bir düşüş olduğu anlaşılmakta. Bu da merkezi cisme yakın yerlerde olabilir.

3. Literatür sonuçlarını doğrulayan bir bulgu da genelde çizgi hızlarının düşük olmasıdır (Sion ve diğ., 1997; Uluyazi ve diğ., 2007). Aslında bu sonuç iki şekilde açıklanabilir. 1. Bu çizgiler diskin içlerinde oluşuyorsa o zaman yoğunluğun daha fazla olduğu bu bölgelerin hareketlerinin tayflara yeterince yansımadığı söylenebilir. 2. Yine literatürden bilmekteyiz ki, gerek X-ışınlarında 0.2 ve 0.7 evrelerinde (Mason ve diğ., 1988) gerek uç mor öte bölgede 0.6 ile 0.8 evreleri arasında (Long ve diğ., 1996) akı düşüşleri görülmektedir. Çukur olarak bilinen bu yapılar çalıştığımız tayflardan Patlama 1 için 0.5, İniş kolu 2 için 0.3 ve 0.4 ve Patlama 2 için de 0.15 ve 0.6 evrelerinde ortaya çıkmaktadır (Şekil 3). Patlama 2 de 0.15 evresindeki çukur Naylor ve la Dous (1997) tarafından da tespit edilerek bunun diskte bulunan dik bir yapı ile açıklanabileceğini ifade etmişlerdir. Eğer söz konusu bu çukurlar oldukça yerleşik ve geniş bir madde yığını ile oluşuyorsa o zaman rüzgar çizgileri bundan etkilenecek ve hızlar düşecektir.

Teşekkür
Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından desteklenmiştir. Proje No: BYPF–10–18/201006.

Kaynaklar

Cordova, F.A., Mason, K.O.1982, "High-Velocity Winds from Dwarf Nova during Outburst", ApJ. 260, 716-721.

Drew, J.E. 1997, "Winds from Cataclysmic Variables", *ASP Conference Series*, Vol. 121, eds. D. T. Wickramasinghe, L. Ferrario ve G. V. Bicknell.

Drew, J.E., Verbunt, F. 1985, "Investigation of a wind model for cataclysmic variable ultraviolet resonance line emission", *MNRAS*, 213, 191-213.

Froning, C.S. 2004, "Observations of Outflows in Cataclysmic Variables", *arXiv : astro-ph*/0410200 v1.

Froning, C.S. ve diğ. 2001, "FUSE Observations of U Geminorum during Outburst and Decline", *ApJ*, 562, 963-984.

Greenstein, J.L., Oke, J.B. 1982, "RW Sextantis, a disk with hot, high-velocity wind", *ApJ*. 258, 209-216.

Hartley, L.E. ve diğ. 2002, "Testing the Line-driven Disc Wind Model: Time-resolved Ultraviolet Spectroscopy of IX Vel and V3885 Sgr", *MNRAS*, 332, 127-143.

Kafka, S., Honeycutt, R.K. 2004, "Detecting Ouflows from Cataclysmic Variables in the Optical", *AJ*, 128, 2420-2429.

Knigge, C., Drew, J.E. 1997, "Eclipse mapping of the Accretion Disk Wind in the Cataclysmic Variable UX Ursae Majoris", *Apj*, 486, 445-456.

Long, K. S., ve diğ. 1996, "EUVE Observations of U Geminorum in Outburst", ApJ, 469, 841-853.

Long, K. S., ve diğ. 1996, "EUVE Observations of U Geminorum in Outburst", ApJ, 469, 841-853.

Long, K.S., Knigge, C. 2002, "Modeling the spectral signatures of accretion disk winds: a new Monte Carlo Approach", *ApJ*, 579, 725-740.

Mason, K. O., ve diğ. 1988, "The discovery of orbital dips in the soft X-ray emission of U GEM during an outburst", *MNRAS*, 232, 779-791.

Mason, K.O., ve diğ. 1995, "Eclipse Observations of an Accretion Disc Wind", *MNRAS*, 274, 271-286.

Mauche, C.W. 1991, "High-resolution IUE Spectra of the Nova-like Variable IX Velorum", *Apj*, 373, 624-632.

Naylor, T., ve la Dous, C. 1997, "The Vertical Disc Structure of U Geminorum in Outburst", *MNRAS*, 290, 160-164.

Prinja, R.K. ve diğ. 2003, "FUSE and HST Ultraviolet Observations of the Disc Wind of RW Sextantis", *MNRAS*, 340, 551-561.

Prinja, R.K. ve diğ. 2004, "FUSE Observations of V592 Cas: the Continuing Enigma of Orbitally Modulated Spectral Signatures of Accretion Disc Winds", *MNRAS*, 355, 137-142.

Prinja, R.K. ve diğ. 2000, "HST Ultraviolet Observations of Rapid Variability in the Accretion-disc Wind of BZ Cam", *MNRAS*, 312, 316-326.

Proga, D., Stone, J.M., Drew, J.E. 1998, "Radiation-driven winds from luminous discs", *MNRAS*, 295, 595-617.

Proga, D., Stone, J.M., Drew, J.E. 1999, "Line-driven disc wind models with an improved line force", *MNRAS*, 310, 476-482.

Ribeiro, F.M.A., Diaz, M.P. 2008, "Tomographic Simulation of Accretion Disks in Cataclysmic Variables – Flickering and Wind", *PASJ*, 60, 327-335.

Sclosman, I., Vitello, P., ve Mauche, C.W. 1996, "Rotating winds from accretion disks in Cataclysmic Variables: Eclipse Modeling of V347 Puppis", *Apj*, 461, 377-385.

Shakura, N.I., Sunyaev, R.A. 1973, "Black holes in binary systems. Observational appearance", *A&A*, 24, 337-355.

Sion, F.H.C., ve diğ. 1997, "Hubble Space Telescope GHRS Spectroscopy of U Gem During Two Outburst", *ApJ*, 483, 907-912.

Uluyazi, C., Güver, T., ve Özkan, M.T. 2007, "U Gem'in Yığılma Diski Özellikleri"
XIV. Ulusal Astronomi Toplantısı, 31 Ağustos - 4 Eylül 2004, p, 353, 2007.

Vitello, P., ve Shlosman, I. 1993, "Ultraviolet Line Diagnostics of Accretion Disk Winds in Cataclysmic Variables", *ApJ*, 410, 815-828.

V444 CYG ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN 2007 YILI FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

Figen Z. ERİŞ ve Fehmi EKMEKÇİ

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan
e-postalar: figeneris@hotmail.com, ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet

Wolf-Rayet bileşenli bir çift yıldız sistemi olan V444 Cyg'nin Ankara Üniversitesi Rasathanesi Maksutov Teleskobu kullanılarak B ve V bandı fotometrik gözlemleri Ağustos-Ekim 2007 döneminde yapıldı ve bu gözlemlerin Wilson-Devinney programı (2004 versiyonu) ile ışık eğrisi analizi gerçekleştirildi. V444 Cyg'nin fotometrik özellikleri belirlendi ve sistemin çevresel zarfının asimetrik bir yapıya sahip olması gerektiği ve ışık eğrisi modellemesinde bu asimetrik yapının dikkate alınmasının daha uygun olacağı ortaya çıkarıldı.

Anahtar Kelimeler: *Wolf-Rayet, örten çift,V444 Cyg*

Abstract

Photometric B and V observations of Wolf-Rayet star and eclipsing binary system V444 Cyg carried out between August and October 2007 with 30 cm Maksutov telescope of the Ankara University Observatory are presented. B and V bands light curve analyses have been made using Wilson-Devinney (version of 2004) programme. Photometric properties of the circumstellar envelope of the system together with the physical and dynamical parameters have been determined and it has been found that the circumstellar envelope must have an asymmetric structure. As a consequence, it will be better to take into consideration this asymmetry in modelling the light curves.

Key words: *Wolf-Rayet, eclipsing binary, V444 Cyg*

1. Giriş

V444 Cyg hem Wilson tarafından 1939 yılında ortaya konduğu gibi bir tayfsal çift yıldız [1] hem de Gaposchkin tarafından 1941 yılında gösterildiği gibi örten bir çift sistemdir [2]. Bir WN5 Wolf Rayet yıldızı ile O6 V tayf türünden bir anakol yıldızından oluşmaktadır. Çizelge 1.1'de V444 Cyg sistemine ait parametreler verilmektedir.

Ekvator koordinatları $\alpha = 20^{sa}\ 19^{dk}\ 32^{sn}$ ve $\delta = +38°\ 43'\ 53''$ olan V 444 Cyg, Cygnus takım yıldızında yer almaktadır. Galaktik koordinatları ℓ=76".5980 ve b= +1".4287 dir. Perryman et al. (1997) tarafından Hipparcos Kataloğu bilgilerine dayanılarak paralaksı 2.62 miliyay saniye (382 pc) olarak verilmektedir [3]. 1996 yılında Estonia'da bulunan Tartu Astrofizik Gözlemevinin yayınında ise V444 Cyg'nin uzaklığı 1.15 kpc olarak verilmektedir [4]. Forbes et al. (1992) V444 Cygni'nin Berkeley 86 açık kümesinin bir üyesi olduğunu bildirmişlerdir [5]. Berkeley 86 açık kümesinin uzaklığı Forbes tarafından 1981 yılında 1.72 kpc olarak bildirilmiştir [6]. Kron and Gordon (1950) uzaklığı 1.50 kpc olarak hesaplamışlardır [7]. V444 Cygni'nin B bandı parlaklığı $8^m.46$, V bandı parlaklığı $8^m.02$, dönemi 4.212 gün ve dış merkezliği e ≡ 0'dır [8, 9].

Çizelge 1.1 V444 Cyg çift sisteminin parametreleri

PARAMETRE	DEĞERİ	KAYNAK
Kütle		
O yıldızı	$28.4 \pm 0.6\ M_\odot$	[9]
	$27.9 \pm 3.2\ M_\odot$	[10]
	$26.2\ M_\odot$	[7]
	$24.8\ M_\odot$	[1]
WN5 yıldızı	$12.4 \pm 0.5\ M_\odot$	[9]
	$9.3 \pm 1.0\ M_\odot$	[10]
	$10.4\ M_\odot$	[7]
	$9.74\ M_\odot$	[1]
Yarıçap		
O yıldızı	$9.3\ R_\odot$	[7]
	$7\ R_\odot$	[1]
	$6.7\ R_\odot$	[11]
WN5 (çekirdek)	$< 4\ R_\odot$	[12]
	$2.9\ R_\odot$	[13]
	$6.5\ R_\odot$	[11]
a (yörünge yarı büyük eksen uzunluğu)	$37.7 \pm 0.3\ R_\odot$	[9]
	$38.0 \pm 0.5\ R_\odot$	[10]

i (yörünge eğim açısı)	$78^o.7 \pm 0.5$	[12]
$\mathbf{v}_{\infty WN5}$	1785 km/sn 2500 ± 200 km/sn	[14] [15]
Sıcaklık		
$\mathbf{T_O}$	23.000 K 40.000K	[1] [16]
$\mathbf{T_{WN5}}$	35.000 K 33.000–35.000 K 90.000 K 80.000 K	[17] [18] [13] [1]

2. Fotometrik Gözlemler

02.08.2007–18.10.2007 tarihleri arasında toplam 19 gece Ankara Üniversitesi Gözlemevinde Maksutov teleskobu ile B ve V renklerinde gözlem yapıldı. Gözlemler sonucunda değişen - mukayese olarak her bir renkten 1894'er nokta elde edildi. Mukayese yıldızı olarak V = 7.44 kadir parlaklığında olan O7e tayf türünden HD 193514 ve denet olarak da V = 9.35 kadir parlaklığında olan B0 II tayf türünden HD 228943 yıldızları kullanıldı. Evre hesabı için

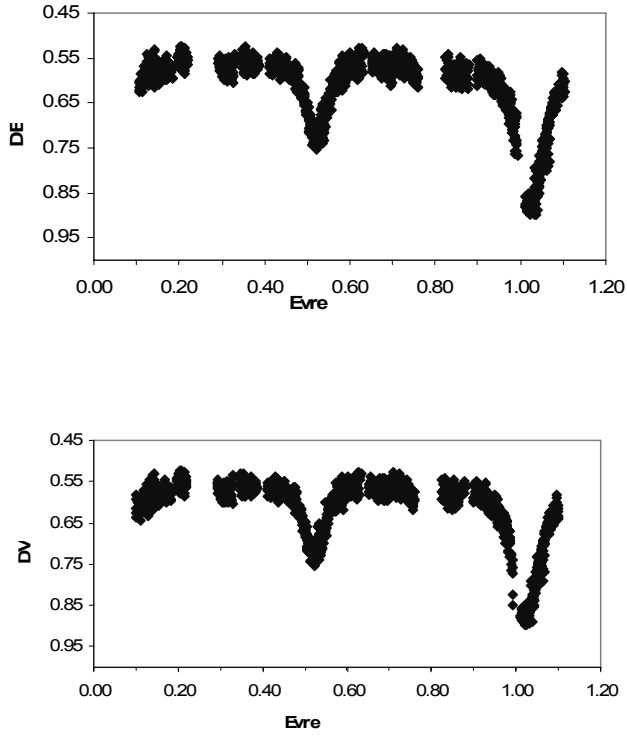
T_0= 2441164.337 [19]
P = 4.2124477 gün [20]

ışık elemanları kullanıldı. Işık eğrisi analizi Wilson-Devinney (WD) programının 2004 versiyonu ile yapıldı [21, 22, 23, 24]. Gözlemlerde elde edilen diferensiyel parlaklık değerlerindeki gecelik kadir hataları

$0^m.02 \leq \Delta V \leq 0^m.14$ ile
$0^m.02 \leq \Delta B \leq 0^m.21$

aralığında oldu. Her iki renkteki maksimum kadir hataları (V de $0^m.14$ ve B deki $0^m.21$) 10.10.2007 tarihine rastlayan aynı geceye ait olup genelde Ekim ayı içerisindeki gözlemlerde hava şartları nedeniyle yüksek olmuştur. Bu yüksek değerlere rağmen gecelik kadir hataları ortalama B rengi için $0^m.09$ V rengi için ise $0^m.06$ civarında seyretmiştir. Elde edilen ışık eğrisi Şekil 2.1'de verilmektedir.

Şekil 2.1'de görüldüğü gibi yaklaşık 0.20-0.30 evreler ile 0.75-0.80 evreler arası olumsuz atmosfer koşulları nedeniyle 2007 sezonunda gözlenememiştir.



Şekil 2.1 AÜG Maksutov teleskopu ile B ve V renklerinde elde edilen ışık eğrisi

Bu ışık eğrisinden 1. minimum derinliği $0^m.29$ ve ikinci minimum derinliği $0^m.14$ olarak elde edilmektedir. Bu değerler Gaposhkin (1941) ve Hamman et al (1991) çalışmalarında elde edilen minimum derinlik değerleriyle uyum içerisindedir [2, 11].

3. Wilson-Devinney Analizi

Işık eğrisi analizi için WD çözümünde kullanılan parametreler Çizelge 3.1'de verilmektedir. Belirtilen parametreler ilk olarak PHOEBE programında denetlenmiş ancak PHOEBE 'de çevresel zarf modellemesi yapılamadığından sonuçta WD programı kullanılmıştır.

Sıcaklık parametresinde önce WR için 35.000 K ile başlandı daha sonra en uygun fit 30.000 K'da elde edildi. Dış merkezlik çeşitli yayınlarda hem 0.036 olarak hem de 0 olarak bildirildiğinden önce 0.036 başlandı ancak en uygun fit 0 ile elde edildi. Çekim kararma sabiti radyatif zarf için 1 konvektif zarf için 0.32 olarak alındı. Elektron yoğunluğu için önce 10^{13} alındı ancak en uygun fit 10^{10} ile elde edildi. μ_e değeri için de Loore and Doom (1992) tarafından WR yıldızları için belirtilen bolluklar olan X = 0.05 , Y = 0.90 ve Z = 0.05 dikkate alınarak

$$\mu = 1/(2X + 0.75Y + 0.50Z)$$

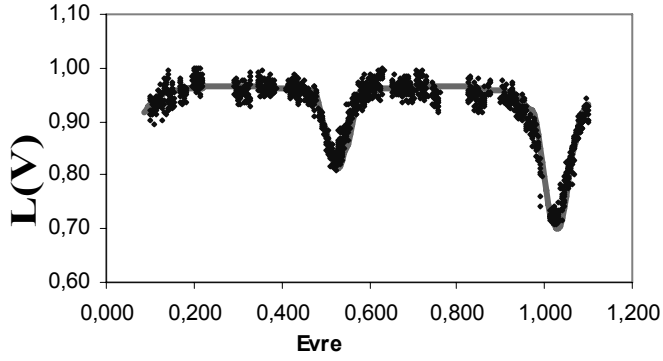
den 1.33 olarak hesaplandı [25]. Albedolar için radyatif (O bileşeni) ve konvektif (WN5 bileşeni) zarf için sırasıyla 0.6 ve 0.5 değerleri alındı.

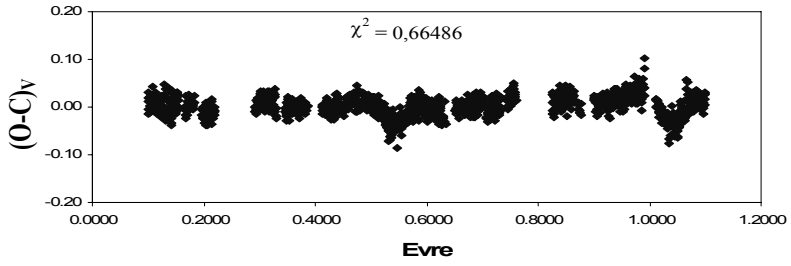
Çizelge 3.1 WD çözümünde kullanılan V444 Cyg sistem parametreleri

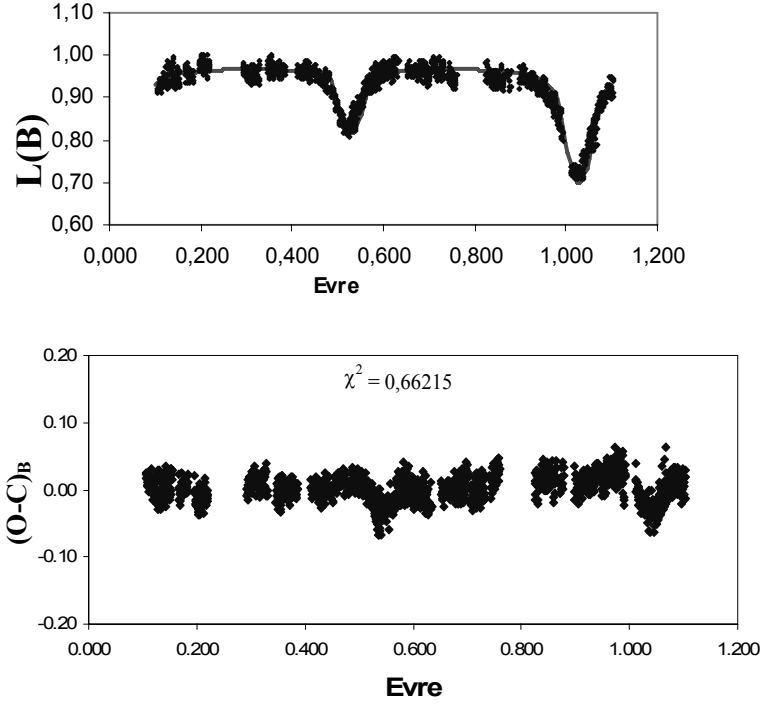
Parametre	**Değer**	**Kaynak**
T (WN5/O6)	30 000 K / 38 000 K	[16]
M (WN5/O6)	12 / 28 $M_\odot$	[9]
R (WN5/O6)	9 / 10 $R_\odot$	[16]
í	$78^0.7$	[27]
γ	40 km/sn	[26]
e (eccentricity)	0	[9]
a	38 $R_\odot$	[10]
g (WN5/O6) (çekim kar. s.)	0.32 / 1.00	
N_e (WN5/O6)	$1x10^{10}$	[28]
R_{Cloud}	0.49 a	
μ	1.33	[25]
Albedo (WN5/O6)	0.6 / 0.5	
X(bolo.) (WN5/O6)	0.682 / 0.660	[29]
Y(bolo.) (WN5/O6)	0.188 / 0.169	[29]
X(B) (WN5/O6)	0.482 / 0.350	[29]

Y(B) (WN5/O6)	0.288 / 0.239	[29]
X(V) (WN5/O6)	0.434 / 0.334	[29]
Y(V) (WN5/O6)	0.269 / 0.227	[29]

WD programı ile elde edilen en uygun kuramsal ışık eğrisi ile gözlenen ışık eğrisinin bir karşılaştırması ve her renk için kuramsal parlaklıklar ile gözlemsel parlaklıklar arasındaki farkın (O-C) evreye göre dağılımı Şekil 3.1 de gösterilmektedir. WD çözümünden elde edilen kuramsal ışık eğrileri için $\chi^2(B) = 0.66215$ ve $\chi^2(V) = 0.66486$ olmuştur.







Şekil 3.1 WD programı ile elde edilen en uygun kuramsal ışık eğrisi (kırmızı sürekli eğri) ile gözlenen ışık eğrisinin (noktalar) bir karşılaştırması

4. Sonuç ve Tartışma

V444 Cyg çift yıldız sistemi Algol türü ışık eğrisi veren ayrık bir sistemdir. Kuramsal ışık eğrisi ile gözlenen ışık eğrisinin karşılaştırılmasında ikinci minimum da istenilen uyumun sağlanamadığı görülmektedir. Bu uyumsuzluğun WR zarfının asimetrik yapısından kaynaklandığı değerlendirilmektedir. WD programı ile asimetrik zarf yapısı modellemesi mümkün olmamaktadır.

WD çözümünden elde edilen sonuç değerler Çizelge 4.1'de gösterilmiştir. Elde edilen sonuç kütle değerleri Hirv et al (2006) değerleri ile uyum içerisindedir [9]. Çizelge 2.1'de de gösterildiği

gibi yayınlarda elde edilen kütle değerleri de zaten birbirleriyle uyum içerisindedir. Elde edilen yarıçap değerleri ise Hamann (1991) değerlerine yakındır [11]. WR yıldızının çevresel zarfı nedeniyle yayınlarda bildirilen yarıçap değerleri Çizelge 1.1 de belirtildiği gibi çeşitlilik göstermektedir.

Çizelge 4.1 V444 Cyg için Çevresel Zarf modeline ilişkin WD sonuçları

Parametre	Sonuç (Bu çalışma)	(Diğer çalışmalar)
M (WN5/O6)	12.497 / 29.130 M⊙	12.4 / 28.4 M⊙ [9]
R (WN5/O6)	7.43 / 7.12 R⊙	2.9 / 7 R⊙ [1] 15.6 / 9.4 R⊙ [30] 6.5 / 6.7 R⊙ [11] 6.03 / 5.01 R⊙ [17]
M Bol (WN5/O6))	-6.72 / -7.66	-6 / -3.5 [1] -8.6 / [31]
Log g (WN5/O6)	3.79 / 4.20	
r pole (WN5/O6)	0.192 / 0.187	
r point (WN5/O6)	0.201 / 0.188	
r side (WN5/O6)	0.195 / 0.188	
r back (WN5/O6)	0.199 / 0.188	

Bu çalışmada elde edilen bolometrik parlaklık değerleri WR yıldızı için Wilson (1940) değeri ile uyum içerisinde ancak van der Hutch (1988) tarafından teorik olarak hesaplanan bolometrik parlaklıktan yaklaşık 2 kadir daha sönük bulunmuştur [1, 31]. WR yıldızlarının uzaklıkları tam bir doğrulukla tayin edilemediğinden farklı mutlak parlaklık değerleri elde edilebilmektedir.

Bileşenler için elde edilen kesirsel r ' lerin point/pole/side/back değerleri O bileşeni için birbirleriyle aynı değerler olarak bulunmuş WR bileşeni için ise bu değerler birbirlerine çok yakın olarak elde edilmiştir. Yani, O bileşeni tam küresel iken WR bileşeni kutuplardan az bir miktar basıklık göstermektedir. Ancak bu basıklık ihmal

edilecek düzeyde olduğundan WR bileşeninin de küresel bir yapıya sahip olduğu düşünülebilir.

Kaynaklar

[1] Wilson, O. C. (1940), "The Wolf-Rayet spectroscopic binary HD 193576", ApJ, 91, 379-393.

[2] Gaposhkin, S. (1941), "The absolute dimensions of a Wolf-Rayet eclipsing binary : HV11111 = BD+38^0 4010 = HD 193576", ApJ, 93, 202-207.

[3] Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hog, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Creze, M., Donati, F., Grenon, M., Van Leeuwen, F., Van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschle, M. and Petersen, C. S. (1997), "The Hipparcos catalogue", A&A, 323L, 49-52.

[4] Nugis, T. (1996), "The distance to HD 193576(V444 Cyg)", 33rd Liege Int. Astroph. Coll. (Eds. J.M. Vreux, A. Detal, D. Fraipont-Caro, E. Gosset, and G. Rauw) , s.283-284.

[5] Forbes, D., English, D., De Robertis, M. M. and Dawson, P. C. (1992), "Membership of the WR binary system V444 Cygni in the young open cluster Berkeley 86", AJ, 103, 916-923.

[6] Forbes, D. (1981), "The young open clusters Berkeley 62 and Berkeley 86", PASP, 93, 441- 446.

[7] Kron, G. E., Gordon, K. C. (1950), "The structure of the Wolf-Rayet eclipsing variable V444 Cygni", ApJ, 111, 454-463.

[8] Centre de Données astronomiques de Strasbourg, (2007), Web sitesi. http://cdsweb.u-strasbg.fr. (Erişim Tarihi: 03.04.2008)

[9] Hirv, A., Annuk, K., Eenmae, T., Lümets, T., Pelt, J., Puss, A. and Tempel, M. (2006), "Orbital elements and mass loss rate of V444 Cyg", BaltA, 15, 405-412.

[10]Marchenko, S.V., Moffat, A.F.J. and Koeningsberger, G. (1994), "The Wolf-Rayet binary V444 Cygni under the spectroscopic microscobe. I. Improved characteristics of the components and their interaction seen in He I", ApJ, 422, 810-822.

[11]Hamann, W. R., Schwarz, E. and Wesselowski, U. (1991), "The light curve of V444
Cygni", IAUS, 143, 254.
[12]St.Louis, N., Moffat, A. F. J., Lapointe, L., Efimov, Y. S., Shakhovskoy, N. M., Fox, G.
K. and Piirola, V. (1993), "Polarization eclipse model of the Wolf-Rayet binary V444 Cygni with constraints on the stellar radii and an estimate of the Wolf-Rayet mass-loss rate", ApJ, 410, 342-356.
[13]Cherepashchuk, A. M., Eaton, J. A. and Khaliullin, Kh. F.(1984), " Ultraviolet
photometry from the orbiting astronomical observatory. XXXIX. The structure of the
eclipsing Wolf-Rayet binary V444 Cygni as derived from light curves between 2460 Å
and 3,5 microns", ApJ, 281, 774-788.
[14]Nugis, T. and Lamers, H. J. G. L. M. (2000), "Mass-loss rates of Wolf-Rayet stars as a
function of stellar parameters", A&A, 360, 227-244.
[15]Eaton, J. A., Cherepashchuk, A. M. and Khaliullin, Kh. F. (1985), "Stratification of the
extended atmosphere of the Wolf-Rayet component of V444 Cygni", ApJ, 297, 266-274.
[16]Underhill, A. B. and Fahey, R. P. (1987), "The problem of V444 Cygni", ApJ, 313, 358-375.
[17]Hamann, W. R. and Schwarz, E. (1992), "The eclipsing Wolf-Rayet binary V444 Cygni:
modelling the light curve and the helium spectrum consistently", A&A, 261, 523-534.
[18]Schmutz, W. Hamann, W. R. and Wesselowski, U. (1989), "Spectral analysis of 30 Wolf-
Rayet stars", A&A, 210, 236-248.
[19]Khaliullin, Kh. F. (1974), "Mass-loss by Wolf-Rayet stars", SvA, 18, 229-233.
[20]Underhill, A. B., Grieve, G. R. and Louth, H. (1990), "The period of V444 Cygni and its
rate of change", PASP, 102; 749-753.
[21]Wilson, R. E. (2005), Özel görüşme.
[22]Wilson, R. E. and Devinney, E. J. (1971), "Realisation of accurate close binary light
curves: application to MR Cygni", ApJ, 166, 605-619.

[23]Wilson, R. E. (1979), "Eccentric orbit generalization and simultaneous solution of binary
star light and velocity curves", ApJ, 234, 1054-1066.
[24]Wilson, R. E. (1990), "Accuracy and efficiency in the binary star reflection effect", Ap.J.
356, 613-622.
[25]de Loore, C.W., Doom, C. (1992), "Structure and Evolution of Single and Binary Stars",
Kluwerer Academic Pub., 458 p, Dordrecht, Boston, London.
[26]Underhill, A. B., Yang, S. and Hill, G. M. (1988) "The orbit of the Wolf-Rayet
spectroscopic binary HD 193576, V444 Cygni", PASP, 100, 741-748.
[27]van der Hucht, K. A. (2001), "The VIIth catalogue of galactic Wolf-Rayet stars", New
Astronomy Reviews, 45, 135-232.
[28]Kopal, Z. and Shapley, M. B. (1946), "A study of the extended envelope surrounding the
Wolf-Rayet component of V444 Cygni", ApJ, 104, 160-176.
[29]van Hamme, W. (1993), "New limb-darkening coefficients for modelling binary star light
curves", ApJ, 106(5), 2096-2117.
[30]Smith, S. A. H. and Theokas, A. C. (1980), "New techniques of light curve analysis:
application to V444 Cygni", Ap&SS, 70, 103-132.
[31]van der Hucht, K. A. Hidayat, B., Admiranto, A.G., Supelli, K.R. and Doom, C. (1988),
"The galactic distribution and subtype evolution of Wolf-Rayet stars III", A&A, 199, 217-234.

XMM-NEWTON UYDUSU İLE VW HYİ'NİN X-IŞIN VERİ ANALİZİ

Mukadder İĞDİ ŞEN (YL), Yrd. Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN,

Prof. Dr. Zeki EKER

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü

(mukadderi@yahoo.com, gulnur_tr@yahoo.com, eker@tug.tubitak.gov.tr)

ÖZET

Bu tezde, bir Coşkun Değişen çift yıldız sistemi olan VW Hyi'nin X-ışın gözlemleri değerlendirilmiştir. Sistem durağan halde iken XMM-Newton X-ışın uydusu ile gözlenmiş verinin tayfsal analizi yapılmıştır. $E_x < 15$ keV'dan düşük X-ışınlarına duyarlı olan uydudan elde edilmiş verilerden sınır tabakasının $E_x < 12$ keV bölgesindeki bolometrik akısı $\sim 6{,}7 \times 10^{-12}$ erg cm^{-2} s^{-1} ve tüm sınır tabakası ışınım gücü $L_X = 6{,}8 \times 10^{30}$ erg s^{-1} olarak hesaplanmıştır. XMM'in PN+ MOS dedektörü için, "Cevmkl Xspec" tayfsal modelinden X-ışın yayan plazmanın tepe sıcaklığı $kT_{tepe} = 6{,}28$ keV'tur. Sınır tabakası ışınım gücünün disk ışınım gücüne oranı $L_{sınır}/L_{disk} \sim 0{,}2$'dir. X-ışın tayf analizi, sınır tabakasında beyaz cüce bileşeni üzerine çökerken izobarik soğuma akışı yoluyla soğuyan, sıcak ve ince (optik olarak) bir plazma bulunduğunu göstermektedir. Fe XXV ve Fe XXVI çizgileri, sıcaklığı 10^7 - 10^8 K'ni bulan plazmadan kaynaklanmaktadır. 6,9 keV'ta görülen Fe XXVI çizgisi ya daha yüksek sıcaklıkta bir plazmanın var olmadığını ya da X-ışınlarında verimli ışıma yapmadığını göstermektedir. Sınır tabakasından beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı $kT_{tepe} = 6{,}28$ keV için $\dot{M}_{sınır} = 2{,}71 \times 10^{14}$ gr / sn $= 4{,}3 \times 10^{-12}$ $M_\odot$/yr olarak hesaplanmıştır. VW Hyi optik bölgede patlama dönemine girerken mor ötesi dalga boylarında yaklaşık bir gün sonra patlamaya geçtiği için morötesi gecikmesi gösteren bir sistemdir. Bu gecikmeyi açıklayan modellerden biri Meyer ve Meyer-Hofmeister'in koronal sifon akış modelidir. Yapılan tayfsal analiz sonucunda optik olarak ince sınır tabakasının koronal sifon modeline göre önce buharlaştığı daha sonra ise koronadan beyaz cüce üzerine doğru soğuyarak indiği sonucuna varılmıştır.

***Anahtar sözcükler**: Coşkun değişenler, kataklizmik, XMM, sınır tabakası, VW Hyi*

X-RAY DATA ANALYSIS OF VW HYI WITH XMM-NEWTON OBSERVATORY

ABSTRACT

In this thesis, a spectral analysis of the dwarf nova VW Hyi (which is a CV) is presented. The system was observed during the quiescent state with the XMM-Newton satellite sensitive to $E_x \leq 15$ keV. X-ray bolometric flux of boundary layer ($E_X < 2$ keV) is estimated to be ~ 6,7 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} and entire boundary layer luminosity, L_X = 6,8 x 10^{30} erg / s. Measurements by PN+MOS detector on XMM indicate that X-ray emitting maximum plasma temperature is kT_{max} = 6,28 keV according to "Cevmkl Xspec" spectral model. The ratio of boundary layer to disk luminosity is found to be $L_{sınır}$ / L_{disk} ~ 0,2. The X-ray spectra analysis indicate the presence of a hot and thin plasma (optically) in the boundary layer that cools via an isobaric cooling flow while settling onto the white dwarf. Fe XXV and Fe XXVI lines are originated from a plasma having temperature of 10^7 - 10^8 K. The Fe XXVI line at 6,9keV, clearly demonstrates that plasma at higher temperatures is either not present or not radiating efficiently in X-rays. For kT_{max} = 6,28 keV, the rate of accretion from the boundary layer on to the white dwarf is estimated to be $\dot{M}_{sınır}$ =2,71 x 10^{14} gr / sn = 4,3 x 10^{-12} $M_\odot$/yr. VW Hyi is a system which shows ultraviolet delay because the outburst in ultraviolet wavelenghts occurs approximately one day later than that in optical wavelenghts. One of the models which can explain this delay is Coronal Siphon Model. At the end of the spectral analysis in this study, thin boundary layer evaporates according to coronal siphon model and then it settle down to white dwarf becoming cold from the corona.

***Keywords**: Cataclysmic variables, XMM, boundary layer, VW Hyi*

1. Giriş

Anakol yıldızı olan bir ikincil (eş) yıldızdan madde akımları ile kütle kazanan beyaz cüceli (birincil yıldız) yakın çift sistemler "Coşkun Değişenler (Cataclysmic Variable, CV) " olarak bilinir. Coşkun Değişenler, yarı ayrık çift sistemlerdir. Bugün kullanılan sınıflandırma sistemine göre, coşkun değişenler dört büyük sınıfa ayrılmaktadır: Klasik Novalar, Cüce Novalar, Tekrarlayan Novalar, Nova Benzeri Değişenler (Warner, 1995).

Cüce novalar, coşkun değişenlerin alt sınıfıdır ve kısa periyotludurlar. Tipik olarak optik parlaklıkları 2 - 6 kadir arasında değişen, tekrarlayan patlamalar gösterirler. Patlama sırasında kabuk atılımı yoktur. Patlamalar, birkaç günden birkaç haftaya kadar olan sürelerde devam eder ve düzenli şekilde tekrarlanır. Patlamalar arasında geçen süre ~10 günden 10 yıla kadar değişir (Pandel, 2004). Cüce novalar, ışınım gücü 10^{30}-10^{33} erg s^{-1} olan güçlü X-ışın kaynaklarıdır. X-ışınlarının kaynağı, beyaz cüce ile yığılma diskinin iç kenarı arasındaki sınır tabakasıdır. Burada başlangıçta Kepler hızında hareket etmekte olan disk maddesi, beyaz cücenin dönme hızına yavaşlarken kinetik enerjisini dağıtır. Cüce novalardaki ~ 2-20 keV sıcaklıklı gazdan X-ışın emisyonunun, Frenleme mekanizması yoluyla oluştuğu belirtilmektedir. (Patterson ve Raymond, 1985b; Eracleous ve diğ., 1991; Belloni ve diğ., 1991; Mukai ve Shiokawa, 1993). Düşük yığılma oranına (~10^{-11} $M_{\odot}$ / yıl, 10^{16} gr/s) sahip durağan hal, her birkaç haftada (yada aylarda), yüksek kütle yığılma oranlı (~10^{-8} $M_{\odot}$ / yıl) birkaç gün (yada hafta) süren patlamalarla kesilmektedir (Godon ve diğ., 2004). Cüce novalar, küçük ve sık patlamalar gösterirler. Cüce novaların üç farklı türü vardır. Sınıflandırma, patlama ışık eğrisine göre yapılmaktadır. Alt sınıflar U Geminorum (SS Cyg) Değişenleri, Z Camelopardalis Değişenleri (Z Cam) ve SU Ursae Majoris Değişenleridir (SU UMa). SU UMa Alt Sınıfı, çoğunlukla yörünge periyodu 0,1 günden kısadır. İkincil yıldızlarının kütleleri benzerdir ve yaklaşık 0,2 $M_{\odot}$ dir (Vogt, 1980). Genel olarak, iki tür patlama gösterirler: normal ve süper patlamalar. Süper patlamalar normal patlamalara göre ~0,7 kadir daha parlaktır (Vogt, 1980). Süper patlamaları sırasında ışık eğrisinde, "süper tümsek (superhump)" olarak adlandırılan periyodik parlaklık değişimi görülür.(Vogt, 1980).

XMM-Newton uydusu, üç X-ışını CCD'si (ikisi MOS, biri PN) taşımaktadır. Bu iki farklı tip CCD (MOS ve PN)'nin ebatları farklı olsa da görüş doğrultuları ve gözlem alanları aynıdır. EPIC kameraları, yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) 6" olan bir açısal ayırmaya sahiptir ve 0,15-15 keV enerji aralığında orta çözünürlüklü ($E / \Delta E = 20 – 50$) X-ışın tayfı sağlar. Yörüngesel hedef net görüş süresi 40 saat tir. (http://xmm.vilspa.esa.es).

1.1 . VW Hyi

Cüce Nova sınıfının bir alt kümesi olan SU UMa'ların bir üyesidir ve yarı ayrık bir çift yıldız sistemidir. Luyten (1932) tarafından keşfedilmiş ve 1938 de yeniden gözlenerek 11.1932 adıyla tanımlanmıştır. Sistemin yörünge eğimi $i=65^o$-70^o den küçük olduğundan ($i=60^\circ \pm 10^\circ$) dolayı tutulma göstermediği vurgulamaktadır Saygaç (1994). İki tür patlama göstermektedir. Normal Cüce Nova patlamaları ve süper patlamalar. (Schoembs ve Vogt, 1981,Van Amerongen ve diğ., 1987; Pringle ve diğ., 1987, Smith ve diğ., 2006). İki süper patlama arasında 3-7 tane normal patlama olmaktadır (Schreiber ve diğ., 2004).

Tablo 1. VW Hyi nin bazı temel özellikleri. Tabloda, h: saat, m: dakika, s: saniye, o: derece, ':açıdakika, ":açısaniye dir.

Özellikleri	Değerler	Kaynak
Diğer isimleri	HV 8028, AN 11.1932	Saygaç (1993)
	RE J0409-7117	RE: ROSAT WFC (Wide Field Camera) catalog
Koordiantları, sağ açıklığı α (h / m / s)	$4^h\ 09^m\ 08.3^s$	Schoembs ve Vogt (1981)
Koordiantları, dik açıklığı δ (o / ' / ")	$-71^0\ 17'\ 38"$	
Galaktik koordinatları (L)	284.888119	Heasarc web sitesi
Galaktik koordinatları (B)	-38.133768	
Yer'e uzaklığı	65 parsec	Warner (1987)
Türü	SU UMa	
Minimumdaki (durağan haldeki) parlaklık	13,8 kadir	Van Amerongen ve diğ. (1987), Pringle ve diğ. (1987)
Normal patlamadaki maksimum parlaklık	9,5 kadir	Liller (1996)

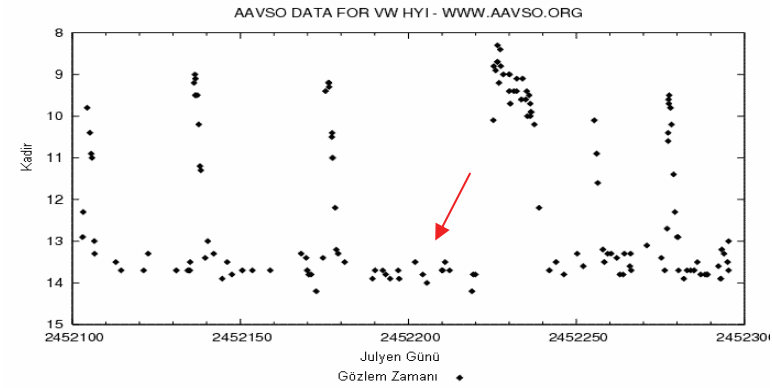
Süper patlamadaki maksimum parlaklık	8,5 kadir	Liller (1996)
Normal patlama periyodu	27,3 gün	Schoembs ve Vogt (1981)
Süper patlama periyodu	180 gün	Schoembs ve Vogt (1981)
Normal patlama devam süresi	~3 - 5 gün	Schreiber ve diğ. (2004)
Süper patlama devam süresi	~10 - 15 gün	Schreiber ve diğ. (2004)
Normal patlamaya çıkış süresi	0,8-1 gün	Schoembs ve Vogt (1981) Van Amerongen ve diğ. (1987)
Süper patlamaya çıkış süresi	1 gün	Pringle ve diğ. (1987) Smith ve diğ. (2006)
Yörünge periyodu (gün)	0,074271 gün 107 m 1,78 h	Liller (1996); Vogt (1974); Schoembs ve Vogt (1981); van Amerongen ve diğ. (1987)
Süper tümsek periyodu (gün)	0,07714	Liller (1996)
Tutulmalı Çift	-	
Tayfsal Çift	Tek-çizgi	Liller (1996)
İkincil yıldızın tayf türü	L0 ± 2	Mennickent ve diğ.(2004)
q Kütle oranı (M_2/M_1)	0,175	
i Yörünge eğimi (derece,^{o}) ± Hata	i=60° ± 10	Schoembs ve Vogt (1981)
M_1 Beyaz cücenin kütlesi ($M_\odot$)	0,63 $M_\odot$	Schoembs ve Vogt (1981)
M_2 İkincil yıldızın kütlesi ($M_\odot$)	0,11 $M_\odot$	Schreiber ve diğ. (2004)
R_1 Beyaz cücenin yarıçapı	8,3 x 10^8 cm	Pandel ve diğ. (2003a)

2. Gözlemler

Bu çalışmada Coşkun Değişen VW Hyi' nin X-ışın tayf analizi, XMM Newton ile elde edilmiş gözlem verilerinden yararlanılarak yapılmıştır. VW Hyi, 19 Ekim 2001' de XMM- Newton ile saat 05:24:31 UT dan itibaren 19319 saniye (5 saat 21 dak) süre ile gözlemlenmiştir. Gözlem zamanında sistem, normal patlamadan 22 gün sonraki ve süper patlamadan 23 gün önceki durağan haldedir. Tablo 2 de gözlem bilgileri yer almaktadır. Bu gözleminin yapıldığı tarihinin de yer aldığı (JD 2452202) optik gözleminden elde edilen 200 günlük ışık eğrisi, AAVSO'nun internet sitesinden alınmıştır ve Şekil 1'de verilmektedir ve şekil üzerindeki kırmızı ok belirtilen tarihi göstermektedir.

Tablo 2. XMM gözlem bilgileri. Tabloda tüm teleskoplar için poz süreleri ve son sütunda sistemin durumu (Q-durağan hal) ve son normal patlamadan sonra kaç gün geçtiği (22 gün) gösterilmiştir (Pandel, 2004).

İsim	Gözlem Başlangıcı (MJD)	Poz süresi (ks)				Durum
		MOS	PN	RGS	OM	
VW Hyi	52201.222	18,7	16,1	19,3	17,3	Q 22



Şekil 1. VW Hyi'nin JD 2452202 tarihini de kapsayan, AAVSO dan temin edilen optik ışık eğrisi. Okla belirtilen yer XMM- Newton uydusu ile yapılan gözlemin tarihidir.

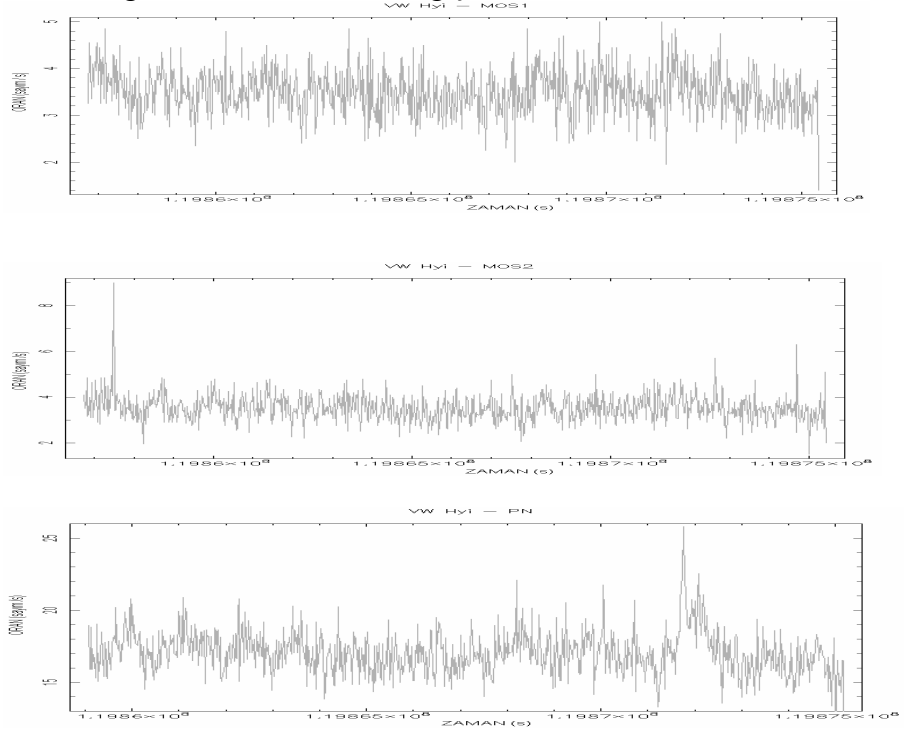
3. Veri İndirgeme

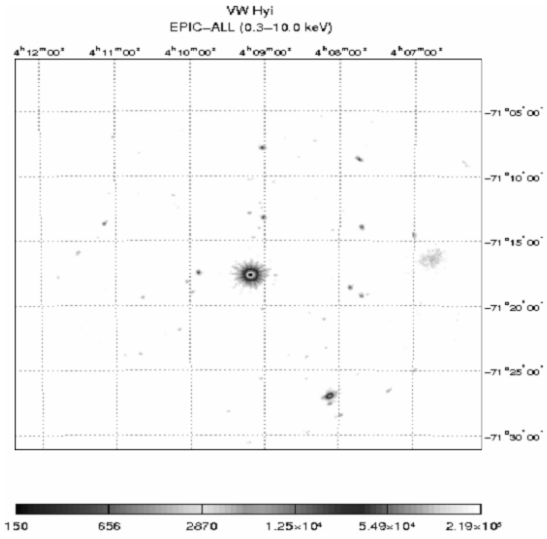
Bu çalışmada XMM-Newton Uydusu ile VW Hyi' nin 19 Ekim 2001 tarihinde, yapılan gözleminin verileri, XMM-Newton' un internet tabanlı veri arşivinden, bilgisayara indirilerek Linux tabanlı bir işletim sistemi ve bu işletim sistemi içinde çalışan bazı programlar (XMM-Newton Science Analysis Software (SAS) version 7.0.0., SAS altında çalışan Ximage ve Xspec paket programları) yardımı ile analizi yapılmıştır. X-ışın ışık eğrisi ve gökyüzü görüntüsü elde edilmiştir. Gözlem yapılan alandaki kaynaklar belirlenmiş, EPIC tayfı elde edilmiş ve bu tayfa uyan modeller eşleştirilerek kaynağın özellikleri hakkında yorumlarda bulunulmuştur. VW Hyi nin X-ışını ışık eğrisi, XMM-Newton ile yapılan gözlem periyodunun tamamı kullanılarak elde edilmiştir. MOS1, MOS2 ve PN in X-ışın ışık eğrileri Şekil 2 de görülmektedir. MOS1-MOS2 ve PN'in filtrelenmiş verilerinden elde edilen görüntüler birleştirilerek kaynağın, 1800x1800 piksellik EPIC

X-ışın görüntüsü (tüm enerji aralığı 0,3-10,0 keV için) elde edilmiştir. Gözlemin görüş alanındaki arkaplanı daha iyi görebilmek için verilmiştir. Bu görüntü Şekil 3'te yer almaktadır.

10^7 K üzerindeki sıcak gazlar, eğer optik olarak ince iseler Isısal frenleme mekanizmalı (termal bremsstrahlung) X-ışınları yayarlar. VW Hyi de görülen morötesi gecikmesi Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) in Koronal sifon akış modeli ile açıklanabilir.

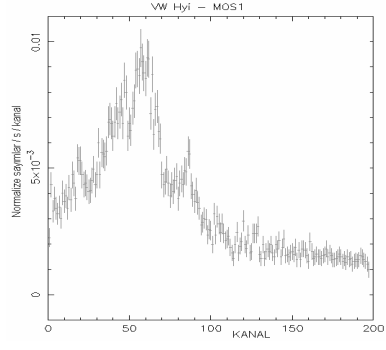
VW Hyi'nin filtrelenen verisinden elde edilen EPIC tayfına bir ya da iki sıcaklıklı plazma modelleri uygulanmıştır. İyi eşleşme, tek-sıcaklıklı MEKAL modellerinden Cemekl, Mkcflow ve Cevmkl ile elde edilebilmiştir ve bu modeller ile elde edilen indirgenmiş çi-kare (chi-squared) istatistiği değerlerinin 1 değerine daha yakın olduğu ve uygun eşleşme verdiği görülmüştür. CEMEKL modelinde, element bolluk oranları güneş değerlerindedir ve sadece toplam bolluk değişkendir. CEVMKL modeli ile en iyi bir eşleşme elde edilmiştir. Bu modelde, karbondan (C) nikele (Ni) çok rastlanan 13 element için bolluk değerleri serbest olarak değişmektedir.

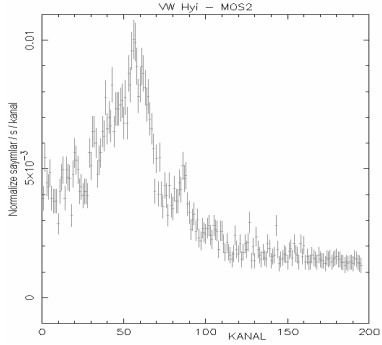




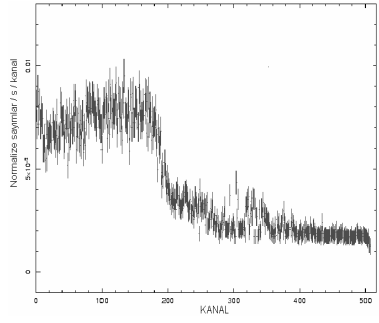
Şekil 2. *MOS1, MOS2 ve PN için ham veriden elde edilen X-ışın ışık eğrileri.*

Şekil 3. *VW Hyi' XMM-Newton uydusu ile alınmış verilerinin EPIC tüm band aralığı (300-10000 eV) için oluşturulan görüntüsü. Alttaki ölçek, her bir rengin yoğunluk seviyesini göstermektedir.*





Şekil 4. *MOS1, MOS2 ve PN in X-ışın tayfını göstermektedir.*



Tablo 3: *Koronal Sifon Akış Modeli denklemleri ile diskten koronaya dikey madde akış yoğunluğu ($\dot{m}$), ikincil yıldızdan beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı ($\dot{M}$) ve beyaz cücenin efektif sıcaklık (T_{eff}) değerleri görülmektedir. $M/M_{\odot}$ = 0,63 alınmıştır. Koronal sıcaklık değeri model eşleştirmelerinden elde edilmiştir.*

VW Hyi	MOS1	MOS2	PN	EPIC		
				cemekl	Mkcflow	cevmkl
T (^{o}K)	5,4 keV ($6,3 \times 10^{7}$)	6,1 keV ($7,1 \times 10^{7}$)	6,6 keV ($7,7 \times 10^{7}$)	6 keV ($7x10^{7}$)	7,8 keV ($9 x10^{7}$)	6,28 keV ($7,3x10^{7}$)
r (cm)	$1,27 \times 10^{9}$	$1,12 \times 10^{9}$	$1,04 \times 10^{9}$	$1,14x10^{9}$	$1,01x10^{9}$	$1,09 \times 10^{9}$
$r_{9,5}$ (cm)	0,4	0,35	0,33	0,36	0,32	0,34
$\dot{m}$ (g cm^{-2} s^{-1})	$1,23 \times 10^{-4}$	$1,97 \times 10^{-4}$	$2,41 \times 10^{-4}$	$1,8 \times 10^{-4}$	$2,7x\ 10^{-4}$	$2,1 \times 10^{-4}$
$\dot{M}$ ($M_{\odot}$/ yr)	$1,57 \times 10^{-11}$	$1,92 \times 10^{-11}$	$2,02 \times 10^{-11}$	$1,84x10^{-11}$	$2,2x10^{-11}$	$2x10^{-11}$
T_{eff} (^{o}K)	18349,4	19296,2	19542,7	19092	19964	19494

Tablo 4, CEVMKL modeli ile elde edilen element bolluk değerlerini göstermektedir. Hepsi güneş değerlerine yakın bolluklara sahiptir. Bu çizgilerin en belirginleri Şekil 5'de gösterilmiştir.

Tablo 4. *CEVMKL modeli ile elde edilen element bollukları*

Element	En iyi eşleşme	**Element**	En iyi eşleşme
C	1,5	Si	1,30
N	1,1	S	1,10
O	0,95	Ar	0,0
Ne	0,24	Ca	1,8
Na	10	Fe	1,10
Mg	1,27	Ni	2,0
Al	4,5		

Uyum açısından ikinci sıradaki model MKCFLOW modelidir. MKCFLOW modeli ile X-ışın tayfının iyi uyuşması, sınır tabakasındaki sıcak plazmanın beyaz cüce üzerine çökerken soğuduğunu göstermektedir.

Tablo 5. Tayfa uygulanan modellerin parametre değerleri

Dedektör ve XSPEC Model	Kuvvet kanunu indeksi α	kT_{max} (keV)	Bolluk (güneş)	Akı (erg cm^{-2} s^{-1}) 0,2-12 keV	bolometrik (0-12) keV	İndirgenmiş çi-kare istatistiği	Galaktik soğurma, N_H (10^{22} $(1/cm^3)$)

PN+MOS Cemekl	1,35 ±0,03	6,0 ±0,2	1,02 ±0,04	5,7E-12	6,7E-12	1,186	6E-5
PN+MOS Mkcflow	-	High T = 7,8 Low T = 0,4	0,97 ±0,01	5,7E-12	6,2E-12	1,186	6E-5
PN+MOS Cevmkl Şekil 5	1,28 ±0,04	6,28 ±0,2	Bakınız Tablo 4	5,7E-12	6,8E-12	1,177	6E-5

Akı birimi ergs cm^{-2} s^{-1} dir. Modellerde 1 cm^3 teki nötr hidrojen kolon yoğunluğu N_H (10^{22})'tır. Kızıla kayma (redshift) değeri sıfır alınmıştır. VW Hyi'nin d = 65 pc = 200,59 x 10^{18} cm (1 pc = 3,084 x 10^{18} cm) uzaklık değeri alınarak Tablo 5'teki model eşleşmelerinden MOS ve PN'e birlikte uygulanan CEVMKL Modeline bağlı olarak (dolayısı ile dalgaboyuna), sınır tabakasının yarısı beyaz cücenin arkasında kaldığı için, sınır tabakasının tamamının ışınım gücünü bulmak amacıyla bulunan X-ışın akı değeri (F_X=6,8 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1}) iki ile çarpılır ve L_X ışınım gücü

$$L_X = 4\pi d^2 F = 2 \text{ x } 4 \text{ x } \pi \text{ x } (200{,}59 \text{ x } 10^{18})^2 \text{ x } 6{,}8 \text{ x } 10^{-12} \approx 6{,}8 \text{ x } 10^{30} \text{ erg / s}$$

dir. X-ışın ışınım gücü değerleri MOS1 için L_X= 7,2 x 10^{30} erg/s, MOS2 için L_X= 7,4 x 10^{30} erg/s, PN için L_X= 6,2 x 10^{30} erg/s olarak hesaplanmıştır. Pringle ve diğ. (1987) ve Verbunt ve diğ. (1987) nin durağan haldeki optik ve morötesi (UV) akı değeri $F_{opt} = F_{UV}$ = 1,7 x 10^{-10} erg cm^{-2} s^{-1} kullanılarak disk ışınım gücü L_{disk} Işınım gücü-akı bağıntısından

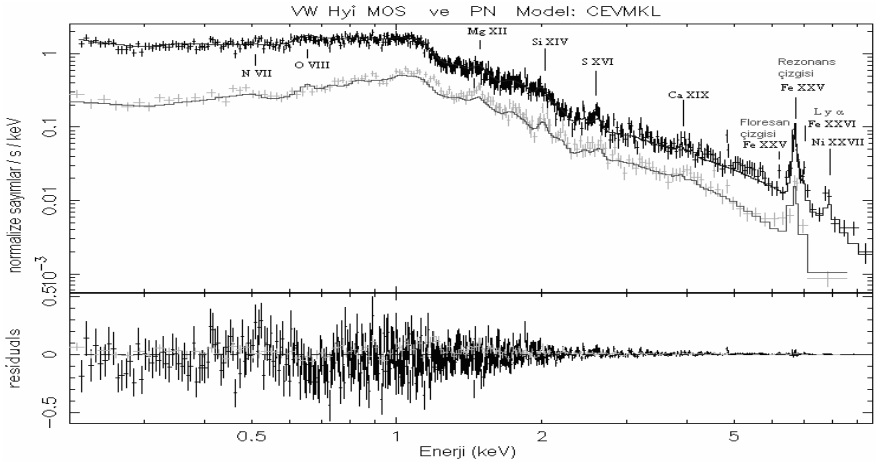
$$L_{disk} = 4\pi d^2 F = 4 \text{ x } \pi \text{ x } (200{,}59 \text{ x } 10^{18})^2 \text{ x } 1{,}7 \text{ x } 10^{-10} = 4 \text{ x } 10^{31} \text{ erg / s}$$

olarak bulunmuştur. Bu çalışmadaki tayf eşleşmelerinden bulunan (Bakınız Tablo 5) 6,8 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} akı değeri kullanılarak, X ışın akısının morötesi (UV, ultraviolet) akısına oranı F_X / F_{UV} = 6,8 x 10^{-12} / 1,7 x 10^{-10} ≈ 0,04 olarak hesaplanmıştır. Ayrıca, sınır

tabakasından beyaz cüce üzerine yığılma oranı için aşağıdaki denklemi kullanarak

$$L_{\text{sınır}} = \frac{5}{2}\frac{\dot{M}_{\text{sınır}}}{\mu m_p} kT_{maks} \qquad (5)$$

kT_{maks} = 6,28 keV için, sınır tabakası ışınım gücü $L_{sınır}$ = 6,8 x 10^{30} erg / s, ortalama molekül ağırlığı (μ) tipik olarak ~ 0,6 ve proton kütlesi m_p= 1,672 x 10^{-24} g değerinde alınarak hesaplama yapıldığında sınır tabakasından beyaz cüce üzerine yığılma oranı 2,71 x 10^{14} gr / sn (4,3 x 10^{-12} $M_\odot$/yr) değerinde bulunmuştur.



Şekil 5. MOS1 ve PN tayflarına CEVMKL modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.

4. Sonuçlar

Mekal modelini esas alan plazma emisyon modeli olan Cevmkl modelinden, X-ışını yayınlayan plazmanın sıcaklığının 6,28 ±0,2 keV değerinde olduğu bulunmuştur. VW Hyi'deki ~ 6,3 keV değerindeki maksimum plazma sıcaklığı, diğer cüce novalar ile kıyaslandığında düşüktür. Örneğin; U Gem için bu değer ~20 keV ve SS Cyg için ~80 keV'tur (Mukai ve diğ., 2003). VW Hyi'nin durağan hali sırasında, Hartmann ve diğ. (1999) BeppoSAX uydusu ve Wheatley ve diğ. (1996) ise ROSAT uydusu ile yapılan daha önceki gözlemlerinde soğumalı akış modelini (Cooling Flow Model) kullanarak, sırasıyla 10 keV ve 11 keV'luk düşük sıcaklık değerleri

bulmuşlardır. Bu gözlemler sırasında, X-ışın akısı XMM-Newton ile gözlenenin yaklaşık iki katıdır. Bu sebeple bu çalışmada bulunandan daha yüksek sıcaklık değerleri elde edilmesi normaldir. Sınır tabakasından bolometrik akısı Pandel (2004)'in belirttiği 8,1 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} değerinden biraz farklı olarak Tablo 5'te belirtilen model eşleşmelerinden ~ 6,8 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} bulunmuştur. Ayrıca X-ışın akısının Morötesi akısına oranı da F_X / F_{UV} ≈ 0,04 olarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada hesaplanan sınır tabakası ışınım gücü $L_{sınır}$ ~6,8 x 10^{30} erg / s dir. Bu ışınım gücü değeri Pandel ve diğ. (2003a) in verdiği 8,1 x 10^{30} erg / s değerinden farklıdır. Bu çalışmadaki 6,8 x 10^{30} erg / s değerindeki sınır tabakası ışınım gücü ve Pringle ve diğ. (1987) ve Verbunt ve diğ. (1987) nin VW Hyi'nin durağan hali için belirttiği $F_{opt} = F_{UV}$ = 1,7 x 10^{-10} erg cm^{-2} s^{-1} değeri kullanılarak hesaplanan 4 x 10^{31} erg / s değerindeki disk ışınım gücü kullanılarak, sınır tabakası ışınım gücünün disk ışınım gücüne oranı $L_{sınır}/L_{disk}$= 6,8 x 10^{30} / 4 x 10^{31} ≈ 0,2 değeri elde edilmiştir. Bu değer, Belloni ve diğ. (1991)'nin bulduğu 0,1 değerinin iki katıdır fakat, Pandel ve diğ. (2003a) 'nin bulduğu 0,2 değeri ile aynıdır. Sınır tabakasından beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı kT_{maks} = 6,28 keV için $\dot{M}_{sınır}$=2,71 x 10^{14} gr / sn (4,3 x 10^{-12} $M_\odot$/yr) değerinde bulunmuştur. Bu değer Pandel ve diğ. (2003a)'nin 5 x 10^{-12} $M_\odot$/yr değerine yakındır. Pandel ve diğ. (2003a)'nden yığılma diskindeki kütle aktarım oranı $\dot{M}_{disk}$ = 12 x 10^{-12} $M_\odot$/yr değeri alınarak $\dot{M}_{sınır}$ / $\dot{M}_{disk}$ ≈ 0,36 değeri hesaplanmıştır. Bu değer Pandel ve diğ. (2003a)'nin belirttiği 0,42 değerine yakındır. Burada Pandel ve diğ (2003a) ile aynı sonuçları bulmamız aynı veri setini kullandığımız için zaten beklenen bir sonuçtur. Belloni ve diğ (1991) çalışmalarında kullandıkları veri, 0,08-2,4 keV enerji aralığındaki çok yumuşak X-ışını fotonlarından oluşmaktadır. Dolayısı ile daha geniş bir enerji aralığındaki (0,0-10 keV) fotonları toplayan XMM-Newton ile elde edilen sınır tabakası ışınım gücünün Belloni ve diğerlerinin (1991) bulduğundan fazla olması doğaldır. Kütle aktarım oranından, yığılan gazın yaklaşık yarısının rüzgarda kaybolduğu anlaşılmaktadır. Bu da Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994)'in Tek boyut modeline uymaktadır. Bu çalışmada gerçekleştirilen tayf analizi sonucunda veriye en iyi uyum sağlayan model Cevmkl modeli olmuştur. Bu

teorik model bu X-ışınlarını yayınlayan plazmanın optik olarak ince olmasını ve bir T_{maks} ile başlayan ve bir T_{min} ile biten sıcaklık dağılımına sahip olması gerektiğini öngörmektedir. Ayrıca bu modelde sıcak ortamın bir kanıtı olarak çeşitli elementlerin iyonize olmuş çizgileri de görülmektedir (Bakınız Tablo 4). Tayftan elde edilen $kT_{maks} \sim 6{,}28 \pm 0{,}2$ keV ($7{,}3 \times 10^7$ K) sıcaklık değeri ve tayftaki emisyon çizgilerinin çokluğu, sıcak ve optik olarak ince plazmanın göstergesidir.

Bu teorik modele (CEVMKL) uyan X-ışınlarının yayınlandığı bölgedeki yapıyı açıklayan modellerden biri soğumalı akış modeli olarak adlandırılmıştır. Bu modelde yüksek sıcaklıktaki diskten madde, derece derece soğuyarak beyaz cüce üzerine düşmektedir. Yalnız burada elde edilen X-ışınlarının yayınlandığı bölgenin yapısına karar verirken unutulmaması gereken en önemli nokta, VW Hyi sisteminin patlamaları sırasında mor ötesi gecikmesi göstermesidir. Genel olarak kabul gördüğü üzere yumuşak X-ışınları ve mor ötesi dalga boyundaki ışınlar, yığılma diski ile beyaz cüce arasındaki sınır tabakasından, optik bölgedeki ışınımın önemli bir kısmı da yığılma diskinden yayınlanır. Optik bölgede patlama gözlenmeye başlandıktan yaklaşık bir gün sonra mor ötesi bölgede patlama görülmeye başlanması şeklinde gerçekleşen mor ötesi gecikmesini en iyi açıklayan teorik modellerden biri Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994)'in, durağan haldeki cüce novalarda diskin iç kısmının kararsız olduğunu ve koronal sifon akışı yoluyla buharlaştığını, yani disk ile beyaz cüce arasında disk maddesi bulunmayan ve delik adı verilen bir bölgenin oluştuğunu öngördükleri modeldir. Bu modelde diskten buharlaşarak beyaz cüce etrafında sıcak bir korona oluşturan gaz kısmen beyaz cüce üzerine yığılmakta ve kısmen de rüzgarda kaybolmaktadır. Eğer koronadaki yoğunluk çok düşükse, X-ışın tayfında beyaz cüce üzerine çökerken soğuyan plazmanın emisyonu baskın olmaktadır ki bu çalışmada elde edilen tayf modeli de tam olarak bu soğumaya işaret etmektedir. Yani elde edilen X-ışın tayfı, sınır tabakasındaki koronada bulunan sıcak ve optik olarak ince plazmanın beyaz cüce üzerine çökerken soğuduğunu göstermektedir. Pandel ve diğ. (2003b ve 2005) çalışmalarında sadece soğumalı akış modelini gözönüne almışlar ve fakat bu durumda mor ötesi gecikmesi gerçeğini göz ardı etmişlerdir. Bu eksikliği kapatmak için bir yolun Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) in Koronal sifon modeli

olabileceğini belirtmişler ama bu modelden yola çıkarak korona ile ilgili herhangi bir değer hesaplamamışlardır. Bu çalışmada Pandel ve diğ. (2003b ve 2005)'nden farklı olarak CEVMKL modelinde elde edilen T_{maks} değerinin koronadaki sıcaklık olduğu kabul edilmiş ve buna bağlı olarak diskten koronaya yükselen maddenin yığılma oranı ($\dot{m}$) ve ikincil yıldızdan beyaz cüce üzerine akan maddenin yığılma oranı ($\dot{M}$) ve beyaz cücenin efektif sıcaklığı (T_{eff}) Denklem 2, Denklem 3 ve Denklem 4 kullanılarak hesaplanmıştır. Bu değerler sırasıyla $\dot{m} \sim 2{,}1 \times 10^{-4}$ g cm^{-2} s^{-1}, $\dot{M} \sim 1{,}25 \times 10^{15}$ g s^{-1} (2×10^{-11} $M_\odot$/yr) ve $T_{eff} \sim 19494$ ^oK olarak bulunmuştur. Teorik modeller diskten beyaz cüce üzerine olan madde yığılma oranı için 2×10^{16} gs^{-1} değerini kritik değer olarak kabul ederler (Pringle ve Savonije, 1979; Narayan ve Popham, 1993; Patterson ve Raymond, 1985b ve Warner, 1995). Eğer bir diskteki kütle yığılma oranı bu değerden küçük ise oradaki madde optik olarak ince olacak ve ısısal frenleme mekanizması ile ışınım yayınlayacaktır. Bu çalışmada veri noktaları ile en iyi eşleşmeyi veren CEVMKL modeli ısısal frenleme mekanizmasını temel alan bir modeldir.

Rana ve diğ. (2006) nin de belirttiği gibi, sistemin küçük eğiminden dolayı ($i \sim 60^o$) tutulma olmaması, X-ışın ve EUV (Extreme Ultraviole, Uç Morötesi) yayınlayan sınır tabakasının direkt olarak görülmesine imkan sağlamaktadır. Sistem durağan halde iken optik olarak ince bileşenler baskındır. Bu çalışmada manyetik olmayan Coşkun değişenlerden biri olan VW Hyi'nin durağan haldeki X-ışın tayfında Fe Kα emisyonunun Fe XXV bileşeninin 6,7002 keV'daki rezonans çizgisinin baskın olduğu Şekil 5'deki EPIC tayfından görülmektedir. Tayfta bu çizginin bulunması ışınım yapan plazma için 3×10^7 K den büyük sıcaklığı göstermektedir ki bu çalışmada $T_{maks} \sim 7{,}3 \times 10^7$ K bulunmuştur. Ayrıca yine Fe XXV bileşeninin 6,42 keV deki floresan çizgisi de Şekil 5'deki tayfta görülmektedir. Bu çizgi de, sistem durağan halde iken, sert X-ışınlarının beyaz cüce yüzeyinden ve/veya yığılma diskinin iç kısmından yansıması nedeniyle oluşmaktadır. Durağan haldeki düşük yığılma oranlarında diskin iç kısmı ya yoktur ya da optik olarak incedir ve böylece gözlenen yansıtma bileşenine bir miktar katkı sağlamaktadır. Bu nedenle durağan halde cüce novalardaki floresan

Fe çizgisine önemli katkı beyaz cüce yüzeyinden gelmektedir. Ayrıca Fe XXV tripletinin 6,7 keV da baskın olması, durağan halde çarpışmalı iyonlaşma-dengesindeki plazmayı göstermektedir. Fe Kα emisyonunun Fe XXVI Ly α çizgisi de tayfta görülmektedir, bu, sınır tabakasındaki maddenin hareketini işaret eder. Fe XXV ve Fe XXVI çizgileri, 10^7 - 10^8 K sıcaklığa sahip plazmadan gelmektedir. Bu çalışmada ~ 6,28 keV (7,3 x 10^7 K) aralığında tespit edilen plazma sıcaklığı bu yapıya uygundur.

Baskill ve diğ.(2005) nin de ifade ettiği gibi, demir çizgilerinin etrafındaki kalanlar (Residuals), soğuk maddeden X-ışın yansımasının (floresan) işaretidir. Coşkun değişenlerde, şok ısınmalı gazın beyaz cücenin yüzeyi üzerine çökerken soğuduğu sıcaklık aralığından emisyon beklenmektedir (ör: Wheatley ve diğ., 1996; Done ve Osborne, 1997; Mukai ve diğ., 2003). Sıcaklık dağılımı, düşük enerjilerde, özellikler Fe L-kabuk (~1 keV) etrafındaki eşleşmeyi etkileyebilmektedir. Tayfta, 6,9 keV de görülen Fe XXVI çizgisi, Pandel (2004) in de açıkladığı gibi daha yüksek sıcaklıkta plazmanın ya olmadığını ya da X-ışınlarında verimli ışıma yapmadığını göstermektedir.

Kaynaklar

Baskill D.S., Wheatley P.J., Osborne J.P., 2005. The complete set of ASCA X-ray observations of non-magnetic cataclysmic variables. Astron.Soc., 357: 626-644.

Belloni T., Verbunt F., Beuermann K., Bunk W., Izzo C., Kley W., Pietsch W., Ritter H., Thomas H.C., Voges W., 1991. Rosat observations of the Boundary layer between the white dwarf and the accretion disk of VW Hydri. Astronomy and Astrophysics, 246:L44-L46.

Cordova F.A., Nugent J.J., Klein S.R., Garmire G.P., 1980. The HEAO-A2 Soft X-ray Survey of Dwarf Novae in Outburst. Monthly Notices Royal Astronomical Society, 190:87-97.

Done C., Osborne J. P., 1997. The X-ray spectrum of the dwarf nova SS CYG in quiescence and outburst. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 288: 649-664.

Eracleous M., Halpern J., Patterson J., 1991. X-ray spectra of cataclysmic variables from the Einstein Observatory. Astrophysical Journal, 382: 290-300.

Godon P., Sion E.M., 2005. The boundary layer of VW Hyi in quiescence. MNRAS.361..809G.

Godon P., Sion E.M., Cheng F.H., Szkody P., Long K.S., Froning C.S., 2004. Far Ultraviolet Observations of the Dwarf Nova VW Hyi in Quiescence. ApJ..612..429G.

Hartmann H.W., Wheatley P.J, Heise J., Mattei J.A., Verbunt F., 1999. The X-ray spectra of VW Hydri during the outburst cycle. Astronomy and Astrophysics, 349:588-594 .

Hellier C., 2001. Cataclysmic Variable Stars: How and why they vary. Praxis Publishing, Chichester, UK, 210 p.

Liedahl D.A., Osterheld A.L., Goldstein W.H., 1995. New calculations of Fe L-shell X-ray spectra in high-temperature plasmas. Astrophysical Journal, Part 2 – Letters, 438(2): L115-L118.

Liller W., 1996. Observations of the Superoutburst of VW Hydri, November 1995. IBVS (Information Bulletin on Variable Stars), .4299..1L.

Luyten W.J., 1932. Neue Veranderliche am Sudhimmel. Astron. Nachr., 245: 211-211.

Mennickent R.E., Diaz M.P., Tappert C., 2004. A search for brown dwarf like secondaries in cataclysmic variables – II. Astron. Soc. 347: 1180-1186.

Mewe R., Gronenschild E.H.B.M., van den Oord, G.H.J., 1985. Calculated X-radiation from optically thin plasmas. V.. A &AS, 62:197-254.

Mewe R., Kaastra J.S., Schrijver C.J., van den Oord G.H.J., Alkemade F.J.M., 1995. EUV spectroscopy of cool stars. I. The corona of α Centauri observed with EUVE. R. Astronomy and Astrophysics, 296: 477.

Meyer F., Meyer-Hofmeister E., 1994. Accretion disk evaporation by a coronal siphon flow. A&A, 288: 175-182.

Mohanty P., Schlegel E.M. 1995. A Study of the Long-Term Behavior of the SU Ursae Majoris Dwarf Novae VW Hydri and Z Chamaeleontis. Astrophysical Journal .449: 330.

Mukai K., Kinkhabwala A., Peterson J.R., Kahn S.M., Paerels F., 2003. Two Types of X-Ray Spectra in Cataclysmic Variables. The Astrophysical Journal, 586: L77-L80.

Mukai K., Shiokawa K., 1993. The EXOSAT medium Energy (ME) Sample of Dwarf Novae . The Astrophys. J. 418: 863-873.

Mushotzky R.F., Szymkowiak A.E., 1988. Einstein Observatory solid state detector observations of cooling flows in clusters of galaxies. Dordrecht, Netherlands, Kluwer Academic Publishers, 53-62.

Narayan R., Popham R., 1993. Hard X-Rays from Accretion Disk Boundary Layers. Nature, 362: 820-822.

Pandel D., 2004. X-ray observations of cataclysmic variable stars with the XMM-Newton Space Observatory. PhD Dissertation (Doktora tezi). University of California, Santa Barbara, USA.

Pandel D., Cordova F.A., Howell S.B., 2003b, XMM-Newton Observations of the Dwarf Nova VW Hyi. Bulletin of the American Astronomical Society, 35: 657.

Pandel D., Cordova F.A., Howell Steve B., 2003a, X-ray and ultraviolet observations of the dwarf nova VW Hyi in quiescence. MNRAS, 346: 1231.

Pandel D., Cordova F.A., Mason K.O., Priedhorsky W.C., 2005. X-ray observations of the boundary layer in dwarf novae at low accretion rates. The Astrophysical Journal, 626: 396–410.

Patterson J., Kemp J.J., Harvey D.A., Fried R.E., Rea R., Monard B., Cook L.M., Skillman D.R., Vanmunster T., Bolt G., Armstrong E., Mccormick J., Krajci T., Jensen L., Gunn J., Butterworth N., Foote J., Bos M., Masi G., Warhurst P., 2005. Superhumps In Cataclysmic Binaries. XXV. Qcrit, E(Q), And Mass–Radius. Pasp, 117: 1204.

Patterson J., Raymond J.C., 1985b. X-Ray Emission from Cataclysmic Variables With Accretion Disks. II. EUV/SOFT X-Ray Radiation. The Astrophysical Journal, 292: 550-558.

Polidan Ronald S., Mauche Christopher W., Wade Richard A., 1990. A study of extreme-ultraviolet emission from cataclysmic variables. Astrophysical Journal, Part 1, 356: 211-222.

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. Multiwavelength monitoring of the dwarf nova VW Hydri. I – Overview. Royal Astronomical Society, Monthly Notices, 225: 73-92.

Pringle J.E., Savonije G.J., 1979. X-Ray Emission from Dwarf Novae. Monthly Notices Royal Astronomical Society, 187: 777-783.

Rana V.R., Singh K.P., Schlegel E.M., Barrett P.E.,2006. Study of Fe K_ lines in Non-magnetic Cataclysmic Variables using Chandra HEG data. Astrophys. J. 642: 1042-1050.

Raymond J.C., Smith B.W., 1977. Soft X-Ray Spectrum of a Hot Plasma. The Astrophys. J., 35: 419-439.

Saygaç T., 1993. VW Hydri kataklismik değişen yıldızın optik ve morötesi tayfsal analizi. Doktora tezi. İstanbul Üniversitesi.

Saygaç T., 1994. Optical and ultraviolet spectroscopy of VW Hydri. PASP, 106: 918-918.

Schoembs R., Vogt N., 1981. High-Time Resolution Spectroscopy of VW Hydri and WX Hydri . Astronomy and Astrophysics, 97:185-191.

Schreiber M.R., Hameury J.-M., Lasota J.-P., 2004. Delays in dwarf novae II: VW Hyi, the tidal instability and enhanced mass transfer models, A&A., 427: 621S.

Semeniuk I., 1980. Photometry of V 436 Centauri during superoutburst in May 1978. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 29-33.

Semeniuk I., Olech A., Kwast T., Nalezyty M., 1997. CCD Photometry of SW Ursae Majoris During the 1996 Superoutbursts . Acta Astronomica, 47: 201-209.

Smak J., 1984. Outburst of Dwarf Novae, Astronomical Society of Pacific, PASP., 96(575): 5S

Smith A.J., Haswell C.A., Hynes R.I., 2006. VWHyi: optical spectroscopy and Doppler tomography. MNRAS, 369: 1537.

Van Amerongen S., Bovenschen H., van Paradijs J., 1987. Wavelength dependence of superhumps in VW HYI. Royal Astronomical Society. Monthly Notices, 229: 245-251.

Verbunt F., Hassall B.J.M., Pringle J.E., Warner B., Marang F., 1987. Multiwavelength monitoring of the dwarf nova VW Hydri. III - IUE observations. Royal Astronomical Society. Monthly Notices, 225: 113-130.

Vogt N., 1974. Photometri c study of the dwarf nova VW Hydri. Astron. Astrophys, 36: 369-378.

Vogt N., 1980. The SU UMa stars - an important sub-group of dwarf novae. Astronomy and Astrophysics, 88: 66-76.

Warner B., 1987, Systematics of dwarf novae. Astrophysics and Space Science, 130: 3-13.

Warner B., 1995. Cataclysmic Variable Stars. Cambridge University Press, 523p.

Wheatley P.J., Verbunt F., Belloni T., Watson M.G., Naylor T., Ishida M., Duck S.R., Pfeffermann E.,1996. The X-ray and EUV spectrum of dwarf nova VW Hydri in outburst and quiescence. Astronomy and Astrophysics, 307: 37-48.

Whitehurst R., 1988. Numerical simulations of accretion disks. I - Superhumps - A tidal phenomenon of accretion disks. Royal Astronomical Society, Monthly Notices, 232: 35-51.

Whitehurst Robert, King Andrew, 1991. Superhumps, resonances and accretion discs. Royal Astronomical Society, Monthly Notices, 249: 25-35.

TÜRKİYE ULUSAL RADYO ASTRONOMİ GÖZLEMEVİ YER SEÇİMİ ÇALIŞMALARI VE ERCİYES ÜNİVERSİTESİ'NDE RADYO ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI

İbrahim KÜÇÜK[1], Şükriye ÖZ[2], İpek ALTAN[3], Sedat ONAY[4], Ferhat F. ÖZEREN[5], İnci AKKAYA[6] , Erbil CİVELEK[7], Mehmet GÜLŞEN[8], Ali Rıza ÖZDEMİR[8], Sadullah ÖZCAN[8], Ö. Galip SARAÇOĞLU[9], İbrahim DEVELİ[10]

Özet

Türkiye de kurulması planlanan "Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi (TURAG)" yer seçimi çalışmaları Mayıs 2007'de başladı. Bu çalışmaları başlatabilmek için değişik disiplinler ve kuruluşlar ile detaylı çalışmalar ve işbirliği yapılmıştır. Radyo Astronomi Gözlemevi Yer Seçiminde önemli etkenler olan meteorolojik ve atmosferik etkiler araştırılmış; Radyo Frekans (RF) ölçümleri yapılmış ve sürdürülmektedir. Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü'ne ait veri tabanının yaklaşık 30 yıllık (1976-2006) periyotları dikkate alınarak, Türkiye'nin yağış, sıcaklık, bulutluluk, rüzgar hızı vs. gibi meteorolojik parametreleri değerlendirilmiş, Telekomünikasyon Kurumu ile ortak proje dahilinde yapılan çalışmalar ile elde edilen Türkiye'nin Elektromagnetik Haritası dikkate alınarak bazı hedef bölgelerde RF ölçümleri yapılmıştır. Konu ile ilgili olarak yurt dışındaki gözlemevlerinin yaptığı yer seçim teknikleri ve verileri incelenmiş ve baz alınmıştır. Meteorolojik, atmosferik, elektromagnetik anlamda radyo sakin bölgelerin etkilerinin radyo gözlemlerine nasıl yansıyacağı ayrıntılı olarak incelenmiştir.

Anahtar Kelimeler *: Radyo Astronomi, Radyo Dizge, Coğrafi Bilgi Sistemleri, Atmosferik ve Meteorolojik Ölçümler, Radyo Sakin Bölgeler*

Abstract

Site selection studies for "National Radio Astronomy Observatory (TNRAO)" which is planned to establish in Turkey, started in May 2007. To start these works collaborations and detail analysis have been done with different disciplines and foundations. Meteorological and atmospherical

effects which are important factor in site selection for Radio Astronomy Observatory are examined; Radio Frequency (RF) measurements has been done and still are being continued. Data base of State Meteoroloy Affairs (DMİGM) are being used for approximately period of 30 years (1976-2006) and meteorological parameters such as rainfall, temperature, cloud, wind velocity etc. are interpereted. In a common project with Telecommunication Association (TK) taking into account the electromagnetic map of Turkey RF measurements have been done in some aimed regions. Related to this techniques and datae which had been done by observatories in abroad have been analyzed and taken into account for site selection.

Anahtar Kelimeler *: Radyo Astronomy, Radio Interferometer, Geographic Information Systems, Atmospherical and Meteorological Measurements, Radio Quite Zones*

---

[1]*Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, kucuk@erciyes.edu.tr*
[2]*Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü, Araştırma Şube Müdürlüğü, Ankara, soz@meteor.gov.tr*
[3]*Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, ipek.altan@gmail.com*
[4]*TRT Genel Müdürlüğü,Ankara, sedat.onay@trt.net.tr*
[5]*Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, ozeren@erciyes.edu.tr*
[6]*Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, iakkaya@erciyes.edu.tr*
[7]*Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Beşevler, Ankara erbilcivelek@gmail.com*
[8]*Telekomünikasyon Kurumu, Ankara, sedat.onay@trt.net.tr*
[9]*Erciyes Üniversitesi, Elektrik-Elektronik Mühendisliği Bölümü, ,Talas Yolu, 38039, Kayseri, saracog@erciyes.edu.tr*
[10]*Erciyes Üniversitesi, Elektrik-Elektronik Mühendisliği Bölümü, ,Talas Yolu, 38039, Kayseri develi@erciyes.edu.tr*

1. Neden Radyo Astronomi

Radyo teknolojisini geliştiren ülkeler bu teknolojiyi aynı zamanda insanların refah düzeyini yükseltmek amaçlarıyla da kullanmasını bilmişlerdir. Uygulamalar tarımdan tıbba kadar değişik alanlara yayılmış, kullanılan görüntü işleme yöntemleri uzay çalışmaları sayesinde geliştirilmiş, tomografi ise analizler yapıldıktan sonra ortaya çıkmıştır. Bugün çok yaygın kullanım bulan cep telefonları, uydu haberleşme sistemleri gibi bir çok alanda radyo teknolojisi kullanılmaktadır. Örnekler çoğaltılabilir. Bugünkü evren hakkındaki bilgilerimizin %65'i sadece radyo astronomi çalışılarak öğrenilebilir. Kuasarların, atarcaların, kara deliklerin, 3K ardalan ışımasının ve biyokimyasal hidrojen/karbon moleküllerinin keşiflerinin nedeni profesyonel radyo astronomi çalışmalarıdır. Türkiye'de Radyo Astronomi alanında bir kaç girişimin dışında bir gelişme olmamıştır. Ancak spektrumun bu bölgesinde yapılan ve yapılacak çalışmalar Türkiye'yi bu alanda birden ön sıralara çıkaracaktır.

2. Mevcut Durum

Radyo Astronomi ülkemizde 1990-1997 yılları arasında deneysel olarak TÜBİTAK MAM'da yürütülmüştür. Ukrayna'dan alınan 2m çaplı küçük bir radyo teleskop ile yürütülen bazı çalışmalar, yaptırılan yüksek lisans tezleri olmasına karşın, teleskopun teknolojisi eski olduğu için çalışmaya devam edememiştir [6]. Şu anda Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (AUBB)'nde 2 adet 5m çanaktan oluşan biri dizge sistemi ve binası kurulmuş ve faaliyete başlamıştır. Buna ek olarak, altyapıyı güçlendirmek amaçlı bir Devlet Planlama Teşkilatı (DPT) Projesi (Erciyes Üniversitesi Radyo Astronomi Gözlemevi Projesi - ERAG) yürütülmektedir. Bu proje kapsamında 12 metre çaplı radomlu bir parabolik anten radyo Teleskop'a dönüştürülecektir. ERAG'nin 2010 yılında faaliyete geçmesi planlanmaktadır.

3. Türkiye Ulusal Radyo Astronomi Gözlemevi (TURAG) Yer Seçimi çalışmaları

3.1. Radyo Gözlemevi İçin Yer Tespit Kriterleri

Araştırma başlıkları aşağıdaki gibi özetlenebilir.

a. Radyo Gözlemevi için koşullar
b. Alan seçimi için gerekli parametreler
c. Diğer gereksinimler

a. Radyo Gözlemevi İçin Değerlendirilmesi Gerekli Koşullar

Frekans etkileri, Gürültü bozulması (noise impairment), İyonosferik ve troposferik etkiler
Topoloji, Radyo girişimi (EMI), Girişim gereksinimleri, İklim, Sismik ve tektonik aktiviteler, Altyapı ve lojistik ihtiyaçlar

b. Alan Seçimi İçin Gerekli Parametreler

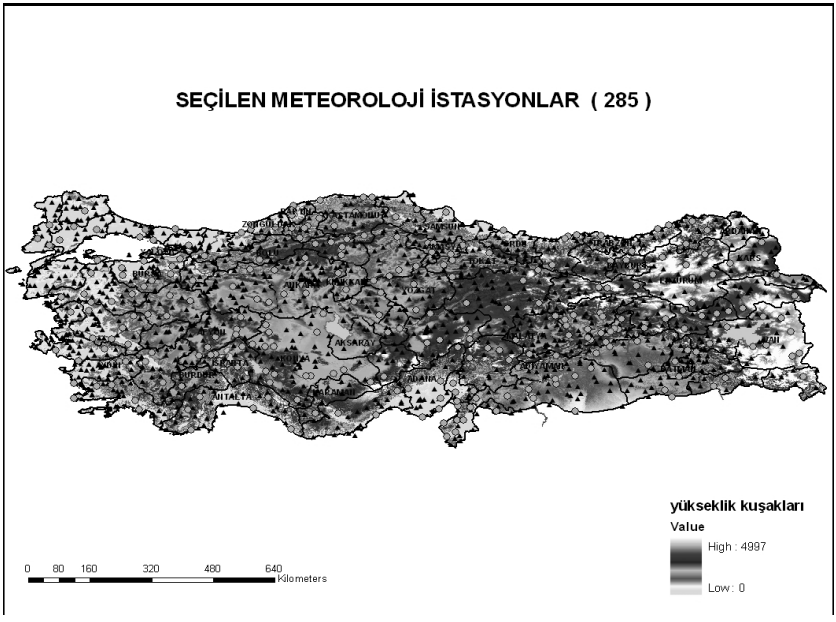
Su buharı (IPWV – integrated precipitable water vapor), Radyo kırılma miktarı (N units – radio refractivity), Yükseklik, Yağış miktarı (yağmur & kar), Sıcaklık, Basınç, Rüzgar hızı, Bulutluluk ve sis, Oksijen, Atmosferik özellikler (kırılma, geçirgenlik) [1], Uçuş hatları, Elektromanyetik etkinlik, Güvenlik

c. Diğer Gereksinimler

İklim ile ilgili parametrelerin Türkiye çapında her il için belirlenmesi, (Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü (DMİGM)'nden elde edildi), Su buharı, basınç, sıcaklık, yağışlılık, bulutluluk, rüzgar hızı, Her il için radyo girişiminin tespit edilmesi - EMI
(Telekomünikasyon Kurumu işbirliği ile), Baz istasyonları, GPS ağları, Uydu ve Diğer Telekominikasyon araçlarının Türkiye çapında konumlarının tespit edilmesi
(Telekomünikasyon Kurumu işbirliği ile), Türkiye'nin elektromanyetik, sismik ve tektonik aktivite haritaları, (Maden Tetkik Arama Genel Müdürlüğü işbirliği ile)
İllere göre iyonosferik ve troposferik etkilerin tespit edilmesi, (MTA-DMİGM işbirliği ile), Uçuş hatları, (Ulaştırma Bakanlığı ve Devlet Hava Meydanları İşletmeleri (DHMİ) işbirliği ile)

3.2. Meteorolojik ve Atmosferik Değerlendirmeler

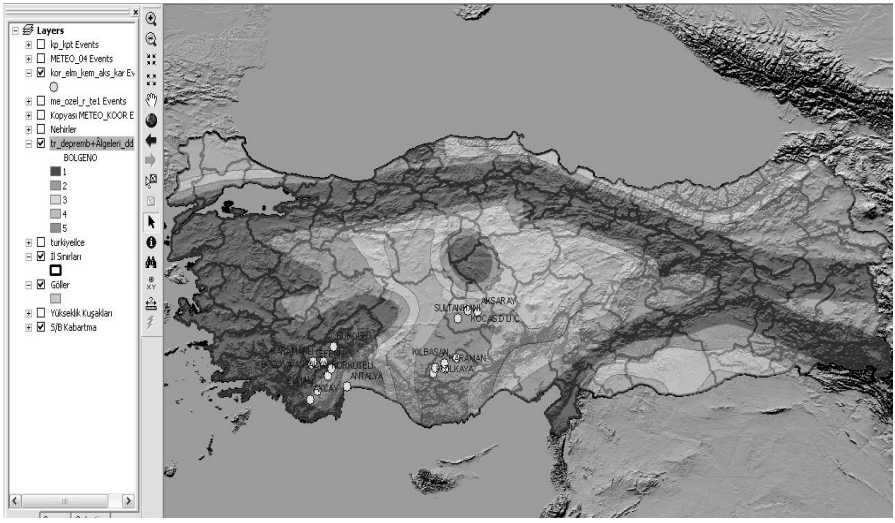
Yer Seçim çalışmalarının bu kısmında meteorolojik ve atmosferik parametrelerin analiz edilmesi ve bu veriler ışığında TURAG için yapılacak olan frekans ölçümleri için yer önerilerinde bulunulması amaçlanmıştır. DMİGM'nden [1] alınan ortalama 30 yıllık veriler üzerinden Türkiye'nin ayrıntılı bir meteorolojik atlası çıkartılmış ve TURAG yer seçim kriterleri üzerinden seçim yapmaya uygun hale getirilmiştir. 1536 adet meteoroloji istasyonunun içinden 285 tanesi (Şekil-2) yapılacak çalışma için gerekli verileri eksiksiz içerdiği için seçilmiştir. Belirlenen istasyonların bölge, yükseklik, enlem ve boylam bilgileri Tablo-1'de verilmektedir. Bu seçim yapılırken meteoroloji istasyonlarının dağılımın homojen olmasına ve verilerin bulunduğu bölgeyi iyi temsil edebilecek nitelikte olmasına dikkat edilmiştir. Her meteorolojik parametre için kullanılan istasyon sayısı yakın olmakla beraber değişiklik göstermektedir (yağış, bulutluluk, sıcaklık vs). Bunun yanı sıra mevcut meteorolojik parametrelerden yararlanarak atmosfer parametreleri, DMİGM'ne ait uzun yıllar veri tabanı ve güncel ampirik formüller kullanılarak Fortran Programı yardımıyla hesaplanmıştır. Bu program projede daha sonra kullanılmak üzere kaynak program olarak hazırlanmakta ve geliştirilmektedir. Bu sayede atmosferik parametrelerinin güncel olarak da hesaplanabilmeleri amaçlanmıştır. Analizlerde Coğrafi Bilgi Sistemleri'nden yararlanılmıştır ve bu çerçevede ArcGIS programı kullanılmıştır. Yapılan literatür taramalarında da görülmüştür ki CBS günümüzde, radyo ve optik gözlemevi yer seçim çalışmalarında meteorolojik ve topografik analizlerinde kullanılmaktadır, örneğin ALMA, SKA, GSMT, LSA [2], [3], [7]. Bu çalışmada tercih edilen sınıflandırma ve kriterler, literatür taramasında Dünya'daki çeşitli Radyo Gözlemevlerinin yer seçim çalışmaları incelendikten sonra Türkiye şartlarına göre belirlenmiştir. Mevcut radyo gözlemevleri çok farklı iklim ve coğrafyalarda olduğu için belirli bir standart tespit edilememiştir. Bu nedenle Türkiye'de kurulacak olan bir radyo gözlemevi için mevcut iklim ve topografya şartları altında değerlendirme yapmanın daha uygun olacağına karar verilmiştir.



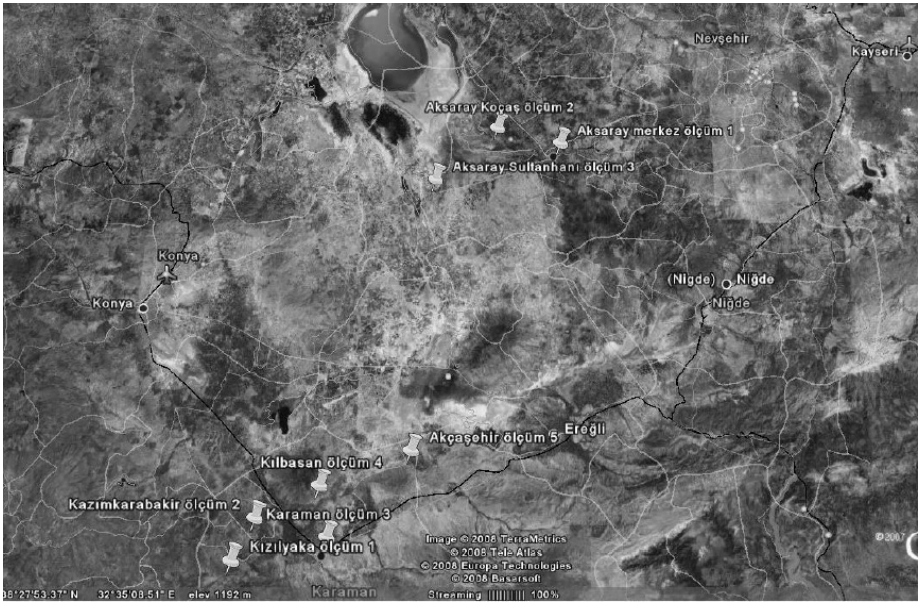
Şekil 2: Seçilen Meteoroloji İstasyonları (toplam 1536 istasyondan seçilen 285 tane)

3.3. Radyo Frekans (RF) Ölçümleri ve Değerlendirmeleri

Yukarıda bahsedilen Meteorolojik ve Atmosferik parametrelerin değerlendirilmeleri sonucunda belirlenen bölgelerin öncelikle haritalardan pafta numaraları belirlendi. Bu paftalar içerisinden yine ArcGis Programı yardımı ile hedef yerler belirlendi. Yine yapılan değerlendirmeler ışığında Türkiye'nin Deprem Haritası üzerinde ArcMap Programı yardımıyla deprem riski en az bölgeler belirlendi (Şekil-3).



Şekil 3: Türkiye'nin deprem haritası ve ArcMap Programı ile belirlenen ölçüm noktaları (küçük daireler)

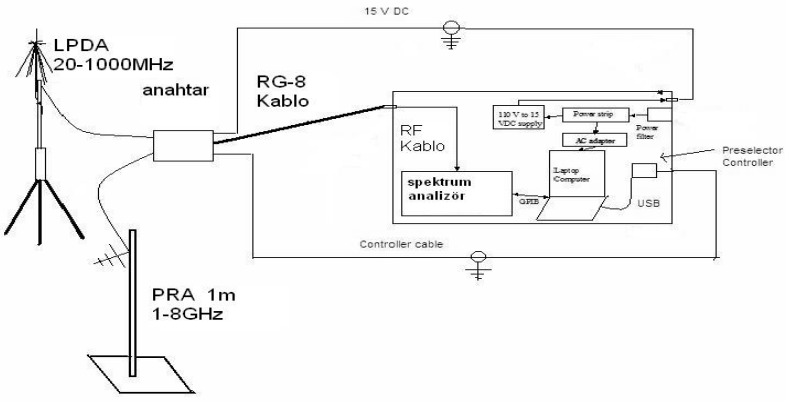


Şekil 4: Ölçüm yerleri

3.4 Ölçüm Aletleri

3.4.1 Deneme ölçümleri ve düzenekler

Hedeflenen bölgelere gidilmeden önce TK'nda mevcut antenler, alıcılar ve spektrum analizörü ile test ölçümleri yapıldı. Yapılan bir dizi test ölçümü [5] ile ortaya çıkan sorunlar giderilerek Şekil-6'de görülen düzeneğin hedef bölgelerdeki ölçümlerde kullanılması kararlaştırılmıştır.



Şekil 6: Spektrum ölçüm düzeneği

3.4.2 Ölçüm Aletleri Ayarları

Tablo 3: Karaman İli (Merkez) Radyo Frekans Ölçümleri (1GHz adımlar ile)

Başlangıç Frekansı (GHz)	Bitiş Frekansı (GHz)	Anten tipi	Anten konumu (azi-alt)	RBW (kHz)	VBW (kHz)	Atten. (dB)	Ref Level (dBm)	Spectrum Analyzer
0,8	26	HL50	0-45; 0-90; 90-90; 90-0; 90-45; 180-0; 180-45; 270-0; 270-45;	3000	10000	10	-20	9kHz-40GHz
26	40	Omni	0-90; 0-0;	3000	10000	10	-20	

Tablo 4: Karaman İli (Yazılı 5.km) Radyo Frekans Ölçümleri (1GHz adımlar ile)

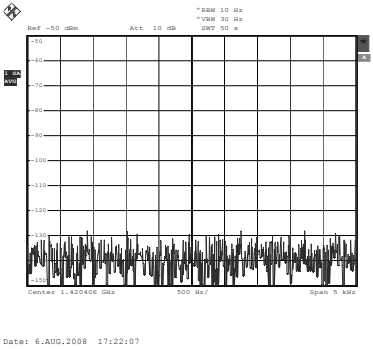
Başlangıç Frekansı (GHz)	Bitiş Frekansı (GHz)	Anten tipi	Anten konumu (azi-alt)	RBW (kHz)	VBW (kHz)	Atten. (dB)	Ref Level (dBm)	Spectrum Analyzer
0,8	26	HL50	0-0; 0-45; 0-90; 90-90; 90-0; 90-45; 180-0; 180-45; 270-0; 270-45;	100	100	10	-20	9kHz-40GHz
26	40	Omni	0-90; 0-0; 90-0;	100	1000	10	-20	9kHz-40GHz

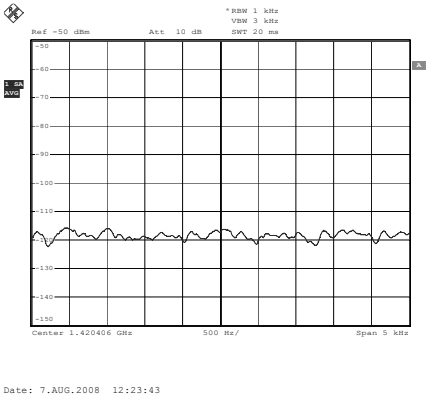
Tablo 5: Karaman İli (Pelitli Yaylası) Radyo Frekans Ölçümleri (1GHz adımlar ile)

Başlangıç Frekansı (GHz)	Bitiş Frekansı (GHz)	Anten tipi	Anten konumu (azi-alt)	RBW (kHz)	VBW (kHz)	Atten. (dB)	Ref Level (dBm)	Spectrum Analyzer
0,8	26	HL50	0-0; 0-45; 0-90; 90-90; 180-0	100	300	19	-20	9kHz-40GHz
26	40	Omni	0-90; 0-0; 90-0	100	300	19	-20	9kHz-40GHz

4. Sonuç

Karaman İli'ne ait seçilen 3 bölgede yapılan 1.4GHz Nötr Hidrojen RF Ölçüm sonuçları aşağıda gösterilmiştir.





Karaman İli için yapılan RF ölçümleri, Aksaray, Antalya-Elmalı, Kemer ve Korkuteli bölgelerinde de TK ve DMİGM işbirliği ile tekrarlanacaktır.

5. Kaynaklar

[1] Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü veri arşivi

[2] Walker A.R. et. al. "Site Survey for the Giant Segmented Mirror Telescope" 2003SPIE.4840..509W

[3] Otárola A.. et. al "European Site Testing at Chajnantor: a StepTowards the Large Southern Array" The Messenger, No.94 – December 1998

[4] Öz, Ş. "Coğrafi Bilgi Sistemleri ve Meteorolojik Uygulamaları-I" DMİGM, Araştırma Şube Müdürlüğü

[5] Simon J.E.. et. al. "Atmospheric Conditions at a Site for Submilimeter Wavelength Astronomy", NRAO

[6] Ozel M.E.. et. al. "Technical Report MAM-TR-05, Site Selection Consideration For The Proposed Radio Telescope " April 1992

[7] Wu.S., Zhu. B.. et al. "Initial Analysis of Sites for SKA in China" National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China, May 30,2003

TÜRKİYEDE RADYO ASTRONOMİ ÇALIŞMALARININ TARİHÇESİ

Mehmet Emin Özel

ÇOMÜ Fizik Böl ve Astrofizik Araştırma Merkezi, Çanakkale

Özet
Yazıda kısaca, Türkiye'deki radyo astronomi çalışmalarının MAM dönemi çalışmalarına ağırlık veren, kişisel bakış ağırlıklı bir tarihçesi verilecek ve gelecek için öneriler sunulacaktır.

Anahtar kelimeler: *radyo astronomi, Türkiye'de radyo astronomi çalışmaları, MAM Uzay Teknolojileri Bölümü, UBITEK.*

Abstract
A short and rather personal account of radio astronomical studies in Turkey, with emphasis on the 1990-2001 Marmara Resaerch Center era is given.

Key words: *radio astronomy, radio astronomi studies in Turkey, Marmara Research Center Space Technolgies dept., UBITEK.*

1. Giriş

Burada radyo astronominin genel tarihine ve teknik çalışma ilke ve detaylarına girilmeyecektir. İlgilenenler varolan teknik kaynaklara bakabilirler (Rohfls ve Wilson, 1996). Bu konuda yetkin ve kısa bir Türkçe metin, Dr Bülent Uyanıker'in hazırladığı Radyo Astronomi kitapçığı (Uyanıker, 2003) yararlı olabilir. Burada verilecek olan, oldukça kişisel değerlendirmeler de içeren ve yazarın TUBITAK Marmara Araştırma Merkezi'inde görev yaptığı 1991-2001

yılları ve sonrasını kapsayacak, belki de 'taraflı' sayılabilecek bir 'tarihçe' taslağı olacaktır. Bazen da sadece ana başlıklar verilecektir.

2. 1990 ve öncesi çalışmalar

Bu dönem çalışmaları için, benim bilebildiğim çalışmalar için ara başlıklar şunlar olabilir:

- Bir TUBITAK projesi olarak alınan 5m'lik plastik (karbon fiber) çanak (1980'ler),
- Kandilli Rasathanesinde bu amaçla yapılan çalışmalar (1980'lerin 2. yarısı)
- Prof. Yavuz Nutku'nun bu teleskopu ayağa kaldırmak için yaptığı ek girişimler (1990 civarı).

Özetle, sistematik bir çalışmanın yapılmadığı ve elde yeterli kayıtların olmadığı etkinlikler sözkonusudur.

3. 1990 -1998 arası UBITEK ve MAM Çalışmaları

Bu dönemin önemli tarihleri arasında şunlar sayılabilir:

(i) UBITEK'in kuruluş hazırlıkları ve kuruluşu (1990)

DPT önerisi ile, TUBITAK Başkanlığı altında Ankara'da çalışacak bir Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Komitesi (UBITEK) kurulmuş ve koordinatörlüğüne Prof Nejat İnce getirilmiştir (1990).

(ii) UBITEK'in MAM'a taşınması (1991)

Prof İnce'nin MAM Başkanlığına atanması nedeniyle, UBITEK birimleri Gebze'deki Marmara Araştırma Merkezine taşınmıştır. UBITEK'in işlevlerini takip ve sekreterya görevini üstlenmek üzere bir Uzay Bilimleri Bölümü kurularak Başkanlığına, aynı zamanda UBITEK Sekreteryası görevini yürütmekte olan Prof Dr Mehmet Emin Özel atanmıştır.

(iii) UBITEK'in Çalışma Grupları (1991-1997)

UBITEK Başkanlığına bilimsel ve idari danışmanlık yapmak üzere, şu çalışma gruplarının kurulması kararlaştırılmış ve yanlarında gösterilen öğretim üyeleri Çalışma Grubu liderliklerine atanmışlardır:

(A)Uzay Bilimleri Çalışma Grubu (Prof. Dr. Zeki Aslan)
(B)Uzaktan Algılama Çalışma Grubu (Dr. Hulya Yıldırım)

(C)Uzay Elektroniği Çalışma Grubu (Prof Dr Hamit Serbest)

(iv) UBITEK'in Projeleri ve Diğer Çalışmaları:
Çalışma gruplarını etkinlikeri dışında UBITEK Sekreteryası ve Uzay Bilimleri Böl. Başkanlığınca şu projeler hazırlanmış ve uygulamaya geçirilmiştir:
(a) 'Uzay Bilim ve Teknolojilerinde TUBITAK'a yardım' adlı BM-UNDP/UNIDO projesi; 400K$)
(b) Türkiye'de Radyo Astronomi Çalışmalarına Destek (Max Planck Society'nin Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri Araştırma Merkezi için sağladığı olanaklar, MAM Radyo astronomi çalışmaları ile koordinasyon halinde kullanılarak olanakların daha etkin değerlendirmesi düşünülmüştür. Proje tutarı 100K DM)
(c) Türkiye'nin uluslar arası Platformlarda Temsili ve danışmanlık görevleri yapılması

(i) Avrupa Bilim Vakfı Radyo Astronomi Frekansları (CRAF) Komitesi çalışmaları (1994-2001). [CRAF'ın amacı radyo frekans tahsisi ile ilgili teknik konulara çözümler getirmek ve radyo astronomiye tahsis edilen frekansları korumaktır. 2001'den sonra temsilcilik görevi Erciyes Astronomi Böl. Bşk. Dr İ.Küçük'e devredilmiştir.]
(ii) Birleşmiş Milletler Uzayın Barışçı Amaçlarla Kullanılması Komitesi (UN-COPUOS) çalışmalarında Viyana BM Büyükelçiliğimize danışmanlık yapılması ve Dışişleri Bakanlığımız isteğiyle, 1993 BM Uzayın Barışçı Amaçlarla Kullanılması Konfreansı UNISPACE-III'de Türkiye'yi temsil çalışmaları,
(iii) 'Batı Avrupa Birliği' adlı Avrupa komisyanunda, Genel Kurmay AR-GE Dairesi ile birlikte projelere ve toplantılara katılarak teknik temsillerin gerçekleştirilmesi.

3.1 UBITEK Çalışma Gruplarınca Yürütülen Etkinlikler

UBITEK Sekreteryasınca hazırlanan projeler dışında, onlara paralel olarak veya koordinasyon halinde, başlangıçta kurulan çalışma

grupları da ayrıca çeşitli çalışmalar yürütmüşlerdir. Bunlara kısaca göz atalım.

3.1.1 Uzay Bilimleri (Radyo Astronomi) Çalışma Grubu

Bu grubun çalışmaları şöyle özetlenebilir:

(1) Optik Teleskop çalışmaları [Bu çalışmalar, ayrı bir TUBITAK projesi olarak ayrıldı ve UBITEK bünyesinden çıktı; bundan sonra Grup liderliği Prof. Dr. Mehmet Emin Özel tarafından üstlenildi (1992) ve çalışmalar bütünüyle radyo astronomiye odaklandı.]
(2) Radyo Teleskop kurulması çalışmaları (rapor hazırlanması, yer seçimi hazırlıkları, alet seçimi çalışmaları - 15m'lik çok amaçlı ve 120 GHz'e kadar duyarlı bir radyo teleskop için ihale hazırlıkları, yer seçimi ve destek projesi hazırlıkları…, yürütüldü (İnce, 1991, Özel 1991)].
(3) Prof N.İnce'nin görevden alınması, Dr. Fuat İnce'nin UBITEK Başkanlığıa getirilmesi; 15m'lik çok amaçlı terminal projesinin ve ihalesinin iptali (1993); daha ekonomik ve küçük boy, 2. Radyo Teleskop projesi (2m'lik milimetrik MAM Radyo Teleskopu / MRT-2).
(4) Yer Seçimi çalışması (Natarajan ve Özel, 1994; yoğun lojistik destek gereği nedeni ile Gebze-MAM yer olarak seçilmiştir.)
(5) Uzman değerlendirmesi ve raporu (Dickel,1993); satın alım (Ukrayna Radyo Astronomi Enstitüsü'den 25 000$'a mm dalga boyları için 'survey' türü çalışmalar yürütme kabiliyetinde bir radyo-teleskopun alımı kararı (eğitim, kalibrasyon ve bakım -1 yıl- dahil)
(6) Kuruluş, Kalibrasyon ve İlk Gözlemler (1995) [MTR-2'nin fiziksel ve radyo-teknik özellikleri Şekil 1'de verilmektedir.] ve ilgili rapor ve yayınlar(Özel ve ark., 1996, 1999a,1999b; Yusifov ve ark., 1997)
(7) Bilimsel Toplantılar; Uluslararası Kongreler

-1.Uluslararası Uzay Bilim ve Teknolojileri Kongresi:(Çoğu Orta Asya Türk cumhuriyetlerinden ve

Rusya'dan geniş bir uluslararası katılımla MAM'da gerçekleştirildi ve tüm sunumlar TUBITAK Turkish Journal of Physics'de 8 sayı halinde yayınlandı)

(8) Eğitim çalışmaları, yayınlar ve kurslar

-Uluslararası katılımlı ulusal Radyo Astronomi kursu (Gebze, 1996) düzenlenmesi [ders veren katılımcılar arasında Prof John Dickel (Univ. of Illinois,USA), Prof L.Litvinenko (Ukrayna Astronomi Enst. Direktörü), Prof A.Shulga (Kharkov Üniv., Ukrayna), Dr Jaap Baars (Max Planc Radyo Astronomi Enstitüsü, Almanya sayılabilir.]

-MAM Yayınları olarak ve bilimsel dergilerde yayınlar ('Referanslar' listesinden kısmen takip edilebilir.)

(9) Öğrenci yetiştirme çalışmaları:

(a) Yurt dışına gönderme (Max Planck Radyo Astronomi Enstitüsüne gönderilen öğrenciler: Bülent Uyanıker (ODTÜ/Çuk.Üniv.) ve Gözde Bayer (Ank.Ü).

(b) TUBITAK Destekli Lisansüstü Tezler

Tülay Adıgüzel, ODTÜ Fizik Böl., (Adıgüzel, 1997); Banu Demirel, Ankara Üniv. Astronomi Böl., (Demirel, 1998);Gözde Bayer, Ankara Üniv. Astronomi Böl.,(Bayer, 1998).

(c)-Max Planck Society ve Alman DFG destekli Doktora Tezleri:

Bülent Uyanıker Bonn Univ. Physics Dept, (Uyanıker, 1997); Gözde Bayer (Ank Ü'den BSc ve MSc). [Prof. Peter Biermann'la DFG burslusu olarak Bonn Üniv.'de doktora çalışmalarına başlayan G.Bayer, 3 yıllık süresi içinde, astronomi lisans mezunu olduğu için, Bonn Üniv.'den aldığı fizik bölümü fark derslerini ve doktora derslerini tamanlamış, ancak süresinin dolması nedeniyle tez çalışmalarına başlayamadan yurda dönmüştür.]

(10) MRT-2'nin radyo algılayıcısının bozulması ve MAM'daki radyo astronomi çalışmalarının sonu

[MRT-2 radyo alıcısı ve spektrometresinin bozulması ve temel bilimlere MAM'da yer olmaması gerektiğine karar

veren MAM Yönetiminin tamir için gerekli masraftan (yaklaşık 8K$) kaçınması ve böylece tamir olanağı bulunamaması üzerine, MAM'dak radyo astronomi birikiminin, tümüyle, çalışmalarını radyo astronomiye yoğunlaştıracağını bildiren Erciyer Univ. Astronomi ve Uzay Bil. Böl.'ne devri (Küçük ve ark. 2002) sağlanmıştır.]

3.1.2 Uzaktan Algılama Çalışma Grubu

Bu grubumuzun çalışmaları kısaca şöyle özetlenebilir:

[Radyo astronomi ile ilgisi çok az olduğundan burada sadece çok kısa bir özetle yetinilecektir. Bu grup çalışmalarının çoğunun özetlendiği bir kaynak için, Özel ve Yıldırım, (2003)'e ve bu arada, RAST 2003 ve RAST-2005 konferans tebliğleri kitaplarına bakılabilir.]

(1) Uzaktan Algılama Laboratuvarının kuruluşu (1991-1993)
(2) Uzaktan Algılama eğitimleri: kamu kurumlarına verilen eğitim ve uzaktan algılama kursları açılması
(3) Düşük çözümlemeli (1 km) Uydu Yer İstasyonu kurulması çalışmaları (NOAA İstasyonu, 1997)
(4) Uygulama projeleri planlanması ve gerçekleştirilmesi: Projeler arasında şunlar sayılabilir: (i). Türkiye Buğday Üretim Tahmini (DPT destekli 1991-1993); (ii). Uydularla Erozyon Haritalama (TEMA destekli, 1993-1995); (iii). Yeşilırmak İlleri CBS Altyapısı Çalışmaları (Yeşilırmak Iller Birliği,1995-1997); (iv). Kocaeli ili Uydularla Deprem Hasarı Belirleme (Kocaeli Valiliği, 1999); (v). Kocaelinde Deprem Sonrasında Yerleşime Uygun Alanların Belirlenmesi (Kocaeli Valiliği, 1999); (vi). Bolu İli CBS Altyapısı Projesi(Bolu Valiliği, 2001-2002); (viii). Kocaeli Y.Adasında ve Gebze'de Bitki Örtüsünün uzun zamanlı değişiminin uydularla takibi (1996-1998, Göttingen Üniv./DFG - MAM/TUBITAK destekli ortak proje)

3.1.3 Uzay Elektroniği Çalışma Grubu

Bir yönü ile radyo astronomi çalışmaları ile ilgisi olan bu grubun çalışmaları da çok kısa olarak verilecektir. Çalışma başlıkları arasında şunlar sayılabilir:

(1) Türkiye Uzay Elektroniği çalışanları envanteri (1996)
(2) Radyo-fizik ve Anten Laboratuırı'nın kuruluşu ve elemanları için eğitim olanakları [Alman Uzay Ajansı DFG uzmanı David Hounam'a hazırlatılan uzman raporu (Hounam, 1996)]
(3) Türk-Ukrayna Ortak Laboratuarı kurulması projesi (1996)
(4) Türk-Ukrayna-ABD Uzaktan Algılama (Karadeniz) Uydusu projesi [Algılama sistemlerinin ve eğitim çalışmalarının Utah State Univ. tarafından, bir kısım donanım –yer istasyonu- ve fırlatmanın Ukrayna, bazı donanımın ve uygun koşullarda bir finansmanın Türkiye (MAM) tarafından sağlanacağı bu proje, aynı anda Ankara'da konuşlu TUBITAK-BILTEN'in de benzeri bir uydu projesine girişmesi üzerine doğan 'rekabet', TUBITAK ve MAM başkanlığının MAM projesini tümüyle durdurması ile ilerleyemedi].

3.1.4 MAM Dönemi UTB Çalışmaları: Toplu Değerlendirme

Ankara TUBITAK-BİLTEN (Bilişim Teknolojileri Araştırma Enstitüsü) ile olan uydu konusundaki ODTÜ-Gebze rekabeti, uyduyu tümüyle İngiltere'deki Surrey Univ.'ne yaptırma düşüncesindeki BILTEN'in galibiyeti ile sonuçlandı ve Ankara'da UBITEK'in toptan kapatılması kararı verildi. MAM'daki Uzay Teknolojileri Bölümü altındaki birikim dağıtılarak bir bütün olarak çalışmaları durduruldu ve benzeri veya yakın çalışmalar yapan TUBITAK birimlerine aktarılması kararlaştırıldı.

(1) Bu cümleden olmak üzere, proje deneyimli personeli, iyi donanımlı Uzaktan Algılama laboratuarı olanakları ve 10 personeli yeni kurulan Yer Bilimleri Enstitüsüne devredildi (2001). Uzaktan algılama amaçlı oldukça pahalı ve iyi öğrenilmiş yazılımların yerinde kullanılması yerine, onları kullanan bilgisayarlara tamah edildi. Aslında

bilgisayarların üzerindeki yazılımlar, donanımlardan çok daha değerli bir birikimdi. Kısa sürede bu birikim ve deneyim (bunu kanıtı olan proje isimleri yukarda verilmektedir) kullanılamaz, işe yaramaz hale geldi.

(2) Türk Ukrayna Ortak Laboratuarı ayrı bir birim halinde MAM Başkanlığına bağlandı ve Radyo-fizik ve Anten Laboratuarı donanım, yazılım, personel ve birikimi bu gruba aktarıldı. Bu grup aslında araştırma ve projeler gerçekleştirme çalışmalarını halen başarı ile sürdürmektedir.

(3) Radyo astronomi çalışmaları tamamen kapatıldı ve donanım, tümüyle heder olmadan, (benim gayretlerimle) Erciyes Üniv. Astronomi ve Uzay Böl.'ne devredildi.

1991-2001 arasındaki 10 yıllık dönemde MAM Uzay Bilimleri Bölümü ve daha sonra Uzay Teknolojileri Bölümü (UTB) altındaki ulusal ve uluslararası projeler ve uzmanların katkıları ile oluşmuş olan eğitimli personel, yazılım ve donanım birikimi, başka programları olan ve eldeki birikimi değerlendirmeye yeterince önem vermeyen yöneticilerin ve yaratıcı ve tamamlayıcı rekabeti bilmeyen veya kabul etmeyen (bazen da rakibi yok etmeyi başarı sayan) grupların rekabeti altında dağıldı. Bu sonuçta, Uzay Teknolojileri Bölümü (daha sonra Grubu) yöneticilerinin (bu arada benim) de, yürüttükleri projelere fazla gömülüp içe dönük çalışmak ve dışa dönük tanıtım ve mücadeleyi sadece MAM üst yönetimine bırakmak gibi hatalar yapmış olduğunu düşünüyorum. Bu grup dağıtılmamış olsaydı, bugün Türkiye olarak uzay konusunda çok daha iyi bir birikime sahip olacağımız kanısındayım.

4. 1998 sonrası Erciyes Üniv. Çalışmaları

Bu dönemdeki çalışmalar Doç Dr İbrahim Küçük tarafından ayrı bir sunumda anlatılacağı için burada üzerine durulmayacaktır (Küçük ve ark., 2008, bu toplantı tebliğleri). Ayrıca bknz: (Küçük ve ark., 2002). MAM'daki radyo astronomi birikimine, tümüyle kaybedilmeden kısmen de olsa sahip çıkmış ve başka projelerle konuyu geliştirmek için samimi gayretle içinde olan bu bölüm, radyo

astronominin ülkemizde yeşermesi için değerli çalışmalar yürütmektedirler.

5. Dr Bülent Uyanıker'in TUBITAK'ça daveti ve interferometrik sistem önerisi

Anlaşıldığı kadarı ile, 2007 yılı içinde, o zaman Kanada'daki Dominion Radyo Astronomi Gözlemevinde araştırıcı olarak çalışmaktayken [öğrenci yetiştirme çabalarımızın en olumlu sonucu olarak, Bonn Üniv.'de Max Planck Radyo Astronomi Enstitüsü olanakları ile doktorasını tamamlamış olan ve aynı enstitüte 3 yıl süre ile doktora-sonrası araştırıcı (post-doc) olarak görev yapan] Dr Bülent Uyanıker, TUBITAK Başkan V. Prof Nüket Yetiş tarafından radyo astronomi konusunda TUBITAK'ça yapılabilecek projeler konusunda davet edildi. Bu konuda Dr Uyanıker, önce dar katılımlı (TUBITAK Başk.V. ve yakın danışmanları ile yeniden şekillenerek TUBITAK-Uzay adını alan eski BILTEN'in yeni yönetimine), daha sonra da ODTÜ'deki TUBITAK-Uzay Enstitüsü salonunda, Türk astronomlarına geniş katılımlı 2. bir sunum yaptı.

Takip edebildiğim kadarı ile, Dr Uyanıker, TUBITAK'tan aldığı davetler sırasında, iki farklı radyo teleskop önerisinde bulundu. Bunların ilki, 50m civarında çapa sahip bir **tek çanak** üzerine kurulu, Türkiye'nin Avrupa ulusları-arası Uzun Erimli Girişim Ağı EVN'e katılma potansiyelli bir radyo teleskop önerisi idi. Bu öneri internet üzerinden Türk astronomlarının incelemesine sunuldu. Diğeri ise, 2. ve geniş katılımlı sunumunda önerdiği şekli ile, küçük antenler dizgesinden oluşan **girişim temelli bir radyo teleskop** sistemi idi. Bu sistem, halen güney yarıkürede uluslararası bir konsorsiyumca kurulması çalışmaları sürmekte olan ve binlerce 5m'lik çanaktan oluşacak, milyar dolarları aşan maliyetli, Kilometrekarelik Dizge (SquareKilometer Array, SKA) projesinden esinlenmiş, onun minyatür SKA, yani onu minik bir kuzey-yarıküre eşleniği olarak düşünülmüştü. 5m çaplı 20-30 kadar antenden oluşacak bu radyo girişim sisteminin ülkemize bir veya birkaç 10 milyon $ mertebesinde maliyeti olacağı öngörülmekteydi. Bu sistem, güneydeki dünyanın en gelişkin ve '**radyo astronominin amiral gemisi**' görevi üstlenecek olan uluslararası bir sistemin kuzey yarıküredeki (belki de tek) partneri olabilecek ve böylelikle, geniş bir uluslararası ilgi, katılım ve yardımın odağını oluşturacaktı. Kullanılacak küçük boy çanakların

çok yeni teknolojiler içermemesi ve SKA için yoğun şekilde zaten üretilecek oluşu gibi diğer ek avantajlar da söz konusu idi. Bu yıllar ise, böyle bir girişim için ideal bir dönemdi.

Bu önerini tanıtımını dinledikten sonra, bundan çok etkilendim ve TUBITAK Yönetimine, bu projenin desteklenmesinin, Türkiye'yi kısa sürede bu alanda uluslararası oyuncular arasına çıkarabileceğini, Dr Uyanıker'in radyo astronomiye yaptığı önemli katkılar nedeniyle, (Dr. Uyanıker, radyo polarizasyonu bilgisini kullanarak, Samanyolu kollarının derinlemesine haritalanmasını, bir bakıma 'tomografisinin alınmasını' gerçekleştiren bir teknik buluş ve çalışmayı gerçekleştirmiş ve elde ettiği sonuçlarla uluslararası camiadan büyük ilgi görmüş bir astrofizikçimiz konumundadır) radyo astronomi camiasında çok iyi tanındığını yazdım. Buna, düşünülen uluslararası katılım ve desteğin büyük ölçüde gerçekleşeceğine inandığımı, TUBITAK-Uzay Enstitüsü'nün anten ve radyo algılayıcı çalışmaları ile programda teknik/idari liderlik ve/veya koordinatörlük görevini üstlenecek birikimde göründüğünü, Dr Uyanıker'in bu Enstitü'ye eleman veya bu projede danışmanlık yapmak üzere davet edilmesinin yerinde olacağını, var olan TUBITAK programları ve Erciyes Üniv. ile yapılacak işbölümü ile, halen var olan eksiklerimizin ve eleman açığımızın kısa sürede giderilmesinin, mümkün olacağını, böyle heyecanlı bir proje sayesinde oluşacak çalışma ve şevk ortamının daha da verimli olacağını, bu nedenlerle mutlaka desteklenmesi gerektiğini ekledim. (Bütün bu öneriler, TUBITAK Bşk.'lığına bir elektronik mesaj olarak Dr Uyanıker'in geri dönüşü sonrasında yazılmıştır.]

Ancak, ne yazık ki, ayrıntıları bizlerce bilinmeyen çeşitli nedenlerle projenin TUBITAK'ça desteklenmesi kararı çıkmadı. Böylelikle, MAM Uzay Bölümünün alelacele kapatılmasından sonra, uzay çalışmalarında 2. bir 'treni kaçırma' olayı ile karşı karşıya kaldığımız kanısındayım.

6. Gelecek için değerlendirmeler

Çeşitli kurum ve kuruluşlarımızca yapılan çeşitli girişimlere karşın, Türkiye'nin uzay çalışmalarının uygun bir sivil koordinasyon altında toparlanıp harekete geçirilememesinin nedenleri arasında bu türden, var olan birikim ve olanakları kullanamama, bazen da, tahrip edici ve bilinçsiz rekabet ve az da olsa, bilerek ve kıskançlıkla yok etme/ heder etme yatıyor olabilir..

Özel olarak radyo astronomi çalışmalarına dönersek, Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünün, en önemli ve tek önemli işi olarak radyo astronomi çalışmalarını gören bir bölüm olarak varlığı, yaşadığımız handikapları, bir süre sonra aşacağımız düşüncesinde bizleri birleştirmektedir. Bu konuda çalışan yönetici ve gençlerde gördüğüm heyecan, bu yolda hala umutlu olmamız gerektiğini hatırlatan en önemli etkendir.

Referanslar:

Adıgüzel, T., '*Radio Observations of the Sun with millimetric radio telescope MRT-2'*, Master of Science Thesis, Middle east Technical Univ. Physics Dept., (ıx+82 s.), Sept. 1997.

Adıgüzel T., Özel M.E., Yusifov I.M., Demircan O., Bayer G., Demirel B., Kırbıyık H., Summary of Radio Observations by Marmara Radio Telescope MRT-2, XXVI General Assembly URSI, 13-21 August, University of Toronto, Canada, (Poster), 1999.

Bayer, G., '*Observations of Atmospheric Ozone by Millimetric MRT-2'*, Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Yüksek Lisans Tezi,. Fen Bil. Enst., Danışmanlar: O.Demircan, M.E.Özel, İ.Yusifov, (108 s.), 1998.

Demirel, B., 1998, '*Ay ve Gezegenlerden Gözlenen Radyo Işınımı*', Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Yüksek Lisans Tezi, Ankara Üniv. Fen Bil. Enst., Danışmanlar: O.Demircan, M.E.Özel, İ.Yusifov, (ıx + 165 s.)

Dickel, J., '*Establishment of a Radio Astronomy Program at TUBITAK's Marmara Research Center, Gebze-Turkey*', MRC Technical Report MRC/SSD-TR 14, (22 s.), Oct. 1993.

İnce, N., *'Technical Specifications for a Multipurpose Terminal'*, (15m radiotelescope technical specifications document for bidders), Marmara Research Center, July 1991 (56 s.)

Hounam, D., *'Establishment of a Microwave Remote Sensing Porgram at TUBITAK Marmara Research Center'*, Technical Report 96/10, MRC Space Technologies Dept, Aug 1996.

Küçük, İ., Yusifov, İ., Özel, M.E., Mete, M., *'Erciyes Üniv. ERT-5 Radyo Teleskopu Çalışmaları'*, URSI Türkiye Birinci Ulusal Kongresi, İTÜ, İstanbul, 2002, Kongre Tebliğleri, s. 415 (2002).
MRT-2 Millimetric Radio Telescope: Operating and Maintenance Instructions, Marmara Research Center Space Technologies Dept., January 1995. (ii+60 s.)

Marmara Research Center, Space Technologies Dept, Radophysics and Antenna Lab., A User's Manual, (20 s.), 1996.

Natarajan, K., Özel, M.E., *'Radio Refractivity Fosters Optimum Approach to Radio Telescope Site Evaluation*', t.Jour. of Physics, 18, 857-862, 1994.

Özel, M.E., '*A 15m Class Radio Telescope for Turkey: Problems and Proespects'*,Technical Report 4, Marmara Research Center, (Dec 1991).

Özel, M.E., *'Forschungkooperation in Europe: TUR 4704: Institute partnership in radio astronomy'*, Alexander v. Humboldt Stiftung Project final report, (67 s.), Dec. 1998.

Özel M.E., Yusifov İ.M., Karelin Y., Demircan O., Gözel İ., Adıgüzel T., Bayer G., ve Demirel B., '*Calibration of 2-m Size Marmara Radio Telescope*', 1997, X. Ulusal Astronomi Toplantısı, İstanbul Üniversitesi, İstanbul, TÜRKİYE, 3-6 Sep. 1996.

Özel M.E., Yusifov İ.M., Verti A.A., Allakverdiev, A.O., Demircan O., Bayer G., Kırbıyık, H., Adıgüzel, T., Calibration of Milimetric Marmara Radio Telescope And Radio Detection of Ozone Line Over Gebze/Kocaeli, Tur.J.Ph., 23, 497-510, 1999a.

Özel, M.E., Yusifov, İ.M., Demircan, O., Kırbıyık, H., Adıgüzel, T., Bayer, G., Demirel, B., 1999, '*Summary of Radio Observations by Marmara Radio Telescope MRT-2'*, Türk Fizik Derneği, 18. Fizik Kongresi, Çukurova Üni. Adana, s5, 25-28 Ekim 1999b.

Özel, M.E., Yıldırım, H., Yusifov, İ.M., Dağcı, M., ve Elitaş, S., *'Radio Interferometry in service of Earth Sciences and Seismology'*, 1998, Symposium on Seismic Safety of Big Cities, Istanbul, 21-25 Sept. 1998.

Özel, M.E., Yıldırım, H., '*Remote Sensing and GIS Programs and Projects at TUBITAK MRC between 1991-2001'*, Recent Advances in Spave Technologies (RAST) 2003, s.5-12.
Rohfls, K., ve Wilson, T.L., Tools of Radio Astronomy, Springer Verlag, 1996.

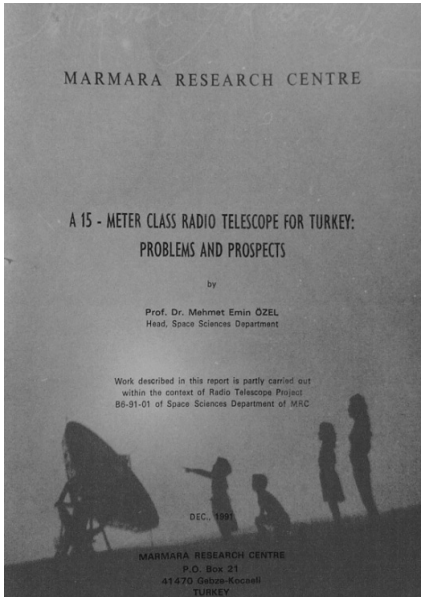
Uyanıker, B., 'Radyo Astronomi', TUBITAK Bilim Teknik, Haziran 2003 sayısı, 'Yeni Ufuklara' eki, (2003).

Uyanıker, B., 1997, 'Medium Latitude Survey at 1.4 GHz with the Effelsberg 100m Telescope', PhD Thesis, Bonn Univ., published by Max Planck Ins. für Radioastronomie, xıv + 157 sayfa (Türkçe özetli).

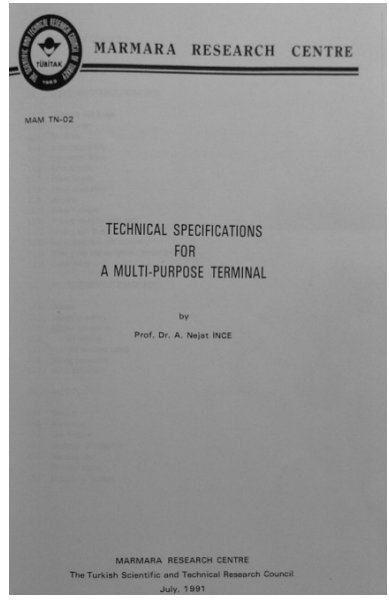
Yusifov, İ.M., Özel, M.E., Karelin, Yu.V., Samedov, S.R., Yegingil, Y., Güzel, I., ve Adıgüzel, T., Marmara Radio Telescope (MRT-2): Installation and Calibration Procedures, 1997, (Technical Report).

ŞEKİLLER:

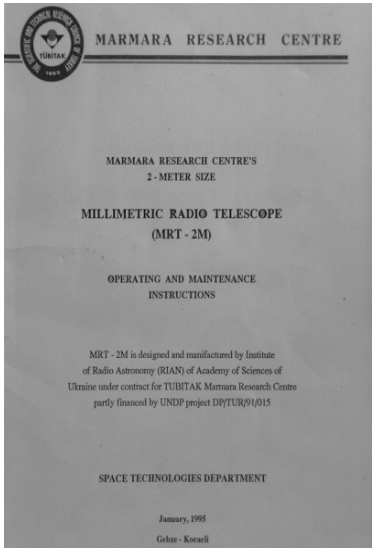
Şekil 1: 2-metrelik MAM-2 milimetrik teleskopunun MAM'daki konumundan fotoğraflar (MRT-2, 85-115 GHz arası frekanslara duyarlıydı ve çözümleme gücü, 5' (5 yay dakikası) civarında idi. Sahip olduğu 2,5-3,5 mm (85-115 GHz) aralığına duyarlı, soğutulmamış ara-karıştırıcılı ve ara yükselticili (uncooled mixer and IF amplifier) bir spektometre ile, bu aralıkta kaydırılabilen her bir 32 MHz band genişliği bölgesinde 125 kHz olarak belirlenmişti. Gürültü sıcaklığı 450 k (DSB) ve arafrekans bant genişliği 400 MHz'di. İkincil reflektör çapı 0,148cm ve f/D ~ 0,43 olup ikili-modda konik-boynuzlu besleme (dual mode conical horn feed) sistemine sahipti. İki düzlemde tam dönüş kabiliyetli Cassegrain paraboloid yapısındaki teleskop çanağının yüzey düzgünlüğü rms~80 mikron civarındadır.


MARMARA RESEARCH CENTRE
A 15 - METER CLASS RADIO TELESCOPE FOR TURKEY:
PROBLEMS AND PROSPECTS
by
Prof. Dr. Mehmet Emin ÖZEL
Head, Space Sciences Department
Work described in this report is partly carried out
within the context of Radio Telescope Project
86-91-01 of Space Sciences Department of MRC
DEC., 1991
MARMARA RESEARCH CENTRE
P.O. Box 21
41470 Gebze-Kocaeli
TURKEY

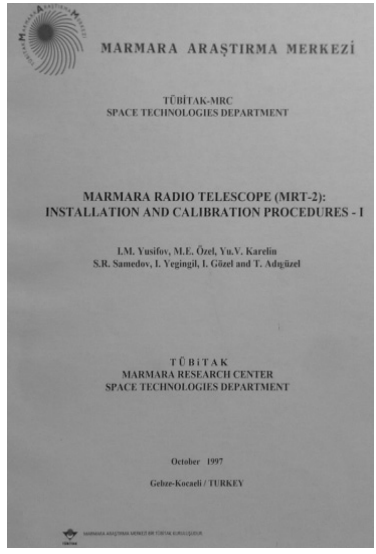
(2A)


MARMARA RESEARCH CENTRE
MAM TN-02
TECHNICAL SPECIFICATIONS
FOR
A MULTI-PURPOSE TERMINAL
by
Prof. Dr. A. Nejat INCE
MARMARA RESEARCH CENTRE
The Turkish Scientific and Technical Research Council
July, 1991

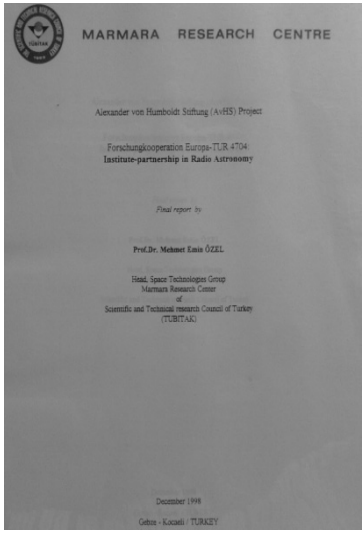
(2B)


MARMARA RESEARCH CENTRE
MARMARA RESEARCH CENTRE'S
2 - METER SIZE
MILLIMETRIC RADIO TELESCOPE
(MRT - 2M)
OPERATING AND MAINTENANCE
INSTRUCTIONS
MRT - 2M is designed and manifactured by Institute
of Radio Astronomy (RIAN) of Academy of Sciences of
Ukraine under contract for TUBITAK Marmara Research Centre
partly financed by UNDP project DP/TUR/91/015
SPACE TECHNOLOGIES DEPARTMENT
January, 1995
Gebze - Kocaeli

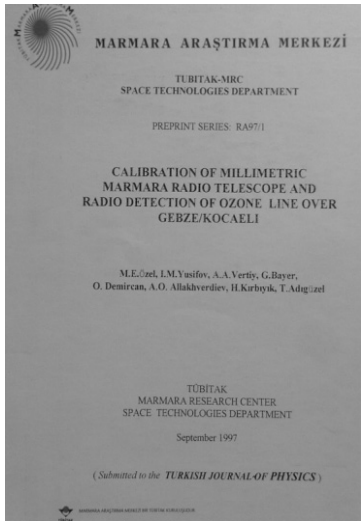
(2C)


MARMARA ARAŞTIRMA MERKEZİ
TÜBİTAK-MRC
SPACE TECHNOLOGIES DEPARTMENT
MARMARA RADIO TELESCOPE (MRT-2):
INSTALLATION AND CALIBRATION PROCEDURES - I
I.M. Yusifov, M.E. Özel, Yu.V. Karelin
S.R. Samedov, I. Yegingil, I. Gözel and T. Adıgüzel
TÜBİTAK
MARMARA RESEARCH CENTER
SPACE TECHNOLOGIES DEPARTMENT
October 1997
Gebze-Kocaeli / TURKEY

(2D)



(2E)



(2F)

Şekil 2: MAM Uzay Bilimleri Bölümünce hazırlanan çeşitli çalışma ve raporlar (kapaklar)

- **(A)** İptal edilen 15m'lik 'çok-amaçlı terminal' olarak tanımlanan radyo teleskop için fizibilite raporu (1991)
- **(B)** İptal edilen 15m'lik 'çok amaçlı terminal' için uluslar arası ihale amaçlı hazırlanmış 'Teknik Spesifikasyonlar' dokümanı
- **(C)** MRT-2 kullanım/işletim kuralları dokümanı
- **(D)** MRT-2 kurulum ve ayar (inastallasyon ve kalibrasyon) süreçleri dokümanları
- **(E)** Alexander v.Humboldt Forschungkooperation Projesi sonuç raporu
- **(F)** MRT-2 kalibrasyonu ve Ozon çizgisi gözlemleri raporu

Radyo Astronomiye Tahsis Edilen Gözlem Frekansları ve Türkiye'deki uygulamaları

Sedat ONAY

TRT Genel Müdürlüğü Or-An ANKARA tel:0312 4913426, 0312 4904300/4836, sedat.onay@trt.net.tr *, sedatonay@gmail.com*

ÖZET

Radyo pencere evreni tanımamızda optik pencere dışında kullanılan, ikinci veri kaynağıdır. Radyo astronominin kullandığı bu pencere tamamen kullanılabilir olsa da bazı frekans aralıkları sadece bu amaçla kullanılabilmek için başka bozucu elektromanyetik kaynaklardan arınmış halde tutulmaktadır. Tüm dünyada yapılan gözlemler için belli kriterler getirilmiş ve yeni emisyon kaynakları oluşturulurken bunlara riayet edilmesi zorunlu tutulmuştur. Radyo frekans düzenlemesi, bilimsel frekans koruma, yasal olarak düzenlenmiş yapılar, radyo astronomi servisi, yer bilimleri servisi ve yardımcı servisler olarak radyo frekans spektrumu düzenlemesi şeklinde yapılmıştır. Radyo astronomi gözlem sınırları teoride çok geniş olmasına rağmen pratikte teknoloji ile sınırlı olup, 0 ile 850 GHz'e kadar gözlemler yapılabilmektedir. Bu yönüyle de radyo astronomi elektronik, elektrik, jeoloji, biyoloji, mekatronik gibi birçok bilim dallarına da öncülük etmektedir.

Türkiye'de ise radyo astronomik çalışmalar ilk defa Ankara üniversitesi astronomi bölümünde 1950'li yıllarda güneş gözlemleri ile başlatılmış fakat bir süre sonra tamamen durmuştur. Daha sonraları birkaç girişim yapılmış olsa da bunlar çok akim kalmıştır. Günümüzde ise yeni bir proje ile Türkiye'de radyo astronomi çalışmalarının kalıcı ve profesyonel bir şekilde başlatılmasına çalışılmaktadır.

Anahtar kelimeler: Radyo astronomi, radyo pencere, radyo teleskop, radyo spektrum, atarca

RADYO ASTRONOMİ GÖZLEMEVİ YER SEÇİMİNDE METEOROLOJİK VE ATMOSFERİK KRİTERLERİN COĞRAFİ BİLGİ SİSTEMLERİNDE YERSEL VE ALANSAL DAĞILIMLARININ BELİRLENEREK DEĞERLENDİRİLMELERİ

Şükriye ÖZ[1], İpek ALTAN[2], Sedat ONAY[3], İbrahim KÜÇÜK[4]

[1]Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü, Araştırma Şube Müdürlüğü, Ankara, soz@meteor.gov.tr
[2]Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, ipek.altan@gmail.com
[3]TRT Genel Müdürlüğü,Ankara, sedat.onay@trt.net.tr
[4]Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, kucuk@erciyes.edu.tr

Özet

Radyo astronomi gözlemlerinin sürekliliğinin ve kalitesinin sağlanmasında yer seçimi önem arz etmektedir. Bu çalışmada Radyo Astronomi gözlemevi yer seçiminde en önemli etkenler olan meteorolojik, atmosferik ve topografik etkiler incelenmiştir. Gözlemlerdeki frekans aralıklarında, iklim ve iklime bağlı yersel özellikler ile topografik (yükseklik, vb.) parametreler etkili olmaktadır. Bu etkiler aynı zamanda atmosferin çeşitli katmanlarındaki su buharı ve kırınabilirliğin yere yakın ve çeşitli yüksekliklerdeki değerlerin değişimine neden olmaktadır. Ayrıca iyonosfer tabakasındaki uzay havası etkileri sebebiyle değişen elektron yoğunluklarına bağlı olarak radyo astronomi gözlemleri olumsuz yönde etkilenmektedir. Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü'ne ait veri tabanının yaklaşık 30 yıllık (1976-2006) periyotları dikkate alınarak Türkiye'nin yağış, sıcaklık, bulutluluk,

rüzgar hızı vs. gibi meteorolojik veriler değerlendirilmiştir. Veriler öncelikle kullanılması gereken formatta hazırlanmış ve özgün bir veri tabanı yaklaşık 285 istasyonun 30 yıllık periyodu alınarak oluşturulmuştur. Bu veri tabanı hazırlanırken yurt dışı ve yurt içi kaynaklarda verilen indeks ve kriterler öncelikle araştırılmıştır. Atmosferik su buharı ve kırınım indeksleri ise güncel bağıntı ve yaklaşımlar dikkate alınarak kriterler bir bilgisayar programı geliştirilerek hesaplanmıştır. Hazırlanan veritabanının değerlendirme ve analizleri Coğrafi Bilgi Sistemlerinde (CBS) sağlanmıştır. 1/250000 ölçekli sayısal yükseklik haritası da dikkate alınarak Türkiye şartlarına uygun kriterler öncelikle belirlenerek noktasal değerlerin interpolasyonları yapılmış ve alansal trendleri göz önüne alınmıştır. Analiz ve uygulamalar CBS' te topografik haritalar ile bütünleştirilerek uygun yer seçimi birinci, ikinci ve üçüncü öncelikli bölgeler öncelikle belirlenerek, Karaman ve Aksaray bölgeleri uygun yer olarak seçilmiştir.

Anahtar Kelimeler : Radyo Astronomi, Coğrafi Bilgi Sistemleri, Atmosferik ve Meteorolojik Veriler

ERCİYES ÜNİVERSİTESİ RADYO TELESKOPLARI İÇİN TAKİP SİSTEMİ VE YAZILIM TASARIMI

Mikail SARIKAYA[1] ve İbrahim KÜÇÜK[1, 2]

[1]*Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,Talas Yolu, 38039, Kayseri, asterpanic@gmail.com*

[2] *kucuk@erciyes.edu.tr*

Özet: Radyo Astronomi çalışmalarında en önemli unsur radyo anteninin gözlemlerdeki duyarlılığıdır. Radyo Teleskop duyarlılığı teleskopun genel yapısıyla birlikte aynı zamanda mekanik aksamı yönünden de alakalıdır. Bu bildiride, Erciyes Üniversitesi Radyo Astronomi Gözlemevi (ERAG) Radyo Teleskop Dizgesi için tasarlanmış, mekanik duyarlılığın en iyi şekilde sağlanabileceği teleskop takip sistemi kurulumu ve tekniği anlatılmaktadır. Takip sistemi iyi bir mekanik hareket sisteminin yanında bunu kontrol edebilecek bilgisayar yazılımı gerektirir. Bir radyo teleskopta bilgisayar yazılımı ile mekanik sistem bir bütünlük arz eder ve birbiri ile senkronize çalışır. Bu yüzden program her teleskop için yeniden düzenlenmelidir. Tasarlanmakta olan yazılım ile teleskopların denetlenmesi ve kontrolü sağlanacaktır. Program, Visual Basic dilinde yazılmakta olup, bilgisayarın paralel portundan, teleskoplarla ana kumanda merkezi (ERAG) arasındaki bağlantıda veri kaybını en aza indirmek için radyo frekans (RF) alıcı-verici'leri kullanılacaktır. Sinyallerin karışmasını önlemek için şifreleme yapılacaktır. Bağlantı uçlarına eklenecek olan Çevresel Arabirimleri Denetleme Elemanı (PIC) entegreli devrelerle komutlar yorumlatılarak, teleskopların senkronize çalıştırılmaları sağlanacaktır. Böylece altı teleskopun tümü ile yada istenilen teleskoplarla gökyüzü taranabilecek yada sabit gözlemler yapılabilecektir. Dolayısıyla yazılım, gözlemlerde ihtiyaç duyulabilecek her türlü bilgi giriş çıkışını içermelidir. Dizge teleskoplarda en büyük problem teleskopları senkronize olarak çalıştırmak ve veri kaybını önlemektir. Bu çalışmada, teleskop bağlantılarından kaynaklanan veri kaybının RF alıcı-vericiler yardımıyla minimuma indirilmesi ve sistemin senkronizeli bir şekilde çalıştırılması hedeflenmektedir.

Anahtar Kelimeler:*Radyo Astronomi, Radyo Teleskoplar, Radyo Dizge.*

1. GİRİŞ

Erciyes Üniversitesindeki Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, radyo astronomi alanında ülkemizde öncülük yapmaktadır. Erciyes Üniversitesi yerleşkesinde şuan 5 metre çaplı bir radyo teleskop ile gözlem çalışmaları yapılmaktadır. Bu bildiride Erciyes Üniversitesinde kurulması düşünülen dizge teleskopları için takip sistemi ve bilgisayar yazılım tasarımı

anlatılmaktadır. Bir teleskop ile sağlıklı gözlemlerin alınması için teleskopu oluşturan elektronik ve mekanik aksam uyumlu çalışmalıdır. Söz konusu sistem bir teleskop dizgesi olduğunda bu daha önemli bir yer tutar. Veri iletimi bu noktada çok önemlidir ve 6 teleskoptan oluşan sistemdeki veri kaybını önlemek için yeni teleskop takip sistemi tasarlanmalıdır. Bu sisteme uyum sağlayacak, gerekli ihtiyaçları karşılayacak bir bilgisayar yazılımı hazırlanarak radyo teleskop takip sistemi tasarlanmaktadır.

2. TELESKOP SİSTEMİ İÇİN İHTİYAÇLARIN BELİRLENMESİ

Bir Radyo Teleskop teleskopun yansıtıcı yüzeyinin pürüzsüzlüğü ve ışığı toplama gücü kadar onu istenilen yere hareket ettirecek, ihtiyaçlara cevap verebilen bir takip sistemine sahip olmalıdır. Bu takip sistemi elektronik devreler ile bilgisayar yazılımının bir bütünüdür. Radyo astronomide alınan sinyaller genellikle gürültü seviyesinde olduğundan doğrudan ölçülüp üzerinde çalışma yapılamaz. Bu gözlenen sinyal elektronik cihazlar kullanarak güçlendirilir. Bu amaçla DC Güçlendirici ve Ara Frekans Güçlendirici devreleri kullanırız. LNB üzerinden alınan sinyal analog sinyaldir ve analog olduğu için uzun mesafelere taşınırken veri kaybı çok olur. Aynı zamanda bilgisayara sinyali göndermekte mümkün olmaz. Bu yüzden bu alınan analog sinyali sayısallaştıran Analog Digital Converter (ADC) devresine ihtiyacımız olacaktır. Teleskop antenini gökyüzünde istenilen konuma yönlendirmek için motor gücü kullanılmalıdır. Eğer radyo anteni ufuk koordinat sistemine yönelik çalışıyorsa teleskopu hareket ettirmek için yatay ve dikey iki eksen üzerinde birer motor kullanarak hareket ettirilir. Bu tür Radyo teleskoplarda yatay eksen azimut dikey eksen altitude (yükseklik) olarak bilinir. Teleskop büyük ve ağır ise motor sayısı, ihtiyaç duyulan dönme kuvveti (tork) ve fren sistemine göre artırılabilir.

Tasarladığımız sistemde, step motorların kullanıldığı düşünülerek gerekli devre düzenlemeleri yapılmaktadır. Servo motor tercih edilirse ufak bazı değişiklerle bu sistem servo motor ile çalışır hale getirilebilir. Bu çalışmada, kullanılacak motorun seçiminde maliyeti düşük olduğundan step motor tercih edildi. Step motorların kendi sürücü devreleri olduğundan sisteme doğrudan entegre edilebilir. Step motor sürücüsü ara iletişim

devresine bağlanarak bilgisayardan kontrolü sağlanır. Step motorların tork'ları, kullanıldıkları teleskopların ağırlıklarına göre değişir ama kontrol mekanizması aynıdır. Sadece motorun hacmi değişir.

Teleskopun yatay ve dikey eksende dönmesi için dişlilerin yapılması gerekir. Bu dişliler teleskopun gökyüzünde hareket edebileceği adım aralığında olmalıdır. Bu adım aralığının minimum tutulması gözlem kalitesini artıracaktır. Dişlilerde boşluk oluşmaması için dişliler gerekli şekillerde tasarlanmalıdır (örneğin: helix şeklinde). Motorun Teleskopu hareket ettirmesi için dişliler ile motor arasına redüktör (dişli kutusu) konulacak, motorun dönme hızı yüksek olduğundan konulan redüktör motorun dönme hızını düşürerek teleskopun gökyüzünde küçük adımlarla ilerlemesini sağlayacaktır. Bu yüzden redüktör oranı önemlidir.

Teleskopun gökyüzündeki adımlarını saymak için enkoder ve enkoderin değerini okumak için enkoder devresi kullanılmaktadır. Bu enkoderin tur ve adım sayısı teleskopta düşünülen hassasiyete göre değişebilir. İdeal olarak teleskopun saniye mertebesinde adımlarla ilerlemesi istenir ama teleskop üzerindeki mekanik aksam ve maliyet bu hassasiyeti düşürebilmektedir.

Radyo Teleskopta bu çeşitli elektronik cihazları birbirine bağlayıp bilgisayarla iletişimi kuracak devre çok önemlidir. Bu devre motorların sürücü devresini, enkoder okuma devresini ve ADC devresini bilgisayara bağlar ve gerekli iletişimin kurulması görevini üstlenir. Teleskop ile bilgisayar arasındaki uzaklık çok önemlidir, yakın mesafeler için RS485 protokolü ile iletişim kurmak uygun olur. Çok büyük mesafelerde daha etkili veri iletim yolları kullanılmalıdır (fiber optik kablo yada kablosuz iletişim gibi).

3. TELESKOP KAİDESİ ÜZERİNDEKİ CİHAZLAR VE BU CİHAZLARIN ÇALIŞMA PRENSİBİ

Radyo Teleskopların takip sistemi kurulurken kullanılacak önemli cihazlar dan biri de Low Noise Block (LNB)'dir. Bunun yanında bazı özel cihazlarda gerekli hassasiyetlerde yaptırılmaktadır. Örneğin LNB'den gelen sinyalin yükseltilmesinde kullanılan Ara Frekans yükseltici ve DC güçlendirici devreleri, bunlar dışında standart bir devre yapısı olan ADC devresi de sayılabilir. Özel olarak tasarlanacak devreler arasında enkoder okuma devresi ve teleskop kaidesindeki cihazları birbirine bağlayarak bilgisayar ile iletişimini kuran ara iletişim devresi özel olarak tasarlanmaktadır.

Bilgisayar ile iletişimi kuracak devrenin mimarisi çok önemlidir. Elimizde Erciyes Radyo Teleskopu-5 (ERT5) Radyo Teleskopu için yapılmış bir devre mevcuttur. Ancak bu devreden daha iyi verim alınabilmesi için devrenin mimari yapısında ve yazılımında bazı değişiklikler yapılmaktadır. Genel olarak devrenin çalışma prensibi şöyledir:

Teleskop üzerinde bulunan tüm devreler ara iletişim devresine bağlıdırlar. Teleskop kaidesi üzerinde bulunan her devre bir adres ile etiketlenmiştir. Ara iletişim devresi komutları işlerken, bilgisayardan gelen komutların önündeki adrese göre komutu cihaza yönlendirmekte böylece cihazdan istenilen sonuç gelmekte ve bu sonuç hangi cihazdan geldiyse önüne o cihazın etiketi eklenerek bilgisayar programına gönderilmektedir. Görünüşte basit gibi görünse de arka planda PIC programlama bilgisi ve iyi bir elektronik altyapı gerektiren bir devredir. Bu devre ile Radyo Teleskop üzerindeki tüm cihazlar senkronize yönetilmektedir. Bu devrenin çalışma şeklini bir örnek ile açıklayabiliriz. Radyo Teleskop üzerinde bulunan ve ara iletişim devresine bağlanan devrelerden ADC devresinin etiketi (adresi) 01, Enkoder okuma devresinin etiketi 05, motor sürücü devresinin etiketi 08 olsun ve veri okumak için OKU, bir işlemi gerçekleştirmek için UYGULA komutlarını kullanalım. Şimdi biz LNB'den gelen sinyalin sayısal değerini ADC devresinden okutmak için bilgisayar programından ara iletişim devresine OKU01 şeklinde komut gönderilecektir. Bu komutun ilk bölümü

olan OKU nasıl bir işlem yapılacağını gösterirken ikinci kısmı olan 01 hangi devre tarafından bunun yapılması gerektiğini göstermektedir. Ara iletişim devresi bu komutu alınca ADC devresinden gerekli veriyi bilgisayar komutuna gönderir. Bu veri sayısal olduğundan analog gibi süreklilik özelliği yoktur. Bu yüzden ADC'den sinyal okuma sıklığı, ara iletişim devresinde milisaniye mertebesinde yada daha küçük zaman aralığında gerçekleştirmek için bu komut istenilen sıklıkla ara iletişim devresine yorumlatılır. ADC devresi içerisinde PIC 16F877 entegresi bulunmaktadır. Bu tür ADC devrelerinde bit başına çevrim süresi 1,6 mikro saniye mertebesi kadardır. Bu şekilde LNB'den sinyal verisi ara iletişim devresiyle alınıp bilgisayar programına gönderilir. Bu örnekteki gibi Radyo Teleskop üzerinde bulunan diğer devrelerde gerekli etiketler ve komutlar yardımıyla kontrol edilir.

4. BİLGİSAYAR ÜZERİNDE ÇALIŞACAK PROGRAMIN GENEL ÖZELLİKLERİ VE ÇALIŞMA PRENSİBİ

Bir radyo teleskopun verimli çalışması için üzerinde kullanılacak bilgisayar yazılımı gözlemcinin ihtiyaçlarını karşılayabilecek nitelikte olmalıdır. Bizim yapmakta olduğumuz program ERT5 teleskopunda gözlemler sırasındaki fark edilen ihtiyaçlar ve gözlemcilerin ihtiyaç duyabileceği standart özellikleri taşımaktadır. Ayrıca bilgisayar programı gelişen teknolojiyle güncellenebilir bir özelliktedir. Çünkü hızlı gelişen teknolojiyle gözlemcilerinde ihtiyaçları değişebilmekte bu yüzden program açık kod özelliğinde olup, ihtiyaçlar doğrultusunda program yeniden güncellenebilir özellikte olacaktır.

ERT5 teleskopunda kullanılan program sadece bir teleskopun kontrol edilmesine olanak sağlamaktadır. Bizim yapmakta olduğumuz program gözlemevindeki 6 teleskopu ayrı ayrı yada hepsini birden kontrol edebilecek özellikte olup, tercih edilen teleskoplarla tarama yada haritalama gözlemleri ise yazılım programı aracılığıyla yapılmaktadır. Yapılan gözlemlerin verileri uygun formatta kayıt edilebilmektedir. Program Visual Basic Programlama dilinde yazılacak, gözlem arayüzü ve kalibrasyon arayüzü olmak üzere iki ana programdan oluşmaktadır. Gözlem arayüzünde gözlem yapılırken gerekli olan fonksiyonları ve teleskopla tarama yada haritalama gözlemleri

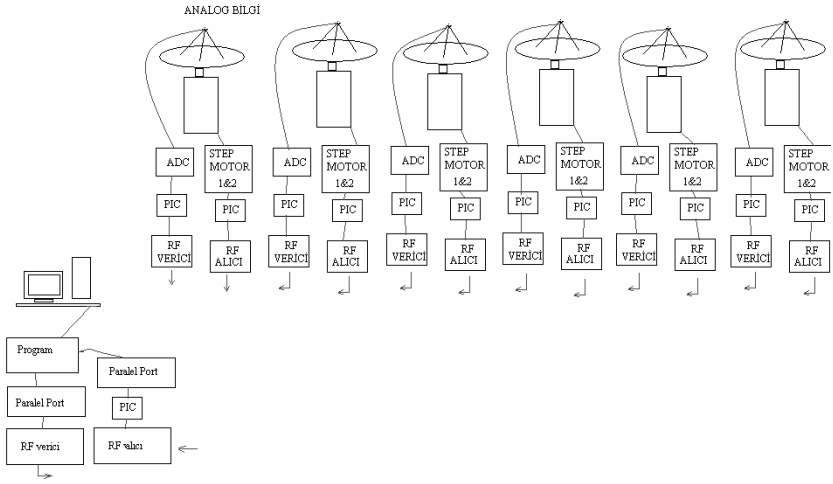
yapmak için gerekli içeriğe sahiptir. Genel hatlarıyla gözlem programı üzerinde gözlem yapılacak kaynağa ait koordinat bilgileri, teleskop yönlendirme paneli, gözlem hakkında bilgilerin olduğu bölüm ve gözlenecek kaynak için veri girişinin yapıldığı veri giriş panellerinde oluşmaktadır. Gözlem programı seçilen herbir teleskop için LNB'de ölçülen değerleri ayrı ayrı gösterdiği gibi bunların interferometre gibi toplanmış değerlerini de göstermektedir.

5. TELESKOPLAR İLE BİLGİSAYAR ARASINDA BAĞLANTI KURMA SEÇENEKLERİ

Gözlemevinde Teleskoplar ile bilgisayar arasındaki bağlantı kablolu yada kablosuz (RF alıcı-verici) olacaktır. Kablolu bağlantıda veri gönderme mesafesi 1200 metre civarındadır. Ancak interferometre için 1200 metreden daha uzak mesafelerde kablo kullanımı nedeniyle veri kaybı olma olasılığı nedeniyle RF bağlantısıda tercih edilebilir. Bu çalışmada ağırlıklı olarak RS485 protokolü ile kablosuz bağlantı kurulacaktır. Diğer bir bağlantı şekli olarak fiber optik kablolar kullanılabilir. Fakat maliyeti yüksek olduğundan tercih edilmeyebilir. Programın komutları göndereceği çıkış olarak paralel port, serial port yada USB portundan biri kullanılacak, fakat ilk aşamada paralel port üzerinden bağlantı kurulacaktır.

Bilgisayar programı gözlemcinin girdiği verileri teleskopa paralel porttan binary mantığı ile gönderir. Paralel port ile veri kaybı olmaksızın 10-15 metreye kadar veri gönderilebilir. Bu yüzden paralel port çıkışını RS485 protokolüne çevirip veri kaybı olmaksızın verileri 1200 metre uzaklığa kadar gönderebiliyoruz. Kabloların teleskop tarafındaki uçları ara iletişim devresine bağlanacak ve böylece bilgisayar bağlantısı kurulmuş olacaktır. Bilgisayar programı komutları gönderdiğinde komutun yanına hangi teleskopun çalışacağını, hangi eksen motorunun döneceğini veya hangi LNB'den sinyal alınacağını yazacak, bu komut bilgisayara bağlantısı olan tüm teleskoplara gönderilecek, ancak her teleskop üzerinde bulunan ara iletişim devresi bu komutları yorumlayacak hangi devrelerin çalışacağını belirleyecektir. Bu işlem ara iletişim devresi içerisine yazılacak yazılım ile çözülecektir.

Sistem içerisinde RF kullanılacağından dolayı bilgisayar bağlantı ucundaki RS485 çeviri devresine RF verici bağlanıp, bunun diğer ucu olan, her bir teleskopun bağlantı ucuna RF alıcı konulacaktır. Bu alıcı tekrar RS485 protokolüne çevrilip ara iletişim devresine bağlanacaktır. Bu işlemlerin aynısı veri göndermek içinde yapılır, Her bir teleskopun RS485 çeviri devresinin ucundaki RF alıcısının yanına birde RF verici eklenir. Bilgisayar bağlantı ucunda bulunan RF vericisinin yanına RF alıcı eklenerek RS485 çevirici devreye bağlanır. Bu şekilde teleskoplara veri göndermek ve teleskoplardan veri almak için kablosuz bağlantı kurulmuş olur. Ancak aynı frekanstaki radyo sinyali ile veri gönderileceğinden sinyallerin karışmaması için komutlar şifrelenecek ara iletişim devresinde bu şifreler çözülerek işlem yapılacaktır.



Şekil 1. Radyo teleskopun basitleştirilmiş RF bağlantı şeması

6. SONUÇ

Bu çalışma sonucunda 6 teleskopu kontrol eden bilgisayar yazılımı ve teleskop kaidelerinde kullanılacak ara iletişim devresi hazırlanmış olacaktır. Radyo Teleskop bağlantılarından kaynaklanan veri kaybının RF alıcı-vericiler yardımıyla minimuma indirilmesi ve sistemin senkronize olarak çalıştırılması hedeflenmektedir.

TUG'da Yeni Gözlem Projesi Hazırlama ve Değerlendirme Esasları

Z. Eker[1,2]

Özet

TUG'a 2007 ve 2008 yılları arasında verilen gözlem projeleri ve gözlem günleri dağılımı istatistiğine göre, mevcut gözlem projesi hazırlama ve değerlendirme kriterlerinin verimli olmadığı anlaşılmıştır. TUG'un hedefi; mümkün olduğu kadar farklı kişi ve kurumlara gözlem günü sağlanması kadar, optimum verim (yayın) esasına göre projelere gün ayırmaktır. Bu amaçla yeni proje hazırlama ve değerlendirme esasları hazırlanmıştır.

Anahtar Kelimeler : *gözlemevi, gözlem zamanı, gözlem projesi.*

Summary

According to scope of observational proposals and observing time allocations during last two years, it can easily be seen that the current criteria for preparing and evaluating observational proposals are not efficient. Besides serving to different researchers and institutions, the TUG's aim is to catch the maximum efficiency (quantity and quality of publications). We introduce new principles of preparation and evaluation for observational proposals.

Keywords : *observatory, observing time, observational proposal.*

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü (Yeni Yerleşke) 17100, ÇANAKKALE (eker@comu.edu.tr, ucamci@comu.edu.tr)

[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, ANTALYA (eker@tug.tubitak.gov.tr)

Türkiye'de "Sanal Gözlemevi" (VO)

U. Camci[3,3], F. F. Özeren[2,3]

Özet

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi verilerini, Dünya'da aktif şekilde devam eden "Sanal Gözlemevi" kapsamında uluslararası standarda getirmek amacıyla yapılan çalışmalar anlatılacaktır.

Anahtar Kelimeler : *gözlemevi, astronomik veri, veri arşivi.*

Summary

In order to bring the TÜBİTAK National Observatory data to an international standart, we will
consider the studies on "Virtual Observatory" in Turkey.

Keywords : *observatory, astronomical data, data archive.*

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü (Yeni Yerleşke) 17100, ÇANAKKALE (ucamci@comu.edu.tr)

[2] Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, KAYSERİ (özeren@erciyes.edu.tr)

[3] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, ANTALYA (ucamci@tug.tubitak.gov.tr, ozeren@tug.tubitak.gov.tr)

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ: Teknik, Yapısal ve İdari Olanakları İle Bugünü

Z. Eker[4,5], U. Camcı[1,2], T. Ak[2,3], F. F. Özeren[2,4], T. Özışık[2]

Özet

Öncelikle, TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin geldiği noktadaki teknik ve altyapı olanakları
aktarılacaktır. Özellikle TUG'da yeni kurulacak T60 ve T100 teleskopları ile ilgili son gelişmeler,
RTT150 teleskobunun durumu ve donanımları, TUG Bakırlıtepe Yerleşkesi'nde yapılan ilave tesisler,
TUG'un idari, teknik ve uzman kadrosundaki son durum, TUG'un işleyişi gibi konular gözden
geçirilerek güncel bir değerlendirme yapılacaktır.

Anahtar Kelimeler : *gözlemevi, yerleşke, teleskop, altyapı.*

Summary

Present facilities at the TÜBİTAK National Observatory is presented. Especially, latest news from the T60 and T100 telescopes

[4] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü (Yeni Yerleşke) 17100, ÇANAKKALE
(eker@comu.edu.tr, ucamci@comu.edu.tr)
[5] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, ANTALYA
(eker@tug.tubitak.gov.tr, ucamci@tug.tubitak.gov.tr, tanselak@tug.tubitak.gov.tr, ozeren@tug.tubitak.gov.tr, tuncay@tug.tubitak.gov.tr)
[3] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite, İSTANBUL
(tanselak@istanbul.edu.tr)
[4] Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, KAYSERİ
(özeren@erciyes.edu.tr)

to be installed at TUG, present condition of the RTT150 telescope and its instruments, new buildings and reconstructions at the Bakırlıtepe site, updates on administrative, technical and specialist staff, management at TUG are reviewed.

Keywords : *observatory, site, telescope,infrastructure.*

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ, KAZAN DEVLET ÜNİVERSİTESİ VE NIKOLAEV ASTRONOMİ GÖZLEMEVİ ARASINDA BİLİMSEL İŞBİRLİĞİ

Zeki ASLAN[1], Irek KHAMITOV[2], Almaz GALEEV[3], Rustem GUMEROV[3], Anatoliy IVANTSOV[4], Gennadiy PINIGIN[4], Murat PARMAKSIZOĞLU[2], Kadir ULUÇ[2]

[1]İstanbul Kültür Üniversitesi, Ataköy Yerleşkesi, 34156 Bakırköy, İstanbul (z.aslan@iku.edu.tr)
[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, 07058 Antalya, (irekk@tug.tug.tubitak.gov.tr), (murat@tug.tug.tubitak.gov.tr), (kadir@tug.tug.tubitak.gov.tr)
[3]Kazan State University, Kazan, 420008, Russia (almaz@ksu.ru), (rustem.gumerov@ksu.ru)
[4]Research Institute "Nikolaev Astronomical Observatory", Nikolaev, 54030, Ukraine anatoly@mao.nikolaev.ua, pinigin@mao.nikolaev.ua)

Özet

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Kazan Devlet Üniversitesi (KSU) (Rusya) ve Nikolaev Astronomi Gözlemevi (NAO) (Ukrayna) arasında 2000 yılında başlayan işbirliği devam etmektedir. Başlangıçta, aralarında Çin'in de olduğu bu işbirliği, optik ve radyo başvuru çerçevelerinin bağlantısının iyileştirilmesi amacıyla başlatılmıştı. RTT150 ile 300 radyo kaynağının optik gözlemleri tamamlandıktan sonra, TUG, KSU ve NAO arasında, Güneş Dizgesinin Küçük Nesnelerinin (KN) astrometrik ve fotometrik gözlemlerini içeren başka bir proje başlatıldı. 2004 yılında başlatılan bu uluslararası proje çerçevesinde bugüne kadar RTT150 teleskopu ile, seçilmiş 68 KN'nin 7 binden fazla konum gözlemi yapıldı. 2004-2005 yıllarında yapılan 3 binden fazla gözlem sonucu IAU'nun Küçük Gezegen Merkezi'ne

gönderildi. 17 Yer'e Yakın Nesnenin (YYN) 560 konum gözlemi yapıldı. Bu gözlemler KN'lerin yörünge parametrelerinin yüksek doğrulukla hesaplanmaları için ve YYN'lerin kütlelerinin hesabı için önemli bir veri tabanı oluşturacaktır. Bu gözlemler ayrıca Avrupa Uzay Ajansı'nın 2011 yılında yörüngeye yerleştireceği astrometri uydusu GAIA için de veri tabanı olacaktır. Bugüne kadar konu ile ilgili onbeşden fazla uluslararası bildiri sunuldu. Radyo kaynakları ve KN'lerin astrometrisini içeren iki ayrı makalenin hazırıları sürmektedir.Paris Gözlemevi, TUG, KSU ve NAO tarafından hazırlanan daha geniş kapsamlı bir uluslararası proje Avrupa fonlarından desteklenmeye hak kazanmıştır. Bu bildiride bugüne kadar bu proje kapsamında yapılan gözlemler, elde edilen sonuçlar ve gelecekteki çalışmalar hakkında bilgi verilecektir.

***Anahtar sözcükler**: asteroid, astrometri, ışıkölçüm, Küçük Nesne,*

Abstract

The scientific collaboration began in 2000 between TUBITAK National Observatory (TUG) (Turkey), Kazan State University (KSU) (Russia), and Nikolaev Astronomical Observatory (NAO) (Ukraine) is continuing. It first started in the framework of collaborated observatories from China, Russia, Turkey, and Ukraine on the refinement of linking optical and radio reference frames. The completed program involved observations of the optical positions of 300 extragalactic radio sources with the RTT150 telescope. A different scientific collaboration between TUG, KSU, and NAO started in 2004 on astrometric and photometric observations of selected small bodies of the Solar System and Near Earth Asteroids (NEAs) with the view of improving the orbits of NEAs, determining masses of selected asteroids by the dynamical method, and physical characteristics of selected asteroids from photometric observations. So far, more than 7 thousand positional observations of 68 selected asteroids were made on the

RTT150 telescope, 3 thousand of which, obtained in 2004-2005, were reported to the Minor Planet Center of the IAU. An international project between Paris Observatory, TUG, KSU, and NAO will be supported by European funds. In this presentation, present results, with more than eight contributions to the meetings, and future tasks will be described.

***Key words**: asteroids, astrometry, photometry, Near Earth Objects*

1. Giriş

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Kazan Devlet Üniversitesi (KSU) (Rusya) ve Nikolaev Astronomi Gözlemevi (NAO) (Ukrayna) arasındaki bilimsel işbirliği 2000 yılında başladı. Bu işbirliği iki ana başlık altında toplanabilir: "Optik ve radyo başvuru çerçeveleri bağlantısının iyileştirilmesi" ve "Güneş Sistemininin küçük nesnelerinin konum gözlemleri". Bu bildiride bu işbirliği konuları "Radyo kaynaklarının optik konum gözlemleri", "Küçük Nesnelerin (KN) konum gözlemleri", Yere Yakın Nesnelerin (YYN) kütleleri", ve "KN'lerin ışık ölçümü" başlıkları altında işlenecektir.

1.1 Optik ve radyo başvuru çerçeveleri

1991 yılında IAU ilke olarak, yakın yıldızlarla tanımlanan temel başvuru sistemi yerine Samanyolu dışı uzak radio kaynaklarına dayalı bir uluslararası temel başvuru sistemine (International Celestial Reference System (ICRS) geçmeye karar verdi. Astronomi uygulamaları için IAU tarafından 1997 de (23. Genel Kurulda) kabul edilen temel başvuru sistemi, uzak radyo kaynakları ile tanımlanan Uluslararası Gökyüzü Başvuru Çerçevesi'dir (International Celestial Reference Frame -ICRF). "Çok Uzun Tabanlı Girişimölçer" (VLBI) ile ölçülen gökadadışı radyo kaynaklarının hassas konumları ile tanımlandı. ICRF'nin merkezi Güneş sisteminin kütle merkezinde, eksenleri artık uzayda sabit bir başvuru çerçevesidir; geçmiş ile sürekliliği sağlamak için, eksenleri, hatası içinde, FK5 eksenlerine olabildiğince paralel ayarlamıştır (Kovalevsky ve Siedelmann, 2004). 24. Genel Kurulda IAU, Hipparcos Kataloğu (HIP) çerçevesini ICRS'nin optik gerçekleşmesi olarak kabul etti (Ayrıntılı bilgi için

Astronomical Almanac 2009'a bakılabilir). Bu iki sitemi biribirine bağlanmada en etkili yöntem sönük radyo kaynaklarının optik gözlemi ve/veya seçilmiş başvuru yıldızlarının radyo gözlemleri idi. ICRF'yi tanımlayan radyo kaynakları, Hipparcos uydusu tarafından gözlenemeyecek kadar sönük olduğu için, optik-radyo bağlantısında, Hipparcos ve VLBI tarafından gözlenen 12 radyo yıldızı kullanıldı (Kovalevsky ve Siedelmann, 2004) Hipparcos kataloğunun ICRF'ye bağlantı duyarlılığı konumda 0.6 miliaçısaniye (mas), öz harekette 1991.25 yılı için 0.25 mas/yıl dır. Bu uluslararası işbirliğinin amacı, bu bağlantının iyileştirilmesi için, seçilmiş radyo kaynaklarının optik konumlarını ICRF çerçevesinde ölçmek ve radyo konumları ile karşılaştırmaktır.

1.2 Güneş Sisteminin Küçük Nesneleri:

KN'lerin gözlenmesi ve sınıflandırılması, Güneş Dizgesinin oluşumuna ilişkin araştırmalarda önemli yer tutmaktadır. Çünkü kimyasal yapılarınn başlangıçtan buyana değişmediği düşünülmektedir. % 60 kadarı 2001-2003 yılları arasında olmak üzere, şimdiye kadar 380000 den fazla KN keşfedildi. Her yıl Yer'e yaklaşan 50 kadar KN keşfedilmektedir, bunların bir kısmı potansiyel tehlike oluşturmaktadır. Yeni keşfedilen KN'lerin yörüngelerinin hesaplanması gerekmektedir, bu nedenle konum gözlemleri önem taşımaktadır. KN kütlelerine ilgi, bunların dinamiğine, yakın geçişlerde biribirlerine uyguladıkları tedirginlik etkilerine ve Yer'e çarpma olasılığına olan ilgidendir. Burada zorluk, dinamik hesaplamada kullanılabilecek duyarlı konum gözlemlerin azlığıdır. CCD'li teleskoplarla Yer'den yapılan en iyi fark konum gözleminin hatası 50 mas, fark parlaklık gözleminin hatası 0.002 kadir yöresinde olmasına karşın (Stone ve diğ., 2003) uzun dönemli gözlem sayısı azdır. KN gözlemlerinin sayısı hızla artmasına (http://cfa-www.harvard.edu/cfa/ps/mpc.html) karşın farklı kaynaklar arasında sistematik hataların varlığı, verilen bir kaynağa ait gözlemlerin yetersizliği söz konusudur. KN'lerin konum gözlemleri, onların hareketlerine ilişkin mevcut kuramları yeni etkilere göre sınamak için de kaynak oluşturur.

Bu nedenle özel olarak seçilmiş KN'lerin duyarlı, uzun zamanı kapsayan konum ve parlaklık gözlemleri yörünge bilgisi ve fiziksel özellikler (kütle, boyut, yoğunluk, dönme dönemi) için önemlidir. Bu

aynı zamanda KN'lerin çeşitli morfolojik sınıfları (Britt ve diğ., 2002) hakkındaki bilgimizin artmasına, Yer'e yakın geçecek olanların efemerislerinin iyileştirilmesine katkıda bulunacaktır.

2. Radyo kaynaklarının optik konum gözlemleri

Bu proje, optik ve radyo başvuru çerçeveleri arasındaki bağlantıyı iyileştirmek amacıyla, Çin, Rusya, Ukrayna ve Türkiye işbirliğinde 2000 yılında başlatıldı (Pinigin ve diğ., 2001, Aslan ve diğ., 2002a) ve başarı ile tamamlandı (Aslan ve diğ. 2006a). Parlaklıkları 12 – 23 kadir ve dikaçıklıkları - 40^o ile + 80^o arasında 300 kadar Dış Radyo Kaynağın (DRK) optik karşılıklarının CCD gözlemleri, çoğunluğu TUG'da olmak üzere, üç ayrı gözlemevinde yapıldı. Parlaklıkları 17-23 kadir arasında olanlar için RTT150, 14-19 kadir arasındakiler için 1.0 m lik Yunnan Astronomi Gözlemevi (Çin) teleskopu ve 12-14 kadir arasındakiler için 16 cm (mercekli) NAO teleskopu kullanıldı. İlk indirgemeler, yıldız benzeri nesnelerin konumlarının RTT150 ile iyi duyarlılıkla tayin edilebileceğini gösterdi (Pinigin ve diğ., 2003). 2000-2003 yılları arasında 2500 den fazla CCD görüntüsü alındı. Her DRK alanı ortalama olarak 6-7 kez gözlendi. ICRF çerçevesinde astrometrik indirgemeler UCAC2 ve USNOB1.0 kataloğlarından seçilen parlaklıkları 14-20 kadir arasında başvuru yıldızları ile yapıldı. 213 DRK'ları konumlarının analizi, standard hatanın sırasıyla sağaçıklıkta σ_α =38 *mas*, ve dikaçıklıkta σ_δ =37 *mas* olduğunu gösterdi. "Oprik konum-radyo konum" arasında ($\Delta\alpha_{O-R} \times \cos\delta = \alpha_O - \alpha_R$ ve $\Delta\delta_{O-R} = \delta_O - \delta_R$) herhangi bir sistematik fark görülmedi (Aslan ve diğ. 2006b).

Elde edilen konum listesi, radyo ve optik sistemlerin karşılıklı eksenleri arasındaki yönlenme açılarının iyleştirilmesine temel oluşturdu. Bu amaçla 142 DGK'nın UCAC2 konumları kullanılarak optik ve radyo konumları arasındaki farklar incelendi. Bu farklar, optik ve radyo başvuru çerçeveleri arasındaki bağlantının 5-6 mas duyarlılığında bir iç tahmininin yapılmasını sağladı: Elde edilen açıların değerleri şöyledir (Aslan ve diğ., 2006a):

$$\omega_x = -4.1 \pm 6.1,\ \omega_y = 1.9 \pm 5.8,\ \omega_z = 12.4 \pm 4.9 \text{ mas},\quad \sigma_o = 46 \text{ mas}$$

Burada σ_o brim ağırlığın standart hatasıdır. Sonuçların başkaları ile karşılaştırılması, çözümdeki hatada başvuru kataloğundaki (başvuru yıldızlarındaki) hataların baskın olduğunu göstermektedir. Daha duyarlı ölçülmüş optik konum sayısının artması optik-radyo bağlantısının iyileştirecektir.

3. Küçük Nesnelerin konum gözlemleri (2004-2007)

TUG, KSU ve NAO arasında yürütülen ikinci ortak projede; seçilmiş KN'ler için ICRF başvuru çerçevesinde yüksek duyarlıklı konum veri tabanı oluşturmak, YYN'lerin yörüngelerini iyileştirmek, seçilmiş KN'lerin kütlelerini dinamik yöntemle hesaplamak ve seçilmiş KN'lerin ışıkölçüm gözlemlerinden fiziksel özelliklerini çalışmak amacıyla düzenli gözlemler RTT150 ile 2004'de başlatıldı (Aslan ve diğ., 2004a). Bu amaçları gerçekleştirmek için yüksek duyarlılıkta konum gözlemleri ve bunun için de uzun odak uzaklıklı teleskop ve iyi gözlem koşulları gerekir. RTT150 ve TUG koşulları buna uygundur.

Bugüne kadar, seçilmiş 68 küçük nesnenin 7 binden fazla konum gözlemi, ana asteroid kuşağı KN'leri yanında 16-21 kadir arasında 17 YYN'nin 560 konum gözlemi yapıldı. Tüm konumların ölçülmesinde, Uluslararası Gökyüzü Başvuru Çerçevesi'nde (ICRF), "Astrometrica" (Raab, 2008) yazılımı kullanıldı. Başvuru kataloğu olarak UCAC2, ya da, yeterli sayıda başvuru yıldızı yoksa, USNO-B1.0 kullanıldı. Efemeris ile karşılaştırma ve sağaçıklık ile dikaçıklık konumlarında O-C (gözlem-hesap) farkları "HORIZONS" (http://ssd.jpl.nasa.gov) yazılımı ile yapıldı. Bu, Güneş Dizgesi nesnelerinin standart hareket kuramı DE405'yi kullanmaktadır ve Uluslararası Gökyüzü Başvuru Çerçevesi Sistemi (ICRF) tabanlıdır. Bu indirgemelerin ayrıntıları, (O-C) analizi, ölçüm hataları başka yerde verilmiştir (Aslan ve diğ., 2005, 2006b,c ; Ivantsov ve diğ., 2006).

Bu 68 KN'nin 2004-2005 yıllarını kapsayan 3 binden fazla konum IAU'nun Küçük Gezegen Merkezi'ne (Minor Planet Center-MPC) gönderildi. (TUG'un MPC kodu A84'dür). 18inci kadire kadar KN'nin UCAC2 siteminde tek bir konumun iç gözlem yanılgısı her iki koordinatta 75 mas, dış yanılgısı 120 mas'dir. 16-21 kadir

arasında YYN'nin UCAC2 kataloğunda iç yanılgısı 150 mas, USNO-B1 kataloğunda 230 mas dir.

4. Yere Yakın Nesnelerin kütleleri

Güneş kütlesinin 10^{-10} kadar olan KN (asteroid) kütleleri görece küçüktür. Bu nedenle, son yıllara kadar, bunarın büyük gezegenlerin ya da biribirlerinin hereketleri üzerindeki kütle çekim etkileri gözardı edilebiliyordu. Ne var ki bugün ulaşılan konum duyarlılığı altında Güneş Dizgesinin dinamiğine etkileri artık gözardı edilemez.

Asteroid kütlesini belirlemenin dinamik yöntem ve astrofizik tahmin olmak üzere iki yolu vardır. Birincisi, yakın geçiş sırasında az kütleli nesnenin yörüngesini tedirgin eden daha büyük kütleli nesnenin kütlesini hesaplamaktır (Aslan ve diğ., 2006c ve orada verilen kaynaklar). İkincisi, ışıkölçümle asteroidin yarıçapını ve, sınıflama verileriyle yani yüzey albido özlelikleriyle meteoritlerin laboratuar özelliklerini karşılaştırarak yoğunluğunu tahmin etmektir (Krasinsky ve diğ. 2001, Britt ve diğ. 2002). Büyük asteroidlerin dinamik ve astrofizik yöntemlerle elde edilen kütleleri pek uyumlu değildir ve iyileştirme gerekmektedir; küçük asteroidlerin de kütleleri tayin edilmelidir (Kochetova, 2004).

Bu projede dinamik yöntemi kullanılacağı için, 2005-2007 döneminde gözlenebilecek, 12 büyük kütleli asteroid tarafından tedirgin edilen 30 küçük kütleli asteroid seçildi. RTT150 ve CCD kamera özelliklerini de gözönüne alarak, uygulanan seçim kriterleri, seçilen KN'ler ve diğer referanslar başka yerde verilmiştir (Aslan ve diğ. 2005, 2006c).

Kütleli ve daha az kütleli KN'lerin RTT150 gözlemleri ile Minor Planet Center (MPC) veri tabanından alınan 1950-2005 yılları arasındaki gözlemlerle birleştirildi. Hareket modeli, tedirgin eden kütleli (Ceres, Pallas, Vesta ve başkaları) ve tedirgin edilen daha az kütleli KN için göreli (relativistik) denklemlerin integrasyonunu içermektedir. Güneş'in ve büyük gezegenlerin konumları ve hızları doğrudan DE405'den alındı. Gerekli başlangıç koşulları da "HORIZONS" sisteminden alındı. Tedirgin edilmiş olan KN'nin hesaplanan konumunun gözlenen konumu ile çakıştırılması, yani dinamik model parametrelerinin (başlangıç koşulları ve tedirgin edici kütleler) ayarlanması ile önce 7 KN'nin "geçici" kütleleri hesaplandı (Aslan

ve diğ. 2006c, d). Daha sonra bu liste 21 KN'ye ulaştı (Aslan ve diğ. 2007).

5. KN'lerin ışıkölçümü

Yer'e yakın, ana asteoid kuşağında ve Kuiper kuşağında seçilmiş nesnelerin 2002 yılından beri ışıkölçüm gözlemleri yapılmaktadır. Gözlemler RTT150 de önce ST-8 daha sonra Andor CCD kamerası ile yapıldı. Gözlemlerin çoğu BVR süzgeçlerinde yapıldı, Aralık 2006'dan beri SDSS sistemi süzgeçleri kullanılmakatdır. Andor CCD kamerası ile ışıkölçüm yanılgısı Cousins-Rc bandında 17. kadirde $0^m.01$, 20. kadirde $0^m.05$ kadardır. 2004-2007 döneminde ortak proje çerçecevinde gözlenen ana kuşak KN' lerin yanında 10'dan fazla YYN'nin ve birkaç ilginç (Pluto, Erida, 2002NY40 gibi) Neptünötesi nesnenin ışıkölçümü yapıldı; bir kısmının dönmeden kaynaklanan ışık eğrilerinden ışıkölçüm özellikleri çıkarıldı (Aslan ve diğ., 2002b, Uluç ve diğ., 2006, Galeev ve diğ., 2007). 2004 yılında, KN için efemeris belirleme ve geometrik özelliklerini inceleme amacıyla, seçilmiş KN tarafından yıldız örtmelerini içeren gözlem programı başlatıldı (Uluç ve diğ., 2006).

Başlangıçta, "Güneş Sistemininin küçük nesnelerinin konum gözlemleri" projesi içinde KN'lerin ışıkölçümü amaçlanmamıştı. Fakat konum gözlemlerinin bir yan ürünü olarak elimizde 68 KN'nin 7 binden fazla CCD çerçevesi vardır. Bunlar büyük bir ışıkölçüm kaynağıdır. Bunların indirgenmesi için hazırlıklar sürmektedir.

6. GAIA öncesi uluslararası işbirliği

Samanyolu Gökadasının 3 boyutlu haritasını çıkarmayı amaçlayan Avrupa Uzay Ajansı'nın GAIA (**G**lobal **A**strometric **I**nstrument for **A**strophysics) astrometri uydusu (http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/GAIA/gaia.html) 2011 yılında fırlatılacaktır. RTT150 ile elde edilen duyarlı KN gözlem verilerinin, GAIA uydusunun Yer-konuşlu desteği ve KN kütlelerinin yüksek doğruluklarla hesaplanması için, önemli bir veri tabanı oluşturacağı öngörülmüştür (Aslan ve diğ., 2004b). Bunun sonucu olarak RTT150 teleskopu, GAIA için "takip gözlemleri teleskopu" ağ taslağına girmiştir (Thuillot, ve diğ. 2004). Ayrıca, 16-18 Kasım 2006 tarihlerinde Paris'te yapılan toplantıda alınan karar

doğrultusunda "Europlanet" ve Uluslararası Astronomi Birliği'nin "Astrometry by small ground-based telescopes" ve "Natural Planetary Satellites" adlı "Çalışma Grupları" ile işbirliğini de içeren bir "Ağ Etkinlikleri" önerisi hazırlanmıştır; bu öneri listesine TUG da girmiştir (Thuillot, 2006). Bu toplantı sırasında yaptığımız görüşmelerin sonucu olarak, Paris Gözlemevi, TUG, KSU ve NAO tarafından " **Observations and study of the small bodies of the Solar System before GAIA**" başlıklı daha geniş kapsamlı bir uluslararası ortak proje (IJP) hazırlandı. Bu projenin ana hedefleri şöyle özetlenebilir:

- KN'lerin mevcut verilerini ve bölgesel astronomi altyapılarını kullanarak elde edilecek yeni gözlemleri içeren veri tabanı oluşturmak ve analizini yapmak. Gözlenecek nesneler KN'ler, YYN'ler, çift ya da çoklu KN'ler (astreroidler) ve kimi doğal uydular olacak.
- IJP ülkeleri ve EAS, ESA ve OPTICON kurumları arasındaki bağları kullanarak uzun dönemli KN programı oluşturmak, işbirliğini geliştirmek ve astronomi altyapısını desteklemek.

Avrupa fonlarından desteklenecek olan bu proje kapsamında 23-27 Ekim 2008 tarihlerinde Fransa'da bir "hazırlık çalıştayı" yapılacaktır (Thuillot, 2008).

Bu çalışma, TUG-RTT150.04.013 ile başlayan ve TUG-RTT150.08.36 ile devam eden gözlem projeleri ile TUG tarafından ve Russian Foundation for Basic Research (RFBR) tarafından 0-02-17637. no. Lu proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Aslan, Z.; Gumerov, R., Hamitov, I., Jin, W., Pinigin, G., Protsyuk, Yu., Shulga, A., Tang, Z., Wang, S., 2002a. 'Refinement of linking optical-radio reference frames on the basis of the International Joint Project between collaborative observatories', *Journées 2002 - systèmes de référence spatio-temporels. Astrometry from ground and from space, Bucharest, 25 - 28 September 2002,* edited by N. Capitaine and M. Stavinschi, Bucharest: Astronomical Institute of

the Romanian Academy, Paris: Observatoire de Paris, ISBN 2-901057-48-9, ISBN 973-558-108-6, 2003, pp. 27 – 30

Aslan, Z., Khamitov, I., Bikmaev I., Galeev A.,, 2002b, 'TUG'da 2002NY40 Göktaşının Gözlemleri', *XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı*, 2-6 Eylül, 2002, Antalya, Ed. Emre Işık, Cahit Yeşilyaprak, Timur Şahin, Serdar Özer, Zeki Aslan , s. 268-272

Aslan, Z., Khamitov, I., Gumerov, R.I., Ibragimov, A.A., Nemtinov, A., Ivantsov, A.V., Hudkova, L.A., Pinigin, G.I. and Shulga, A.V., 2004a. 'Astrometry at the RTT150 telescope within the international framework of KSU (Russia), TUG (Turkey) and NAO (Ukraine)'. *Research of Artificial and Natural NEOs and Other Solar System Bodies with CCD Ground-based Telescopes,* May 17-20, 2004, Nikolaev, Ukraine. pp.16-17

Aslan, Z., Gumerov, R., Khamitov, I., Pinigin, G., Shulga, A., 2004b, 'Cooperation for ground-based provision of the international programme "GAIA-Follow-Up" within the international framework of KSU (Russia), TUG (Turkey), and NAO (Ukraine)', *Astrometry with Small Telescopes", October 22-24, 2004, Bükreş, Romanya. Romanian Astronomical Journal Vol.15, Supplement, pp. 57-61 2005.*

Aslan, Z., Gumerov, R., Hudkova, L., Ivantsov A., Khamitov, I., Nemtinov, A., Pinigin, G., Zelikov, S., 2005. 'Observational Programs and First Results of Selected Asteroids at RTT150 within within International Cooperation', *Scientific Programs and Astronomy Education in SEE&Ukraine and Third meeting of Sub_Reginal European Astronomical Committee, Bükreş, Romanya, Eylül 16-18, 2005; Romanian Astronomical Journal Vol.16, Suplement,p. 11-17, 2006*

Aslan Z. , Gumerov R. , W. Jin, Khamitov I. , Maigurova N. , Pinigin G., Z. Tang, S. Wang, 2006a. 'New Data of Linking Optical–Radio Reference Frames', *XXVIth General Assembly of International Astronomical Union*, August 14 -25, 2006, Prague, Czech Republic. – Prague, 2006.

Aslan, Z., Khamitov, I., Gumerov, R., Galeev, A., Ivantsov, A., Hudkova, L., Maigurova, M., Pinigin, G., Shulga, A., Zelikov, S., 2006b. 'About Reseach Collaboration Project between National Observatory of Turkey, Kazan State University and Nikolaev Astronomical Observatory',

The International Conference NAO 185 "Enlargement of Collaboration in Ground-Based Astronomical Research in SEE Countries: Studies of the Near-Earth and Small Bodies of the Solar System", 25-28 September, 2006, Nikolaev, Ukraine, Ed.G. I. Pinigin, 33-41 (2007)

Aslan, Z., Gumerov, R., Hudkova, L., Ivantsov, A., Khamitov, I., Pinigin, G., 2006c.

'Mass Determination of Small Solar System Bodies with Ground-based Observations'. *Demircan O., Selam S.O., Albayrak B.(Ed.s), Solar and Stellar Physics through Eclipses, March 27-29, 2006, Side-Antalya, Turkey, ASP Conf.Ser.,Vol.370, pp.52-57, 2007.*

Aslan, Z., Gumerov, R., Hudkova, L., Ivantsov A., Khamitov,, Pinigin, G., Jin, W.,

Tang, Z., Wang, S., 2006d 'Preliminary Results in Asteroid Mass Determination' *IAU XXVIth General Assembly, 22-23 Ağustos 2006, Joint Discussion 16 ,* Prag, Çek Cumhuriyeti,

Aslan, Z., Gumerov, R., Pinigin, G., 2006e, 'Some Results from the National Observatory

of Turkey, Kazan State University, and Nikolaev Astronomical Observatory on Small Bodies of the Solar System', *J.E. Arlot, N. Emelianov, W. Thuillot (Ed.s) Proceedings of the MEOTUS workshop, Mutual Events of the Satellites of Uranus in 2007-2008 and Further Observation in Network , 16-18 Novenber 2006, Paris, IMCCE Planetary and Space Science* (baskıda).

Aslan Z., Khamitov I., Gumerov R. et al.: 2007, *Study near-Earth objects and small*

bodies of Solar system, *Eds. G. I. Pinigin, Nikolaev, 33*

Britt D. T.,Yeomans, D., Housen K., Consolmagno G.: 2002, *Asteroids III, W. F. Bottke*

Jr., A. Cellino, P. Paolicchi, and R. P. Binzel (eds), University of Arizona Press, Tucson, 485.

Galeev, A., Gumerov, R., Bikmaev, I., Pinigin G., Khamitov, I., Aslan, Z., 2007,

'Phometric Researches of Asteroids on 1.5 m Russian- Turkish Telescope', *Modern*

Problems of Astronomy – 2007, "Odessa Astronomical Publications",2007

(baskıda).

Ivantsov, A., Hudkova, L., Aslan, Z., Gumerov, R., Khamitov, I., Pinigin, G., 2006.

'Position observations of NEAs at the RTT-150', *Exploring the Solar System and the Universe, 8-12 April 2006, Bucharets, Romania.* (American Institute of Physics'de yayına kabul edildi)

Krasinsky G.A., Pitjeva E.V., Vasilyev M.V., Yagudina E.V.: 2001, *Messages of IAA RAS,*
St.Petersburg, 139

Kochetova O.M.: 2004, *Solar System Research*, **38**, 66.

Kovalevsky, J., ve Seidelmann, P.K., 2004 *Fundamentals of Astrometry*, Cambridge
University Press.

Pinigin, G., Shulga, A. Maigurova, N., Protsyuk, Y., Wenjing, J., Zhenghong,T., Shuhe, F.
Velichko, P. Federov, Flenko, Khamitov, I., Aslan, Z., 2001. 'Refinement of linking optical/radio reference frames', *AstroKazan-2001, Astronomy and geodesy in new millenium* , September 24-29, 2001,Kazan, Rusya, s.272

Pinigin G., Shulga A., Maigurova N.V., Protsyuk Yu., Velichko F., Fedorov P., Jin
Wenjing, Tang Zhenghong, Wang Shuhe, Gumerov R.I., Bikmaev I.F.: 2003, *Kinematics and Physics of Celestial Bodies, Supplement*, **3**, 59.

Raab, H. 2008 http://www.astrometrica.at

Stone, R.C.; Monet, David G.; Monet, Alice K.B.; et al.: 2003, *Astron. J.*, **126**, 2060.

Thuillot, W., Arlot, J.E., Stavinschi, M., Birlan, M., Lainey, V., 2004. 'Ground-based
astrometry at the time of the GAIA space mission', *"Astrometry with Small Telescopes", October 22-24, 2004, Bükreş. Romanya, Romanian Astronomical Journal Vol.15, Supplement, pp.19-26, 2005.*
Thuillot, W., 2006. 'Observations on alert and Gaia follow-up', *Proceedings of the*
MEOTUS workshop, Mutual Events of the Satellites of Uranus in 2007-2008 and Further Observation in Network , 16-18 Novenber 2006, Paris, IMCCE. (*Planetary and Space Science* dergisinde baskıda)

Thuillot, W., 2008, www.oca.eu/tanga/GaiaEarthBased/

Uluç, K., Aslan,Z., Tunca, Z., Özışık, T., Parmaksızoğlu, M ., Khamitov, I., 2006.
'TUG'da yapılan Seçilmiş Küçük Gezegen Gözlemleri', X*V. Ulusal Astronom Kongresi,28 Ağustos-1 Eylül 2006, İstanbul Kültür*

Üniversitesi, İstanbul, Editörler: Hulusi Gülseçen, Füsun Limboz, Ayşegül F. Teker, İstanbul Kültür Üniversitesi Yayını no. 61, s. 843-846.

The Astronomical Almanac http://asa.hmnao.com/, http://asa.usno.navy.mil/

"HORIZONS" (JPL) http://ssd.jpl.nasa.gov

GAIA: http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/GAIA/gaia.html

Minor Planet Center , http://cfa-www.harvard.edu/cfa/ps/mpc.html)

ANKARA ÜNİVERSİTESİ RASATHANESİ'NDE BİLİMSEL, POPÜLER ve EĞİTSEL ETKİNLİKLER

Berahitdin ALBAYRAK, Selim O. SELAM

Ankara Üniversitesi Rasathanesi, İncek Bulvar, 06837, Ahlatlıbel-Ankara

Özet

Ankara Üniversitesi Rasathanesi, Hollandalı Astronom Prof. Dr. E. A. Kreiken tarafından kurularak 26 Ağustos 1963 tarihinde hizmet vermeye başlamıştır. Ülkemizdeki faal 4 üniversite rasathanesinden biri olup İç Anadolu bölgesindeki tek kurumdur. Geçen 45 yılık süre içersinde ülkemizde gökbilimin (astronomi) gelişmesine öncülük etmiş önemli bir merkezdir. Mevcut donanımıyla bir taraftan uluslararası düzeyde yürütülen bilimsel araştırmalara veri sağlarken diğer taraftan (özellikle son 5 yılda) toplumun gökbilim konusunda aydınlatılması amacıyla, sistematik hale getirilmeye çalışalan popüler ve eğitsel etkinliklerle kapılarını gökyüzü meraklılarına daima açık tutma gayretindedir. Bu çalışmada, rasathanedeki mevcut teknik donanım ve insan gücünün geliştirilerek daha etkin kılınması amacıyla Eylül 2007 tarihinde başlattığımız TÜBİTAK – Bilim ve Toplum projemiz kapsamında yürüttüğümüz popüler ve eğitsel etkinliklerin yanı sıra, rasathane gözlem araçları ile üretilen gözlemsel verilere dayalı bilimsel çalışmaların bir özeti sunulacaktır.

Anahtar Kelimeler: *Astronomi rasathaneleri, popüler bilim, ilk ve orta öğretimde astronomi*

Abstract

Ankara University Observatory was established by Dutch astronom Prof. E. A. Kreiken and has started it's service in 26th August 1963. It is the one out of four active university observatories in our country and the only one in the Central Anatolia Region. Our Observatory has a career more than 45 years and is a leading institute in promoting astronomy and science in our country. The observatory has two main functionality with it's current instrumentation; one is to produce observational data for international scientific researches, while the other is to give popular and up-to-date astronomy knowledge and education to astronomy enthusiastic people (especially in last 5 years). We are trying to make the current popular activities more systematic, well planned and organised. In this work, we shall summarize both the scientific studies depend on the data obtained via observatory instrumentation and the popular and educational activities carried out in the framework of our TUBITAK - Science in Society Project started at September 2007.

Keywords: *Astronomical Observatories, popular science, astronomy in primary and mid level education*

2. Giriş

Ankara Üniversitesi Rasathanesi, Hollandalı Gökbilimci Prof. Dr. Egbert Adriaan KREIKEN tarafından kurularak, 26 Ağustos 1963'te düzenlenen bir uluslararası toplantı ile resmen açıldı. Kuruluşunda rasathane optik ve radyo bölgede gözlem yapılabilecek teknik donanıma sahipti. Bir başka ifadeyle ülkemizdeki ilk radyo teleskop, o yıllarda, Ankara Üniversitesi Rasathanesi'ne kuruldu. Kuruluşundan bugüne geçen 45 yıllık sürede rasathane kuruluş misyonuna uygun işleyişi bakımından inişli-çıkışlı dönemler geçirmiş, tüm olumsuzluklara rağmen varlığını bir vesileyle korumuştur.

Rasathane Mart 2003'ten itibaren, öncelikle bağlı olduğu üniversitenin imkanları çerçevesinde, fiziki, teknik ve idari bakımdan bir yeniden yapılanmaya tabi tutuldu. Bu kapsamda, sahip olduğu atmosferik koşullar, Anadolunun kıyı bandı dışında, bir bakıma tam ortasındaki tek ve de ülkemizin başkenti Ankara metropolünün hemen kıyısında bulunuyor olması dikkate alınarak rasathanenin misyonu yeniden belirlendi.

2. Yeni Teleskoplar

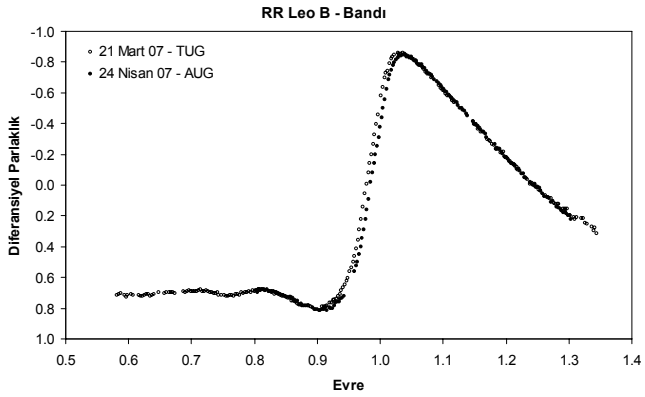
Ankara Üniversitesi Rektörlüğünce, 40 cm çaplı Meade LX_200GPS Schmidt-Cassegrain marka, yeni bir teleskop gerekli diğer teknik donanımı (Apogee ALTA U47 CCD Kamera, Johnson UBVRI-Strömgren uvbyHbeta-RGB filtreleri ve çeşitli göz mercekleri), meteoroloji istasyonu ve kubbesiyle birlikte satın alınıp restore edilen mevcut bir binaya konuşlandırıldı. Bu teleskoba, Ankara Üniversitesi'nin yetkili organlarının onayıyla gözlemevinin kurucusuna itafen KREIKEN Teleskobu adı verildi. RR Lyrae türü bir değişen yıldız olan RR Leo'nun Kreiken Teleskobu gözlem düzeneği ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) eşdeğer bir teleskop ve donanımla yapılmış fotometrik B Bandı gözlemlerinin bir karşılaştırması Şekil 1'de verilmiştir. Bu teleskop ile farklı tür değişen yıldızların ışıkölçüm gözlemleri, ağırlıklı olarak lisans ve lisansüstü öğrencilerden oluşan gecelik gözlem grupları tarafından yapılmaktadır. Şekil 2'de, VW LMi örten değişen yıldızının BVR bandlarında alınmış ışık eğrileri görülmektedir.

Kreiken Teleskobu'nun sahip olduğu gözlem düzeneği sayesinde gökcisimlerinin renkli fotoğraflarının da elde edilmesi mümkün hale geldi. Bir başka ifadeyle, bu yeni süreç rasathanede gökyüzü fotoğrafcılığının da bir başlangıcı oldu. Şekil 3'te Kreiken Teleskobu kullanılarak görüntülenen Dumbbell Bulutsusu (M27) görülmektedir.

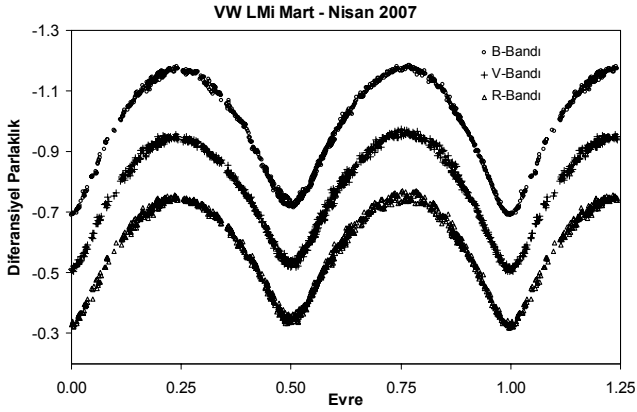
1975 yılında hizmete konulan 30 cm çaplı rasathanenin emektar Maksutov teleskobu her yönüyle yenilenme zarureti içersindedir. TÜBİTAK kaynaklarıyla (107B074 numaralı Bilim-Toplum Projesi) satın alınan 35 cm çaplı yeni bir aynalı teleskop, üniversite kaynaklarıyla sağlanan kubbe ve CCD kamera ile birlikte Maksutov teleskobunun yerine konuşlandırılacaktır. Bu yöndeki çalışmalara 15 Eylül 2008 itibariyle başlanması planlanmaktadır. Böylece Kreiken Teleskobu'nun rasathaneye kattığı güç en az ikiye katlanacaktır.

3. Bilim-Toplum Etkinlikleri

Rasathanede beş yıldır yürütülen popüler ve eğitsel etkinlikler son bir yıldır TÜBİTAK Bilim-Toplum Dairesi Başkanlığınca desteklenmekte olan 107B074 numaralı proje kapsamındadır. Bu projeyle rasathaneye 35 cm çaplı yeni bir teleskop kazandırıldı.



Şekil 1. RR Leo bünyesel değişen yıldızının Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde Kreiken Teleskobu ve TUG'da özdeş sayılabilecek bir düzenekle alınmış B Bandı ışık eğrilerinin bir karşılaştırması. İki ışık eğrisi arasında görülen karakter farkı RR Leo'nun sahip olduğu Blazhko değişiminin bir sonucudur.



Şekil 2. VW LMi çift yıldız sisteminin Kreiken Teleskobu ile alınmış üç Band (BVR) ışık eğrisi.

Şekil 3. Dumbbell Bulutsusunun (M27) Kreiken Teleskobu ile Temmuz 2007'de alınmış RGB görüntüsü.

3.1. Halk Günleri

Rasathane, Ağustos 2003'ten itibaren düzenli bir şekilde Kasım-Şubat süresi hariç her ay bir gece halkın ziyaretine açıldı. Ziyaretçilere Ay'ın yüzey şekilleri, Venüs, Mars, Jupiter (ve uyduları), Satürn (ve halkası) gezegenleri, Andromeda ve diğer parlak galaksiler, çeşitli açık ve küresel yıldız kümeleri ve çeşitli bulutsular 15 cm çaplı Coude teleskobuyla izlettirilmektedir. Coude teleskobunun yetersiz olduğu durumlarda Kreiken Teleskobu da kullanılmaktadır. Rasathanenin bu yeniden yapılanma sürecinde Coude teleskobu her yönüyle yeniden elden geçirilerek etkin kullanılır bir hale getirildi. Ayrıca her halk gününde seçilmiş bir popüler gökbilim konusunda bir saatlik bir sunumu takiben ziyaretcilere çıplak gözle gökyüzü tanıtımı da yaptırılmaktadır. Rasathanenin bu etkinlikleri toplumun her kesiminden ve her yaştan kişiler tarafından büyük bir ilgi görmektedir.

3.2. Nadir Gök Olaylarına Yönelik Etkinlikler

Ay ve Güneş Tutulması, periyodik göktaşı yağmuru, gezegenlerin dizilimi veya yakınlaşması ve kuyrukluyıldız geçişi gibi ilginç gök olaylarının gerçekleştiği tarihlerde rasathane yine halkın ziyaretine açılmaktadır. Söz konusu gök olayının mahiyeti görsel ve yazılı basın aracılığıyla tüm ülke sahtında aktarılmakta ve rasathaneye gelen konuklara gök olayı, mevcut gözlem araçlarıyla bizzat izlettirilmekte ve yeni düzenlenen konferans salonlarındaki sunum ve söyleşiler eşliğinde gerekli bilimsel açıklamalar yapılmaktadır.

Tablo 1. Ağustos 2003'ten İtibaren Yapılmış Nadir Gök Olayı Etkinlikleri

Nadir Gök Olayı	Tarih
Mars Yakınlaşması	Ağustos 2003
Tam Ay Tutulması	4 Mayıs 2004
Kuyrukluyıldız Geçişi	4-15 Mayıs 2004
Venüs Geçişi	4 Haziran 2004
Parçalı Güneş Tutulması	3 Ekim 2005
Tam Güneş Tutulması	29 Mart 2006
Tam Ay Tutulması	3 Mart 2007
Tam Ay Tutulması	21 Şubat 2008
Perseid Göktaşı Yağmuru	11-12 Ağustos 2005, 2006, 2007 ve 2008
Parçalı Ay Tutulması	16 Ağustos 2008

3.3. Okul Ziyaretleri

Mart 2004'ten itibaren, bir şekilde rasathane ile iletişime geçen tüm eğitim-öğretim kurumu öğrencileri özelikle talep ettikleri tarihlerde rasathanede ağırlanıyorlar. Bu bağlamda rasathanenin varlığından öncelikle Ankara'daki eğitim kurumları İl Milli Eğitim Müdürlüğü kanalıyla haberdar ediliyor. Az sayıda da olsa başka şehirlerden (Hakkari, Adana, Bursa, Eskişehir, vd.) gelen öğrenciler de rasathane ziyaretcileri arasındaki yerlerini almaktadır. Bu kapsamda rasathane, Mart-Nisan-Mayıs-Haziran aylarında yoğun öğrenci ziyaretine uğramakta ve özellikle ilköğretim okullarının ilgisi artarak devam etmektedir. Bu bağlamda, son 5 yıl içersinde binlerce öğrenciye bizzat rasathanede gökbilim üzerine doğru ve güncel bilgiler aktarıldı.

3.4. Astronomi Yaz Okulu

Rasathanede son iki yıldır, 12 yaş ve üzeri herkesin katılabileceği şekilde Astronomi Yaz Okulu düzenlenmektedir. Katılımcılara beş gün boyunca gündüzleri teorik, uygulamalı ve popüler gökbilim bilgileri sunuluyor. Geceleri ise teleskoplarla planlanmış gözlemler yapılıyor. Bu kapsamdaki etkinliklere 2007 yılında 17, 2008 yılında ise 16 katılımcı iştirak etmiştir.

3.5. Eğitim Yayınları

İlginç ve/veya çok iyi bilinen gökcisimlerinin bilgi içeren resimleri ya kendi olanaklarımızla oluşturulmakta yada internet ortamından kaynak gösterilerek alınıp Türkçeleştirilmiş olarak Ankara Üniversitesi matbaasında poster ebatlarında basılmaktadır. Yeni teleskobun çalışır hale gelmesiyle bizzat rasathanede çekilmiş fotoğraflara dayalı posterler üretilip meraklılarına dağıtılabilecektir.

4. Sonuç

Mart 2003'ten itibaren her yönüyle yeniden yapılanmaya tabi tutulan Ankara Üniversitesi Rasathanesi yıkılma-yok olma sürecinden

sıyrılarak bugün artık ulusal düzeyde gökbilim ile ilgili adı en çok duyulan ve en çok ziyaret edilen bir kurum haline gelmiştir. Rasathane, uluslararası düzeyde bilimsel araştırmaların ve eşzamanlı olarak gökbilim ekseninde bilimin popüler hale getirilmesine yönelik etkinliklerin yapılabilmesi için, gerekli fiziki, teknik ve idari alt yapıya sahiptir. Bugün itibarilye ihtiyacı, bünyesinde yürütülen bilimsel ve topluma yönelik aktivitelerde etkinliğini artıracak (80 cm çaplı tayfsal gözlem düzeneğine sahip bir teleskop) ve aktivite çeşitliliğini sağlayacak (bir gezegenevi) yeni donanımlarla sağlayacağı kazanımlardır. Bugün için sahip olduğu potansiyel bu yenilikleri bünyesine katacak güçtedir.

Rasathanede yapılmış gözlemlere dayalı son beş yıl içersinde literatüre aktarılan araştırmaların dökümü ise: SCI kapsamında yapılan yayınların sayısı 24, yurtdışı hakemli dergilerdeki yayınlar 16, yurtiçi hakemli dergilerdeki yayınlar 3, yurtdışı bilimsel toplantılarda sunulan bildiri ve posterler 10, yurtiçi bilimsel toplantılarda sunulan bildiri ve posterlerin sayısı ise 17 dır. 29 Mart 2006 Tam Güneş Tutulması vesilesiyle Çanakkale Onsekiz Mart Gözlemevi ile birlikte Ankara Üniversitesi'nin Side'deki tesislerinde "*Solar and Stellar Physics Through Eclipses*" isimli bir uluslararası toplantı düzenlendi. Topluma yönelik düzenlenen etkinlikler kapsamında son beşyıl içersinde rasathaneyi ziyaret edenlerin sayısı 30 bin kişiyi aşmıştır. Önümüzdeki süreçte bu ilginin katlanarak artmasını beklemektedir. Ankara Üniversitesi Rasathanesi ile ilgili daha fazla bilgiye: http://rasathane.ankara.edu.tr adresin ulaşılabilir.

2008 Bahar yarıyılından itibaren A.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri lisans öğrencilerinin müfredatındaki bazı dersler bizzat rasathanede yapılmaya başlanmıştır. Diğer taraftan, oluşturulan yeni gözlemci evleriyle, şimdilik, her gece en az 12 öğrencinin bizzat gözlemlere katılmasına olanak sağlanmıştır. Yeni teleskobun çalışır hale gelmesiyle bu yöndeki kapasitenin iki katına çıkmasını olanaklı kılacak koşullar oluşturulabilecektir. Belirli sayıda lisansüstü öğrencisi, rasathanede yeni oluşturulan öğrenci evlerinde sürekli olarak ikamet edebilmektedir. Daha açık bir ifadeyle, belli bir an için içerisinde en fazla gökbilim meraklısını bulundurabilen ülkemizdeki tek rasathanedir Ankara Üniversitesi Rasathanesi. Bu yönüyle bir yandan gökbilim alanında uzmanlaşmaya yönelmiş ülkemiz gençlerinin sayıca artmasına diğer yandan ise gökbilime

yönlendirilmiş ülkemiz kaynaklarının daha etkin kullanılmasına katkı sağlamaktadır.

Kişilerden ziyade kurumun öne çıkmasının gerekliliğine inanarak rasathanenin kurumsallaşmasını öncelikli amaç edinen, ortak aklı esas alan, genç, heyecanlı, dinamik ve de varlıklı olmaktan ziyade var olmayı hayat görüşü edinmiş bir kadronun varlığı Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nin bugün için en büyük zenginliği ve geleceğe yönelik teminatıdır.

5. Kaynaklar

http://rasathane.ankara.edu.tr

ÇOMÜ GÖZLEMEVİ 1.22 METRE ÇAPLI TELESKOP PROJESİ

Osman DEMİRCAN[1], Zeki EKER[1,2], Ahmet ERDEM[1], Faruk SOYDUGAN[1], Volkan BAKIŞ[1]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fizik Bölümü ve Gözlemevi, Çanakkale
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, Antalya

ÖZET

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesinin Gözlemevinin kuruluşundan bu yana en büyük projesi olan Büyük Teleskop Projesinin gerekçeleri ve alınacak olan 1.22-m çapında aynalı teleskobun (T122) bazı teknik özellikleri verilmiştir. 2009 yılı başlarında Gözlemevinde hizmete başlayacak olan T122 TUG'daki RTT150'den sonra Türkiye'deki en büyük teleskop olarak fotometrik ve tayfsal gözlemlerde kullanılacaktır.

Anahtar Kelimeler: *Teleskoplar, Altyapı, Fotometrik ve Tayfsal Gözlemler*

ABSTRACT

The technical specifications of the 1.22 meter size COMU telescope (T122), which is the biggest investment project of the Onsekiz Mart Unıversity since its foundation, were given. The telescope is planned to be operational within the first half of 2009. The telescope will be set on the current COMU Observatory site, which has 400 m elevation. İt will be used both spectroscopic and photomeric observations.

Key words: *Telescopes, Infrastructure, Photometric and Spectroscopic Observations*

1. GİRİŞ

Optik gözlemevleri kullanılan teleskoplarıyla uzayı inceleme olanağı sunan araştırma ve eğitim laboratuvarlarıdır. İncelemelerde Yer atmosferinin olumsuz etkilerinden kurtulmak için gözlemevleri yüksek dağ tepelerine kurulurlar. Yükseldikçe atmosferde astronomik görüş kalitesi artar. Ancak yüksek dağ tepelerine ulaşım ve alt yapı hizmetlerinin götürülme zorluğu nedeniyle gözlemevleri ulaşım ve kullanım kolaylığı ön plana alınarak yükseklikten feragat edilebilmektedir. Gözlemevi kurulacak yere ulaşım kolay olmalı, altyapı hizmetleri (yol, su, elektrik, telefon, internet) kolay götürülebilmeli, açık gece sayısı fazla olmalı ve atmosferde astronomik görüş iyi olmalıdır. Gözlemevlerinde açık geceler astronomik görüş kalitesi açısından ikiye ayrılır; a) görüş kalitesi çok iyi olan fotometrik geceler ve b) görüş kalitesi çok iyi olmayan tayfsal geceler. Çok yüksek gözlemevlerinde fotometrik gece sayısı fazla, fakat fazla yüksekte yer almayan gözlemevlerinde tayfsal gece sayısı fazladır. Astronomi ve uzay bilimlerinde gözlem türleri de genelde ikiye ayrılır; a) fotometrik gözlemler ve b) tayfsal gözlemler. Tayfsal gözlemler bilimsel araştırmalarda çok daha önemlidir. Gözlemsel astronomide bilgilerin %25'i fotometrik gözlemlerden %75'i tayfsal gözlemlerden elde edilir. Fotometrik gözlemler her boy teleskoba takılan fotometre veya CCD kamera ile yapılabilirken tayfsal gözlemler genellikle 1.0 metreden daha büyük teleskoplara takılan tayfçekerlerle yapılır.

Özel olarak Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMÜG), ulaşımı ve altyapı olanakları kolay sağlanan bir konumda, üniversiteye sadece 8 km uzakta ve 410 metre yüksekte ışık kirlenmesi olmayan bir tepenin yamacında 25 dönümlük bir arazi içindedir. Açık gece sayısı oldukça fazladır. 50 yıllık meteoroloji kayıtlarına göre yöre Türkiye'nin en güneşli, en açık ikinci kuşağında yer almakta ve yıllık açık gece sayısı 220 civarında olmaktadır. Ancak bu açık gecelerin %20 si fotometrik, %80'i tayfsal gecedir. Yani ÇOMÜG'de çapı 1.0 metreden daha büyük bir teleskopla yapılacak tayfsal gözlemlerle Gözlemevi amacına uygun ve çok daha daha etkin kullanılmış olacaktır.

Şu anda Türkiye'de, Ulusal Gözlemevindeki 1.5 metre çapındaki Türk-Rus teleskobu (RTT150) dışında tayfsal gözlem yapabilecek teleskop bulunmamaktadır. Üniversitelerimizde bu alanda

bilimsel araştırma yapabilecek 120 kadar yetişmiş eleman bulunmaktadır. Bunların beşte biri üniversitemizde çalışmaktadır.

Gözlemevleri kullandıkları optik teleskop boyutlarına göre üç gruba ayrılırlar:

a) Ulusal/uluslar arası gözlemevleri. En az bir büyük boy (çapı en az 4 metre) teleskop kullanırlar.
b) Üniversite gözlemevleri. Çapları 1-4 metre olan orta boy teleskoplar kullanırlar.
c) Kişisel veya amatör gözlemevleri. Çapları 1 metreye kadar küçük teleskoplar kullanırlar.

Bu gün çapları 1-4 m arasında olan ortaboy teleskopların büyük bir bölümü kullanıcı üniversite gruplarına çok yakın olarak planlanmış, mekân olarak gözleme uygun koşullara sahip, fazla yükseklerde olmayan, ulaşımı kolay olan üniversite gözlemevlerindedir. Temel amaçlarından biri, kullanıcı gruba (üniversiteye) yakınlığın verdiği avantajı sonuna kadar kullanmaktır. Bu nedenle yeni yöntemlerin, teknik gelişmelerin deneme alanları durumundadırlar; hızlı karar verilip farklı amaçlara yönlendirilebilen, bürokrasinin düşük seviyede olduğu birimlerdir. Daha büyük ulusal veya uluslararası teleskoplar için, yüksek önemde gözlem projelerinin üretildiği yerler de genelde bu türden gözlemevleridir. Dünyanın en ileri ve büyük teleskoplarını kullanım imkânı genellikle bu tür orta boy teleskoplarla donatılmış gözlemevlerinde yetişen gözlemcilerce yerine getirilebilmektedir.

Bunlar arasında 229m yükseklikteki Kanada Dominion Gözlemevi (en büyük teleskop çapı 1,6 m'dir), 620m yüksekte olan Torino Üniv. Gözlemevi (teleskop çapı 1,0 m), 528m yüksekteki konumu ile Polonya'daki Ondrejov Gözlemevi (teleskop çapı 2,0 m), 650m yüksekteki Ukrayna Kırım Gözlemevi (teleskop çapı 1,25 m) sayılabilir. Ayrıca ABD'de Mount Stromlo Gözlemevi (yükseklik 767m ve teleskop çapı 2,3 m), Black Moshanon Gözlemevi (yükseklik 725m, çap 2,3 m), Almanya'daki Hoher Gözlemevi (533m, 1,0 m), İsveç'teki Kyneri Astronomical Station (903m, 1,23 m) ve İtalya'daki Bologna Gözlemevi (785 m, 1,5 m) sayılabilirler.

Özetle söylemek gerekirse, orta boy üniversite teleskoplarının çapı 1 m'den başlamakta ve 3-4 m'ye kadar yükselmektedir. Çünkü,

büyük teleskop teknolojileri son dönemde, bilgisayar teknolojisi ve malzeme bilimlerindeki hızlı gelişmelere bağlı olarak hızlı bir yükselişe geçmiş ve birkaç on yıl öncesindeki dünyanın en büyük teleskopları sınırı 3 kata kadar, hızla yükselmiştir. Büyük teleskoplar, çok uzunca süreler (1980'lere kadar) 5-6 m sınırında idi. Bu sınır 10-15m'ye çekilince üniversite teleskopları da 0.5, 1.0 m aralığından daha yüksek çaplara yükseldiler. Ancak, kullanıcı gruplara yakınlık bu grup teleskopların en önemli avantajı olmaya devam etti. Böylece, bu gözlemevlerinde araştırma ve eğitim birlikte yürütülmekte ve yeni denemelere her zaman yer ve zaman bulunabilmektedir.

2. GEREKÇELER

Yetişmiş insan gücü, yayınları ve ulusal basında yer alan buluş ve keşifleri ile kendini ispatlamış bir gözlemevi olan Çanakkale Onsekiz Mart Gözlemevi (ÇOMÜG) kendisine 1,2-m çaplı orta boy bir teleskop istemektedir. Bunun gerekçeleri arasında şunlar sayılabilir:

- Girme hedefinde olduğumuz Avrupa Birliği'nde rekabet ve duyulabilirlik, teknik donanım olarak ta yükselmemizle olanaklıdır. Bunun bir adımı Üniversite rasathanelerimize tayfsal gözlem yapabilecek 1,0 m sınıfında iyi donanımlı teleskoplar sağlamak olmalıdır.
- ÇOMÜG'nde, Antalya TUBITAK Ulusal Gözlemevi TUG'da ve diğer uluslara ait orta ve büyük boy teleskoplarla gözlemler yapmış, deneyimli elemanları vardır. Ancak, hala 30-40cm çaplı amatörlerin bile terk ettiği teleskoplarla çalışmalarını yürütmek zorunda kalmaktadır.
- ÇOMÜG'nin tek dezavantajı olarak görülebilecek olan Çanakkale'ye yakınlık ve 410m yükseklik ise, şehir ışıklarından her zaman uzakta olacak, korunumlu ve stratejik konumu ve fazla sayıdaki gözleme uygun açık gece sayısı ile fazlası ile telafi edilmektedir.
- Ulusal gözlemevimiz TUG ise, kısıtlı zaman olanakları (teleskop zamanının %60'ı teleskoptaki ortaklarımıza aittir) nedeni ile gereksinimi karşılamamaktadır. Verilen proje önerilerine çok az zaman ayrılabilmektedir. Bu nedenle projelerin tamamlanması çok uzamaktadır.
- TUG gibi ulusal teleskop olanaklarımızı daha verimli

kullanmak ve ancak çok gerekli durumlarda ulusal olanaklara müracaat gereksinimi doğacağı için, TUG'u rutin ve basit gözlem taleplerinden kurtarmak da olanaklı olacaktır. Şu anda TUG'da mevcut sıkışıklığı gidermenin yolu da budur.

- TUG için ise, var olan 1,5m'lik teleskoptan daha büyük, en az 2,0m veya üstünde bir kategoride ve sadece bize ait yeni bir teleskop düşünülmelidir.
- ÇOMÜG'indeki bu yetişmiş ve hazırlıklı insan gücümüzü değerlendirmemek büyük bir israftır. Avrupa ve dünya ile yarışta, zaten Avrupa ve dünya ile güçlü bağları olan (var olan senior araştırıcılar, ABD- Wisconsin, NASA, İngiltere-Manchester, İtalya-Catania gibi merkezlerde çalışmış bilimcilerdir) ve çalışmaları ile kendini ispatlamış gruplarımıza dayanmayıp neye dayanabiliriz?
- Son elli yıllık meteoroloji kayıtlarına göre açık gün sayısı 220, ÇOMÜG'nin gözlemleri de göstermiştir ki, bu açık geceler içinde fotometrik gözlemlerin yapılmasına elverişli gece sayısı ancak 60 gün civarındadır. Çizgi profili, dikine hız ölçümlerini ilgilendiren tayfsal gözlemler gecenin fotometrik gece olmasını gerektirmez. Üniversite gözlemevimizin verimliliğini arttırmak adına tayfsal gözlemlere ihtiyaç vardır. Tayfsal gözlemlerin tayfsal ayırma gücü, yani teleskopta toplanan fotonların bant aralığı fotometrik gözlemlere göre çok dar olduğu için, yeterli sayıda fotonu gerekli zamanda toplayabilmek için büyük teleskop gerektirir. 1.0m sınıfında bir teleskop ile orta çözümleme gücünde (çözümleme gücü R ~ 20000) tayf verisi echelle türü tayfçekerlerle elde edilebilmektedir (örnek Catania Astrophysical Observatory, 91 cm teleskop + echelle tayfçeker). Teleskop ile fiber kablo bağlantılı bu tür bir tayfçeker, 9-10 kadire kadar yıldızların orta çözümlemeli tayflarını almamızı sağlayacaktır. Ayrıca, tayfçekerin teleskoba bağlı olmaması da teleskobun dengesi ve takibi açısından önemli avantaj sağlayarak daha yüksek Sinyal/Gürültü oranında tayflar elde edilmesine olanak verecektir.
- Hali hazırda fotometrik gözlem yapan çapları 40 ve 30 cm olan iki teleskop üniversite rasathanemizde mevcuttur. Genellikle fotometrik gözlemlerin iyi değerlendirilmesi, ses getirebilen

yayına dönüştürülmesi için, eş zamanlı tayfsal gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır. Bu yüzden, tayf gözlemi yapan uzak gözlemevleri ile ortak projeler önerilmiştir. Ancak, tam anlamı ile eş zamanlılık sağlanamadığı için (hem burada tayf gözlemini yapan rasathanede havanın aynı anda açık olup olmaması gibi pratik zorluk vardır) bu tür girişimlerden yeterli verim alınamamaktadır. Burada, fotometrik gözlem yapan teleskopların yakınında tayf gözlemi yapabilen (1m'lik teleskop) olması halinde fotometrik gözlemlerimiz daha iyi değerlendirilebilecektir.

- Eğitim ve öğretimin yapıldığı ortama yakın tayf gözlemi yapabilen bir teleskop, eğitim ve öğretim faaliyetlerinde tayfsal çalışmaların gelişmesi açısından da çok önemlidir. Ülkemizde astronomi ve astrofizik alanında eğitim veren kurumların yakınında tayf gözlemi yapma imkanı olmadığı için tayf konusunda uzman yetiştirme zorunluluğu vardır. Bu yüzden mevcut astronom ve astrofizikçilerimizin çoğunluğu fotometrik gözlemlere bağlı birkaç alanda sınırlı kalmıştır. Hem eğitim ve öğretimde, hem de araştırma alanında hem uzman yetiştirmek hem de yayınların artması için böyle bir teleskop gereksinimi ortadadır.
- TUG (Tübitak Ulusal Gözlemi) bu konudaki ihtiyacı, yani tayfsal gözlem ihtiyacını maalesef gözlem zamanı alma açısından karşılayamamaktadır. İşbirliği halinde olduğumuz, tayf gözlemi yapabilen gözlem evlerinden aldığımız veya alacağımız, gözlem zamanları ile, uzun dönemli sistemlerin gözlenmesi olanağı yoktur. Yakınımızda böyle bir teleskop olursa, uzun dönemli sistemlerin sistematik gözlem programı oluşturmanın imkanı olacaktır.

3. TELESKOBUN TEKNİK ÖZELLİKLERİ

Teleskop ile başlıca asteroitler, Güneş sistemi üyeleri ve uyduları, değişen ve çift yıldızlar, yıldız kümeleri, yıldız oluşum bölgeleri ve yakın galaksilerin gözlenmesi hedeflendiğinden teleskobun teknik özellikleri de bu hedeflere yönelik olarak belirlenmiştir.

Sönük çift/çoklu yıldız sistemlerinin gözlemlerinde veya hızlı fotometre gerektiren durumlarda da CCD ile fotometrik gözlemlerinin

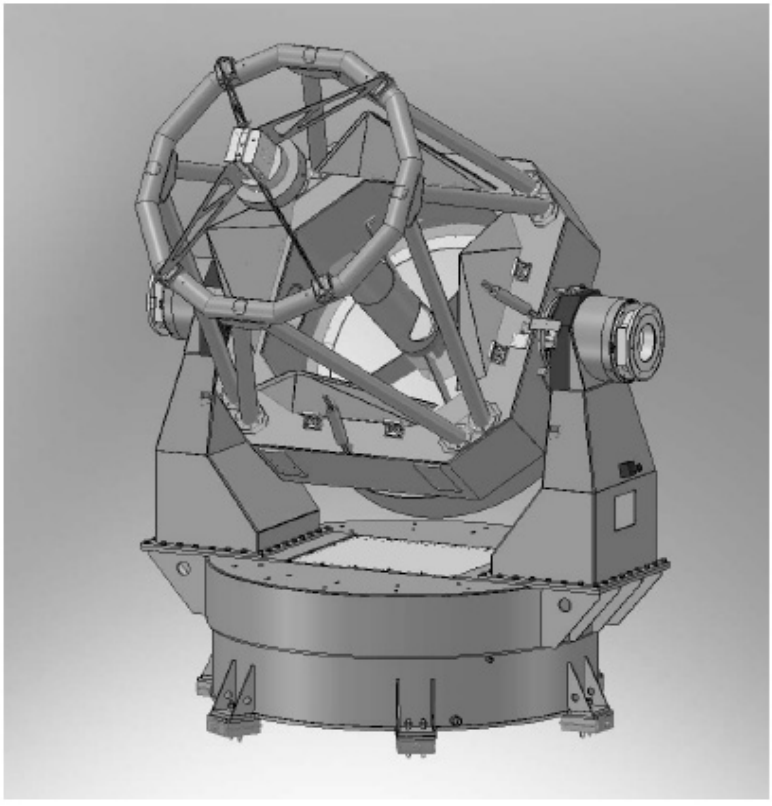
yapılması planlanmaktadır. Bu amaçları gerçekleştirebilmek için alınması düşünülen teleskobun fotometre ve tayf aletleri arasında hızlı geçiş yaparak teleskop zamanının verimli bir şekilde kullanılması gerekmektedir. Bu nedenle alınması planlanan teleskobun Cassegrain odağına gelen ışığı hareketli üçüncü bir ayna ile iki Nasmyth odağa yönlendiren bir optik konfigürasyon düşünülmüştür. Şekil 1'de teleskobun optik ve mekanik konfigürasyonu gösterilmektedir. Her iki Nasmyth odağında sürekli takılı kalacak CCD ve tayfçeker gözlem zamanının verimli kullanılmasını sağlarken aynı zamanda da teleskopta sürekli ekipman değişimi ihtiyacını da ortadan kaldırmaktadır. Sistemin odak ayarı sıcaklık değişimlerine göre kendini ±10 μm duyarlılıkla ayarlayan odaklayıcı ile sağlanacaktır. Böylece tüm ekipmanların optik düzeneklerinin uzun süre aynı kalması sağlanacağından gözlemler de birbirleri ile daha tutarlı ve duyarlı olacaktır.

Proje bütçesi dahilinde ve amaçlanan parlaklık limitlerinde çalışma yapabilmek için 1.2-m çapıda aynalı teleskobun alınması uygun görülmüştür. Bununla birlikte teleskobun imalatını yapan firma (ASTELCO Inc.) ayna çapında 2-cm artış yaparak 1.22-m lik bir ayna ile optik konfigürasyonu tamamlamıştır. Teleskobun bileşik odak oranı hem fotometrik hem de tayfsal gözlemlere olanak sağlaması açısından f/10 olarak düzenlemiştir ve bununla maksimum 18 açı dakikalık bir gökyüzü görüş alanına kadar gözlem yapabilmek mümkün olmaktadır.

Alt-Az modunda kurulacak T122 teleskobu dinamik ve kompakt yapısı sayesinde ufkun 10 derece üstüne kadar yıldızların ± 0.3 açı saniyesi/90 saniye hassaslıkta takibine olanak sağlayacaktır. Çatal kollarının her iki yanında bulunan senkronize yüksek dinamik tork motorları sayesinde istenilen konuma maksimum 10 derece/saniye hızla ve hedefe 5 açı saniyesi duyarlılıkla gidilebilecektir. 1.5 derece çaplı alan içerisinde ise teleskobun istenilen konuma 0.2 açı saniyesi duyarlıklıkla gidebilecektir.

Teleskobun takibi auto-guider ile 90 saniyede ± 0.25 açı saniyesi, auto-guide olmaksızın ise aynı sürede ± 0.3 açı saniyesi hassasiyetle takip etmesi hedeflenmektedir. Teleskop kontrol yazılımında yapılan bir eklenti ile takip de istenilen şekilde programlanabilmekte, örneğin Güneş sisteminde yörüngesi bilinen

asteroidlerin yörünge parametrelerinin kullanılmasıyla takip edilebilecektir.



Şekil 1. T122 teleskobunun optik ve mekanik tasarımı.

Meteorolojik veriler göz önüne alındığında ÇOMÜ Gözlemevinde yapılan gözlemlerde hava sıcaklığı hiçbir zaman -15 derecenin altına inmemiş 35 derecenin de üstüne çıkmamıştır. Bu değerler arasında teleskobun en iyi performansla çalıştırılması hedeflenmektedir. Nem oranı çalışma aralığı ise 5-95% aralığında tutulmuştur. Çanakkale rüzgar açısından Türkiye'nin en verimli bölgesidir. Bu nedenle teleskobun 12 metre / saniye rüzgar hızına dayanıklı olacak şekilde düzenlenmesi önerilmiştir.

Teleskobun kontrolü aynı zamanda kubbe ve meteoroloji cihazını kontrol eden bir yazılım ile yapılacaktır. Bu yazılım teleskop binasında kontrol bilgisayarına bağlı tüm gözlem ekipmanına gözlemevinde hali hazırdaki radyo link internet bağlantısı ile dünyanın istenilen yerinden erişim yapılarak gözlem yapılabilecek şekilde tasarlanmıştır. Linux PC de çalıştırılacak yazılım yerel ve yönetici modunda kullanıcılara vereceği hizmetin yanı sıra uzaktan bağlantılı kullanıcılara da kontrol olanağı sağlayacaktır.

4. YAPILMASI PLANLANAN GÖZLEMSEL ÇALIŞMALAR

Ulupınar gözlemevinde ayrık, yarı-değen ve değen türü örten çift yıldızların fotometrik ve tayfsal çalışmaları üzerine yurt içi ve yurt dışı destekli projeler yürütülmektedir. Bu projelerin amaçlarından birisi de projelerin ilgi alanındaki yıldız türlerine ait en güncel katalogların oluşturulmasıdır. Şu anda gözlemevimizde aktif yıldızların (RS Cvn türü), zonklayan bileşene sahip Algol türü yıldızların (oEA) ve ayrık tür sistemlerin en güncel katalogları mevcuttur. Bu kataloglar dikkatlice incelendiğinde kataloglardaki yıldızların büyük bir çoğunluğunun duyarlı tayfsal çalışmalarının yapılmadığı görülmektedir. Bu da kataloglar üzerinden yapılan istatistiksel çalışmaların sonuçlarını etkilemektedir. Ulupınar gözlemevinde şu anda tayfsal gözlemleri yapacak büyüklükte teleskop olmadığından, yürütülmekte olan projelerin fotometrik gözlemleri Ulupınar gözlemevinde yapılmaktadır. Tayfsal gözlemler ise kısıtlı gözlem zamanlarıyla TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi ve yurt dışındaki gözlemevlerinde (Mt John Gözlemevi, Catania Gözlemevi) yapılmaktadır. 1.22m lik teleskop kurulduktan sonra ilk olarak hazırladığımız kataloglardaki tayf verisi eksik olan örten çift yıldızların tayfsal gözlemleri yapılarak tayfsal yörüngelerinin ve karakteristiklerinin belirlenmesine çalışılacaktır.

Gözlemevimizde yürütülen yurtiçi destekli projelerden biri yarı-değen sistemlerin sıcak bileşenlerinde görülen zonklama özelliklerinin ortaya çıkarılması üzerinedir. Bu tür sistemlerin (oEA) fotometrik gözlemleri hızlı fotometri gerektirmektedir. Şu anda Ulupınar gözlemevinde mevcut olan teleskoplar ile 11 kadirden daha sönük yıldızların hassas ve hızlı fotometresi yapılamamaktadır. Bu da

projeyi olumsuz etkilemektedir. Ayrıca, zonklayan bileşene sahip bu tür sistemlerin çoğunun tayfsal verisi eksik ve bileşenlerin mutlak ögeleri belli değil. Bu da bu tür ilginç sistemlerin mutlak ögeleri ile zonklama karakteristiklerinin karşılaştırılmasını güçleştirmektedir. Teleskop kullanılmaya başlandıktan sonra oEA türü sistemlerin hem tayfsal hem de fotometrik gözlemlerine devam edilecektir.

Gözlemevimizde Güneş'e benzeri ve daha soğuk aktif yıldızların aktivitelerinin incelenmesi üzerine yurt içi ve yurt dışı proje yürütülmektedir. Bu çalışmada, gözlem kriterlerine bağlı olarak seçilen manyetik aktif tek yada çift yıldızların eşzamanlı fotometrik ve tayfsal gözlem yoluyla incelenmesi öngörülmektedir. Projenin ana amacı, aktif yıldızın dönme dönemi, yarıçapı ve yüzey sıcaklığı vb yıldız parametrelerinin bir fonksiyonu olarak yıldızın renkküre ve ışıkküre katmanlarındaki manyetik aktivitesini incelemek ve bu iki katmandaki leke, fakula ve plaj gibi aktif yapılardan dolayı yüzey homojenliğinin bozulmasını modellemektir. Renkküredeki plajlar hakkında bilgi edinmek için H_α, CaII H ve K salma çizgileri ve ışıkküredeki aktif bölgeleri belirlemek için BVRI ışıkölçümü kullanılacaktır. Farklı yüzey sıcaklı ve çekim ivmeli yıldızların leke ve plajlarını eşzamanlı incelemek, bize, HR diyagramında aktif bölge olayını araştırma olanağını kazandıracaktır.

Güneş'e yakın genç yıldız oluşum bölgelerindeki çift ve çoklu sistemlerin incelenmesi üzerine de gözlemevimizde bir proje yürütülmektedir. Çift ve çoklu sistemlerin önemi birçok çalışmada vurgulanmıştır. Ancak çift yıldızların oluşumu ve bulundukları ortamın çift ve çoklu sistem olma özelliğini devam ettirebilmesine yaptığı katkılar henüz çok net anlaşılabilmiş değildir. Yapılan gözlemler bu tür genç yıldız oluşum bölgelerindeki genç ön tayf türünden yıldızların %70'inin yakınında az bir bileşen olduğunu göstermektedir. Bu da yıldızların çoğunun aslında çift ve çoklu sistemler içerisinde doğduğunu göstermektedir. Bu tür bölgelerdeki örten çift sistemlerin fotometrik ve tayfsal gözlemleri neticesinde bu tür sistemleri oluşturan bileşenlerin mutlak ögeleri tayin edilecek ve bulundukları ortama ve yıldız oluşumuna ilişkin daha ayrıntılı bilgiye sahip olunacaktır.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Arşiv Projesi

B. Güçsav, E. Aydın, İ. Başlar, E. Derman

TUG Yönetim Kurulunun 2007 Ocak ayında kabul ettiği proje ile başlayan çalışmalarımızın ilk aşaması 2008 Haziran ayında bitti. Bu çerçevede RTT150, T40 ve YT40 teleskopları ile 2004 yılından bu yana alınan tüm veriler arşivlenmiş ve kullanıcıların hizmetine sunulmuştur. Fotoelektrik gözlemlerin gece veya kaynak için tek dosya olarak girildiği arşivde CCD görüntülerinin her biri ayrı dosya olarak yer almaktadır. Şu anda arşivde toplam 300 000'den fazla dosya bulunmaktadır. Arşiv çalışması sırasında yaşadığımız zorluklar, sonuçlar ve gelecekte yapmayı düşündüğümüz projeleri özet olarak vermeye çalışacağız.

Archive Project of TÜBİTAK National Observatory (TUG)

B. Güçsav, E. Aydın, İ. Başlar, E. Derman

Due to the acceptance from TUG Administration dated January, 2007, the first part of our project had been concluded by the date of June 2008. As outlined, all the data taken buy TUG telescopes (RTT150, YT40 and T40) have been archived and publicized to the community. All CCD observational frames had been stored one by one, whereas photoelectrical observations had taken place mostly as single files per night or per object. As of today, (surely will be growing) the database is storing more than 300000 files. In the following, we are going to summarize the difficulties that we encountered, the results we obtained and our future projects.

TELESKOP KUBBELERİNİN OTOMASYONU VE ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ ULUPINAR GÖZLEMEVİ TELESKOP KUBBELERİNE UYGULANMASI

Tamer AKIN[1], Afşar KABAŞ[1], İbrahim BULUT[2], S.Serkan DOĞRU[1],

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu kampusü , Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100 Çanakkale, e-posta: , tamer_akn@hotmail.com, akabas@comu.edu.tr, dogru@comu.edu.tr
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu kampusü, Meslek Yüksek Okulu, 17100 Çanakkale, e-posta: ibulut@comu.edu.tr

ÖZET

Bu bildiride, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 2006-2008 yılları arasında TÜBİTAK destekli 106T051 no'lu proje kapsamında desteklenen Yüksek Lisans tezim olan "Teleskop Kubbelerinin Otomasyonu ve Ulupınar Gözlemevi Teleskop Kubbelerine Uygulanması" ele alınmıştır.

Anahtar Kelimeler: Teleskop, Teleskop Kubbeleri, Otomasyon.

ABSTRACT

In this presentation, my master's thesis "Automation of telescope domes and its application to the Ulupınar Observatory Telescope Dome" financially supported by TUBITAK within the scope of the project number 106T051

between the years 2006-2008 at Çanakkale Onsekiz Mart University was handled

Key Words: Telescope, Telescope Domes, Automation.

1 TELESKOP KUBBE OTOMASYONU

Teleskop kubbeleri, kubbe kapaklarının açılıp-kapanması, kubbenin dönme mekanizması ve takibi gibi özelliklerine göre sınıflandırılabilir.

Tablo 1.1'de elle kontrol edilen (manuel) kubbe, yarı otomatik kubbe ve tam otomatik kubbelerin teknik özellikler karşılaştırmalı olarak verilmektedir.

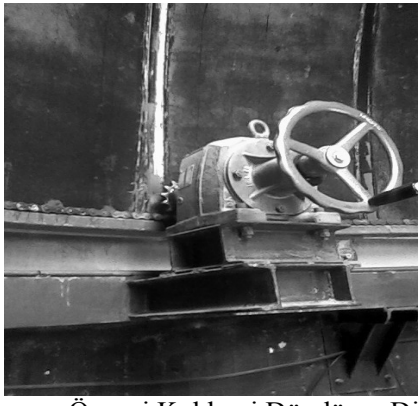
Tablo 1.1 Kubbe Tipleri ve Özellikleri

Ürün	**Manuel Kubbeler**	**Yarı Otomatik Kubbeler**	**Tam Otomatik Kubbeler**
Tanımlama Adı:	Tamamen elle yönlendirilir	Yarı otomatik, Kubbeyi teleskoba yönlendirir	Tam Otomatik
Kubbenin Dönmesi:	Dişli Sistemi ile elle döndürme	Kızıl ötesi algılayıcılarla	Bilgisayar kontrolü
Kapak Operasyonu:	Hayır	Hayır	Evet
Yön Kontrolü:	Hayır	Evet	Evet
Teleskopa Yönlendirme:	Hayır	Evet	Evet
Batarya Desteği:	Hayır	Hayır	Evet
Meteorloji İstasyonu ve Kilitler:	Hayır	Hayır	Evet
Azimuth Okuyucu:	Hayır	Evet, Ayrı bir alet	Evet, Ekranda
Elle Kumanda Düğmeleri:	Hayır	Evet	Evet

Bu tablodan da anlaşılacağı üzere, tam otomatik (robotik) otomasyon sistemi yarı otomatik otomasyona göre daha kapsamlıdır ve kullanıcıya birçok avantajlar ve kolaylıklar sağlamaktadır.

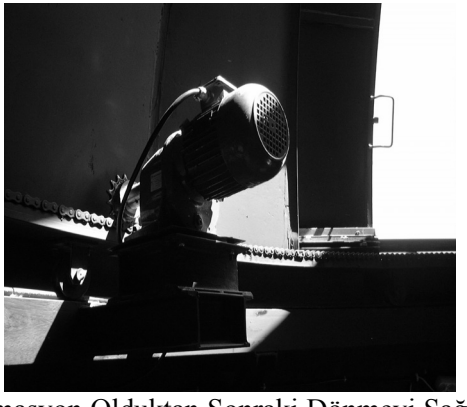
2. TELESKOP KUBBE OTOMASYONUN ULUPINAR GÖZLEMEVİNE UYGULANMASI

Yazılan program ve kurulan elektrik devreleri yardımı ile T30A kubbesine yarı otomatik kubbe otomasyonu sistemi kurulmuştur. Bu tez çalışması yapılmadan önce gözlemevi teleskop kubbeleri elle çevrilen dişli sitemi ile döndürülmekteydi.



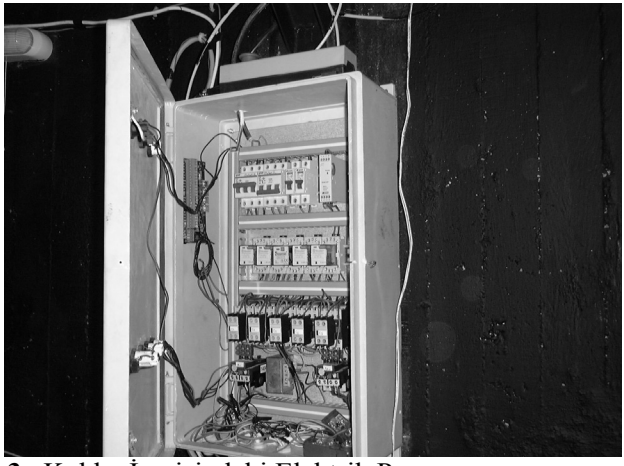
Şekil 2.1 Otomasyon Öncesi Kubbeyi Döndüren Dişli Sistemi

Yarı otomatik sistemin uygulandığı kubbe olan T30A kubbesinin otomasyon işlemi bitiminde kubbenin son durumu Şekil 2.2'de gösterilip gelişme süreci kısaca açıklanmıştır.



Şekil 2.2 Otomasyon Olduktan Sonraki Dönmeyi Sağlayan Motorlu Sistem

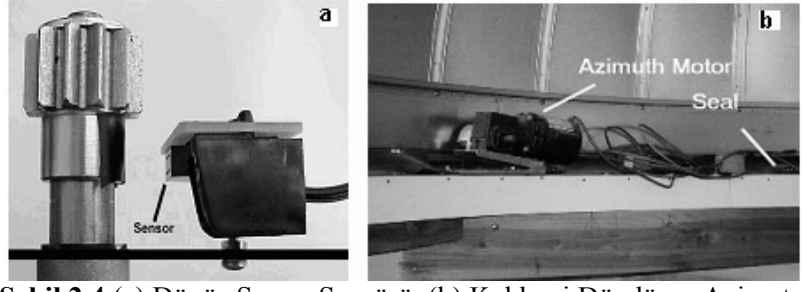
Şekil 2.1'de görülen elle döndürme sistemi kaldırılıp yerine üç fazla çalışan bir elektrik motoru kullanılmıştır (Şekil 2.2). Kullanılan bu elektrik motorun kontrolünü röleler ve kontaktörler yardımı ile en son olarak 5Volt gerileme kadar düşürülmüştür (Şekil 2.3).



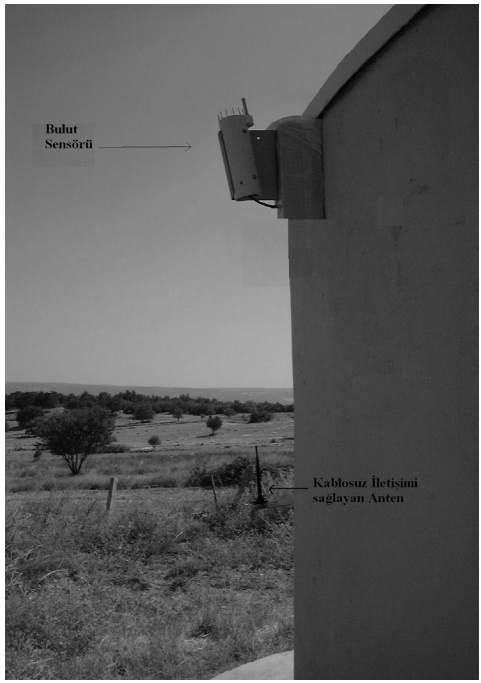
Şekil 2.3 Kubbe İçerisindeki Elektrik Panosu

Teleskobun ve kubbenin yönlendirilmesi tamamen bilgisayar vasıtası ile yapılmaktadır. Ayrıca kubbenin yönlendirme işlemi kumanda kolu yardımı ile de sağlanabilmektedir.

Bilgisayardaki yazılım sistemi sayesinde kontrol kartının motorlara direk komut vermesi sağlanmaktadır. Sisteme motorun doğru yönde, doğru mesafede dönüp dönmediğini kontrol eden özel bir motor sensörü de eklenmiştir.[1]

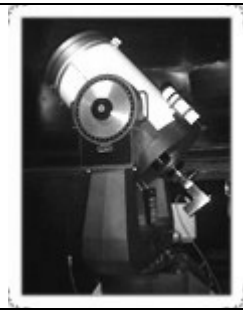


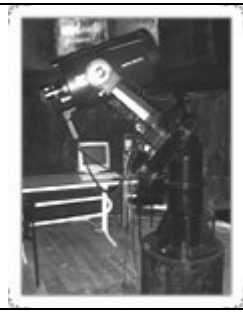
Şekil 2.4 (a) Dönüş Sayım Sensörü**,** (b) Kubbeyi Döndüren Azimut Motoru[2]



Şekil 2.3 T30A Kubbesinde Bulut Sensörü ve Kablosuz İletişim Anteni

3. GÖZLEM ALETLERİ

T-40 Cassegrain-Schmidt Teleskobu *LX200 model Cassegrain-Schmidt teleskobu * Hafızasındaki gök cismi sayısı : 145.000 * Çapı: 16" (406mm) * Optik tüp ısı ayarlayıcı fan * Odak uzaklığı : 4064 mm - Odak oranı : f /10 *Bu teleskoba bağlı SSP-5 bilgisayar kontrollü fotoelektrik fotometre ile değişen yıldızların fotoelektrik UBVRI ışık ölçümü yapılmaktadır.	

T-30 Cassegrain-Schmidt Teleskobu (2 Adet) * LX200 model Cassegrain-Schmidt teleskobu * Hafızasındaki gök cismi sayısı : 145.000 * Çapı : 12" (305 mm) * Odak uzaklığı : 3048 mm - Odak oranı : f/10 * Bu teleskoba bağlı SBIG – ST237 CCD ve buna bağlı F/3.3 focal reducer ile bilgisayar kontrolü değişen yıldızların gözlemleri, güncel astronomik olayların görüntü kaydı ve gama ışın patlaması gözlemleri yapılmaktadır.	
T-20 * Cassegrain-Schmidt teleskobu * Çapı : 20 cm * Odak oranı : f/10	**T-10** * Newtonian Teleskobu * Çapı : 10 cm * Amatör ve halk gözlemleri için kullanılmaktadır.
SSP-5 Fotoelektrik Fotometre * Bilgisayar kontrollü * UBVRI Johnson filtreleri * Odak uzaklığı: 25 mm *Optik dizayn: Ramsden *Görüş alanı: 2000mm odak uzaklığında 0.4 derece	CCD Camera **SBIG-ST 237** * CCD Kamera ve ona bağlı IFW Filtreleri SBIG ST 10X-M *Yüksek duyarlıklı CCD Kamera ve ona bağlı Bessel UBVRI Filtreleri SBIG STL-1001E * Yüksek Duyarlıklı ve geniş alanlı CCD Kamera ve ona bağlı Bessel UBVRI Filtreleri
* **Ava Astrovid Stellaca EX CDD** * Amatör çalışmalar ve halk günlerinde kullanılmaktadır. * **Video Kamera** * Ava Astrovid Stellacam-EX ***Datashow** * Panasonic PT-LC 50E	**GPS GARMIN e-map** * Gözlem sırasında zaman düzeltmesi yapmak için kullanılmaktadır. **Slide Show Projector** * KODAK Extapro 5020

Kaynaklar

[1] *http://www.cyanogen.com/help/maxdome/whnjs.html*
[2] *http://biltec.org/page-161.htm*

GÜNEŞ DIŞI GEZEGENLER

Arif Solmaz[1]
[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri ABD*
Tel: 538 6142938 E-posta: arif.solmaz@gmail.com

Özet:

Bizim yıldızımız olan Güneş dışındaki diğer yıdızların yörüngelerinde dolanan gezegenlere Güneş Dışı Gezegen ismi verilmektedir. İlk kez iki radyo astronomun 1992 yılında bir pulsarın etrafında yeni bir gezegen keşfetmesiyle başlayan araştırmalar olağan üstü bir gelişme göstermiş ve Eylül 2008 itibariyle keşfedilen gezegen sayısı 310'a ulaşmıştır. Keşfedilen yeni gezegen sistemlerinin temel özellikleri çoğunun Jüpiter benzeri gaz devleri olmalarıyla birlikte yıldızlarına güneş sistemimizdeki Merkür'ün Güneş'e olan mesafesinden daha yakın bir yörüngede dolanmalarıdır. Araştırmalarda kullanılan yöntemler Astrometri, Doppler Yöntemi (Dikine Hız), Transit(Geçiş) Yöntemi, Pulsar Zamanlama Metodu, Kütleçekimsel Mikromercek Yöntemi, Örten Çift Yöntemi ve Yörünge Fazı Yöntemidir. En çok keşif Doppler veya Dikine Hız yöntemi olarak adlandırılan metodla gerçekleştirilmektedir. Bu alanda çalışan gökbilimiciler dünyanın en gelişmiş teleskoplarını kullanmaktadırlar. Dünya benzeri gezegen sistemleri için ise atmosfer dışında gözlem yapmayı sağlayan yeni nesil uzay teleskoplarına yenileri eklenmektedir.

Anahtar kelimeler: *Gezegen, Doppler Kayması, Transit, Spektroskopi*

Abstract:

An extrasolar planet, or exoplanet, is a planet beyond the Solar System, orbiting around other stars. As of September 2008, 310 exoplanets have been detected and confirmed. The vast majority were detected through various indirect methods rather

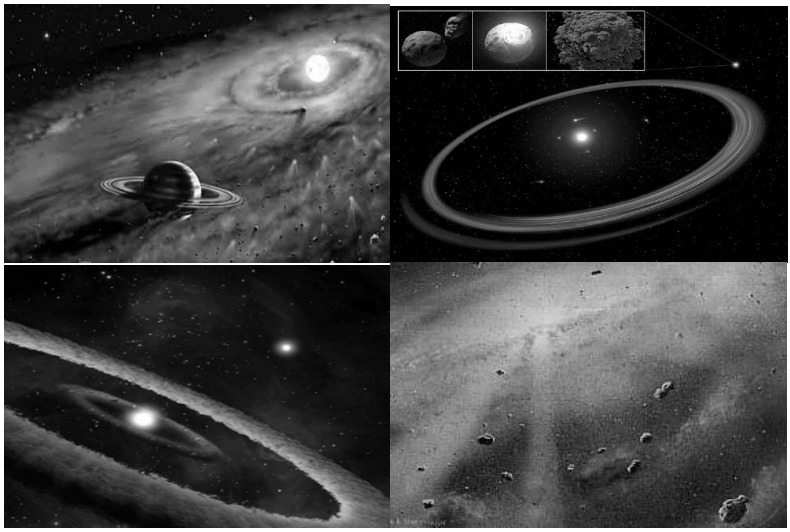
than actual imaging. Most of them are massive giant planets likely to resemble Jupiter, though this is likely to be due to limitations in detection technology. Many more recent unconfirmed detections suggest that much smaller worlds may be considerably more common than previous figures have suggested. Extrasolar planets became a subject of scientific investigation in the mid-19th century. Astronomers generally supposed that some existed, but it was not known how common they were and how similar they were to the planets of the Solar System. The first confirmed detections were made in the 1990s; since 2000, more than 15 have been discovered every year. The frequency of detection is increasing with 61 planets detected in 2007. It is estimated that at least 10% of sun-like stars have planets, and the true proportion may be much higher. The discovery of extrasolar planets sharpens the question of whether some might support extraterrestrial life.

Keywords: *Planet, Doppler Shift, Transit, Spectroscopy*

Gezegenlerin Oluşumu

Gezegen oluşumu için önerilen standart modele göre, yıldızı oluşturacak olan madde çöküp yıldız ortaya çıktıktan sonra, çevresi, bu süreçten artan gaz ve tozun oluşturduğu bir diskle sarılır. Gezegenlerin oluşumunda ilk aşamaysa, bu diskte içerilen maddeden kayalık bir "çekirdeğin" oluşumu. Gaz ya da buz devlerine dönüşecek cisimlerse daha sonra bu kayalık çekirdek çevresinde birikiyorlar. Bu süreçse 1-8 milyon yıl kadar sürebiliyor. Bu, çok genel bir açıklama tabii. Yine de model, ayrıntılarıyla birlikte gökbilimcilerin çalışmalarına uzun süre hizmet etmiş. Ancak birkaç yıldır, araştırmacılar modelde sorunlar olduğunun farkındalar. Senaryo, buz gezegenleri Uranüs ve Neptün'ün neden büyük gaz kitleleriyle sarılı olmadığını açıklayamadığı gibi, başka yıldızlar çevresinde dolanan ve çoğu Jüpiter'den büyük, dev Güneş-dışı gezegenlerin neden yıldızlarına çok yakın yörüngelerde olduklarını da açıklayamıyor. Standart model, başka yıldızlara uygulandığında da ortaya defolar çıkıyor. Yıldız oluşumunun sık olduğu bir bölgede dev olmaya çalışan bir gezegen, kısa süre sonra yakınlardaki büyük yıldızlardan gelen bir radyasyon seline maruz kalarak, gereksinim duyduğu ve zorlukla toparlayabildiği malzemeden de olacak. Bu kaybetme süreci standart

modelin öngördüğünden, yani gezegenin gereksinimlerini karşılayabileceği süreden çok daha hızlı gerçekleşeceği için de gezegen, hiç bir zaman oluşamayacak. Ancak yeni bir bilgisayar modellemesi sayesinde, dev bir gezegenin inşası için kuramsal olarak gerekli sürenin 300 yıl gibi kısa bir aralığa düşebileceği gösterilmiş durumda. Araştırmacılar, sonuçların kendi Güneş Sistemimizin olduğu kadar, başka sistemlerdeki gezegenlerin sakladığı bazı sırları da açığa çıkarabileceği umudundalar. Zürich Üniversitesi'nden Lucio Mayer'in yürüttüğü çalışma, gökbilimcilerin gözünde, büyük gezegenlerin kayalık çekirdekten dışarıya doğru büyümek yerine, ani bir kütleçekimsel çöküş sonucunda oluştukları varsayımına büyük destek.



Şekil 1: Yıldızların çevresinde oluşan gezegen sistemlerinin temsili çizimleri. Gezegen oluşumunun erken dönemlerindeki gaz ve tozların zamanla bir araya gelerek gezegenleri oluşturduğu kabul edilmekte.

Carnegie Enstitüsü'nden kuramcı Alan Bossda, hızlı gezegen oluşumunu açıklayan bir kuram geliştirmiş durumda. Boss'un modeline göre bir gezegen, ana yıldız çevresindeki toz ve gaz diskinde oluşan bir "madde düğümü"nden çökme yoluyla oluşur. Boss'a göre Jüpiter benzeri bir gezegen için gerekli hammaddeyse 1000 yıl gibi görece kısa bir sürede toplanabilir. Maddenin yoğunlaşması için daha fazla süre her ne kadar gerekse de. Boss'un bir başka varsayımı da, Neptün ve Uranüs atmosferlerinde gaz kuşaklarının yokluğunu

açıklıyor. Boss'un öyküsü şöyle: Güneş, yıldız doğumunun yoğun olduğu, vahşi bir bölgede meydana geldi. Uranüs ve Neptün'se büyük ve az yoğun gezegenler olarak işe başladılar; ancak yakınlardaki genç bir yıldızdan kaynaklı yoğun morötesi ışınım, onları gazlarından etti. Bu arada bu iki gezegen, kalan malzemelerini yoğunlaştırmak için kendi kütleçekim kuvvetlerinden vargüçleriyle yararlanmaya çalıştılar. Öykünün sonu: Yakındaki sıcak, genç yıldız ölür ve Günefl kütleçekim etkileri sonucunda daha ıssız bir bölgeye göçetmek zorunda kalır; peşinde de dokuz gezegen...Boss'un varsayımları tartışmadan muaf değil. İyimserler de var, senaryonun olanaksız olduğunu iddia edenler de.

Yeni Dünyalar

Güneş Sistemimizin içindekilere benzer yeni gezegenler ve yeni Dünya'lar arama çalışmaları, gökbilimde yepyeni bir dönemi başlatmış bulunuyor. Hawaii'deki Keck Gözlemevi'nde bulunandev teleskop çiftine benzer teleskopların yeni tekniklerle birlikte kullanımı yoluyla, gökbilimciler şu sıralarda genç yıldızları çevreleyen diskleri ve içindeki maddeleri yoğun biçimde inceliyorlar. Temel amaçsa, bizimkine benzer başka güneş sistemlerinin de varolup olmadığını anlamamızı sağlayacak ve belki de olgunlaştıklarında üzerlerinde yaşam barındırabilecek bebek gezegenleri bulmak. Toz, optik gökbilimde sakıncalar doğursa da, kızılötesi ve radyo dalgaboylarında incelendiğinde oldukça ilginç sonuçlar verebiliyor. Şu sıralar, birçok gökbilimcinin yapmaya çalıştığı şey de bu durumdan olabildiğince yararlanarak, Güneş-dışı bir gezegeni görüntüleme yarışında ipi göğüslemek. Araştırmacıların tozdan bir başka beklentileri de, bulgularının Güneş Sistemi'nin oluşumundaki sırlara ışık tutması.

Metal Oranları

Güneş'imize benzeyen görece yakın 754 yıldızla yapılan çok yeni bir çalışma, bir yıldızda ne kadar çok metal varsa, yıldızın gezegene sahip olma olasılığının da o kadar çok olduğunu göstermiş bulunuyor. (Gökbilim dilinde "metal" tanımı, hidrojen ve helyum dışındaki tüm elementleri kapsıyor. Ama kolaylık olsun diye gökbilimciler, yıldızlardaki metal oranlarını karşılaştırırken, Güneş'teki demir oranını temel alıyorlar.) Çalışmayı yürütenlerden Debra Fischer (California Üniversitesi, Berkeley), ağır metallerce zengin yıldızların gezegen barındırma şanslarının, metal oranı düşük

gezegenlere göre 5 kat fazla olduğunu söylüyor. Bulgularsa, metalce zengin yıldızlardan % 20'sinin, gezegenleri olduğu yönünde.

Metal İçeriği	Gezegene Sahip Olma Olasılığı
Güneş'teki kadar	% 5-10
Güneş'tekinin 3 katı	% 20
Güneş'tekinin 1/3' ü	% 3
Güneş'tekinin 1/3'ünden az	0 ya da çok az

Bu, oldukça yüksek bir oran. Metaller bir anlamda, gezegen oluşturma potansiyeline sahip çekirdekler. Helyumdan ağır elementler yıldızın içinde füzyon tepkimeleriyle oluşturulup, süpernova patlamalarıyla da yıldızlararası ortama salınıyorlar. Dolayısıyla gökadamızın erken evrelerinde çok az olan metallerin miktarı, zaman içinde artıyor ve birbirini izleyen her bir yıldız nesli, bir öncekine göre bu elementlerce daha zengin hale geliyor. Bu, gezegen oluşturma olasılığının da artması demek. Sonuçta, yeni oluşan yıldızların gezegen doğurma olasılıkları, geçmiş nesillere göre daha fazla.

Sonuç

Yeni keşfedilen dünyaların listesi uzadıkça, gökbilimciler gezegenleri dört ana sınıfa ayırıyorlar. Bunlar arasında belki de en dikkat çeken kategoride "sıcak Jüpiterler" adı verilenler bulunuyor. 1995'te, Güneş benzeri bir yıldız çevresindeki ilk gezegen keşfedildi. Sıcak Jüpiterler, üç günden bir haftaya kadar olan çok kısa yörünge periyotlarıyla diğerlerinden ayrılıyorlar. Tipik bir sıcak Jüpiter'in yıldızı çevresindeki yörüngesi, kabaca Dünya'nın Güneş'e olan uzaklığının 1/20'si kadar. Sonuç olarak, bunlar kor halindeki kömür kadar (yaklaşık 1200°C) sıcak. Küçük yörüngeleri, uzun mevsimlere yol açıp gezegenlerin bir yarıkürelerinin, yörüngesinde dolandıkları yıldızla sürkli yüz yüze kalmasına neden olur. Bu zaman dönemleri ya da mevsimler, aynı zamanda yörüngelerin neredeyse kusursuz daireler şeklinde olmasına yol açar. Bu gezegenler, tıpkı Jüpiter'inkine benzer kütlelere sahip. Bölgemizdeki Güneş benzeri yıldızların yaklaşık %1'inin yörüngesinde, bir sıcak Jüpiter dolanıyor olabilir. İkinci ve en çok üyeye sahip kategori, eliptik yörüngelerde dolanan devlerden

oluşuyor. Bu sınıfın 90 üyesi, oldukça ağır gezegenler. Periyodu 10 günden 1000 güne değişen yörüngeleriyse genellikle eliptik. Güneş benzeri yıldızların yaklaşık %7'sinin çevresinde eliptik yörüngeli devler dolanıyor gibi. Bu da, yalnızca Samanyolu'nda bu gezegenlerin milyarlarcasının olması gerektiğini gösteriyor. Bu devlerin uzun yörüngeleri, geçmişlerinde bir felaket yaşadıklarının ipuçlarını da veriyorlar. Birçoğu büyük olasılıkla, kararlı yörüngelerin yerlerini gezegen çarpışmalarına ya da sistemden atılmalara, bozulmuş, elipsleşmiş yörüngelere bıraktığı çetin, fırtınalı ortamların ayakta kalabilmiş kazazedeleri. Güneş Sistemimize benzeyen son iki sınıfta, hemen hemen dairesel ve uzun periyotlu Jüpiter ve Satürn gibi alışılmış dev gaz gezegenlerini içeriyor. 47 Ursae Majoris'in iki gezegeni ve 55 Cancri'nin yörüngesindeki en dış gezegen de bu sınıfta. Dördüncü grupsa Güneş Sistemimizdeki Merkür, Venüs, Dünya ve Mars gibi karasal gezegenleri ve PSR 1257+12 nötron yıldızının yörüngesindeki üç gezegen gibi küçük kütleli kayaç gezegenleri içeriyor.

Kaynaklar

[1] www.exoplanets.eu
[2] Tytell, D. "Growing Up in a Rough Neighborhood" Sky and Telescope, Nisan 2003
[3] http://www.space.com/scienceastronomy/planet_formation_010810-1.html
[4] http://www.space.com/scienceastronomy/astronomy/jupiter_typical_020128.html
[5] Jayawardhana, R. "Planets in Production: Making New Worlds"Sky and Telescope, Nisan 2003
[6] "Vital signs of life on distant worlds" ESA Basın Bülteni, 16 Ocak 2003

XY LEO ÖRTEN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

Berahitdin ALBAYRAK[1], Selim Osman SELAM[1], Günseli ERDOĞAN[1,2,3], T. Deniz ÇAKIR[1,4], Yücel KILIÇ[1,2,5], Muhammed Şemuni[1,2,6]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara

[2]ASART(Astronomi Araştırma Topluluğu)

[3]e-posta: gunseli85@gmail.com

[4]e-posta:tdenizcakir@gmail.com

[5]e-posta: professoryk@gmail.com

[6]e-posta: v.a.m.p.i.r@hotmail.com

Özet

Bu çalışmada W-türü bir W UMa olan XY Leo' nun dönem analizi yapılmıştır. Analiz için sistemin önceki minimum zamanları literatürden toplanmış ve bunlar Ankara Üniversitesi Gözlemevi' nde yaptığımız gözlemler sonucu elde ettiğimiz yeni minimum zamanları ile beraber analiz edilmiştir. Analiz sonucu sistemin dönem değişim karakteristiği belirlenmiş ve buna neden olabilecek mekanizmalar tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *dönem değişimi, örten çift yıldız, xy leo, o-c, analiz*

ITSD: SSP TÜRÜ FOTOELEKTRİK FOTOMETRELER İÇİN YAZILAN YENİ BİR GÖZLEM PROGRAMI

Şeyda ŞEN, İlker AYDEMİR, Tuba İKİZ, Doğa TORPİL, Hasan Ali DAL, Serdar EVREN

Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,35100 Bornıova-İZMİR
ali.dal@ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

Özet: Bu çalışmada, *Optec, Inc.* tarafından geliştirilen SSP (*Solid-State Photometer*) türü fotoelektrik fotometreler için "*SSP-5 Generation 2"* temel alınarak tasarlanan ITSD (**I**nternational **T**elescope **S**oftware **D**evelopment) gözlem porgramının birinci sürümü olan Version 1.0 sunulacaktır. ITSD V1.0, teknik özellikleri ve gözlem anında gözlemcilere sunduğu kolaylıklar bakımından diğer yazılımlara göre oldukça gelişmiş bir yazılımdır. ITSD V1.0'in arayüzü 3 ana bölümden oluşmaktadır. Birinci bölüm, gözlem sırasında sayısal veri akışının izlenebileceği ve program arayüzünün sol üst köşesine yerleştirilen 10 satırlık aktif bir ekrandan oluşmaktadır. Bu ekranda, gözlem sırasında alınan son 10 gözlem noktasına ilişkin yıldız adı, zaman, süzgeç, sayım, gain, poz süresi ve gözlemcinin girebileceği notlar izlenebilmektedir. Arayüzün sağ üst kısmına yerleştirilen ikinci bölümde ise, gözlemin akış şeklinin kontrol edilebileceği ve arayüzün üçüncü bölümü olan grafik ekrenına ait seçeneklere ilişkin hızlı kısayol tuşları yer almaktadır. Üçüncü bölüm, program arayüzünün alt kısmındadır. Bu bölümde, seçilen yıldız ve süzgeçlere göre tek tek veya birlikte olmak üzere gelen gözlem verisinden zamana karşılık sayım sayılarının noktalandiğı aktif bir grafik bölüm bulunmaktadır. Bu bölümde, istenilen her hangi bir süzgeçte istenilen yıldızlar arasında delta m parlaklığı da zamana karşılık noktalanabilmektedir. ITSD V1.0'da, SSP türü fotometrelerin teknik özelliklerinin doğrultusunda, 10 milisaniye ile 65 saniye aralığında istenilen uzunlukta poz

süreleri seçilebilmektedir. Gain olarak 1, 10 ve 100 seçenekleri sunmaktadır. Gözlemci tarafından seçilecek olan yerel zaman dilimine göre gözlem verisini GMT olarak kaydetmektedir. Genel bir gözlem akışı (yıldızlar, süzgeçler, poz süreleri ve kaçar nokta alınacağı vb.) gözlem başlangıcında belirlenebileceği gibi, "Manual Mod" seçeneğiyle gözlem sırasında bu akış değiştirilebilmektedir. Alınan her bir gözlem verisinden sonra program veriyi otamatik olarak kayıt etmektedir. Böylece anlık güç kesintisi ve benzeri olaylarla gözlem bilgisayarı veya fotometre tamamen kapansa bile gözlem verisinde bir kayıp olmamaktadır. Gözlem sonrası, veri "Excel" veya "text" dosyası olarak alınabilmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Gözlemevi teknolojisi – yazılım, gözlem programı*

Abstract: The first version of the ITSD (**I**nternational **T**elescope **S**oftware **D**evelopment) Observation Software is presented. Basing on the "*SSP-5 Generation 2"*, ITSD V1.0 is composed for SSP (*Solid-State Photometer*) photoelectric photometer developed by *Optec, Inc.* With its technical and usefull properties the ITSD V1.0 is a well developed software among the others. The interface of the ITSD V1.0 has three parts screen. The first part located on the upper – left side of the interface is an interactive 10 rows screen, on which digital data flowing can be tracking during the observation. For the last 10 data points some parameters like star names, times, filters, counts, gains, exposure times and observer coments can be seen on this part of the interface. The second part located on the upper – right side of the interface includes a few shortcut keys, which control the continuing of the observation and abaout the options of the graphics on the third part of the interface. The third part is located below of the interface. On this screen, there is an interactive graphic, which demonstrate the data of the all stars or the selected one in the selected filters versus time. In addition, on this active graphic, the differential magnitudes of the chosen any two stars can be shown for wanted any filter. Within the frame of the technical properties of SSP generation photoelectric photometer, any exposure time between 10 milliseconds and 65 seconds can be chosen in the ITSD V1.0. The program has 1, 10 and 100

values as a gain. Acording to time zone selected by observer the time obsevation is saved as UT. A general observation order (stars, filters, exposure times, and how many points for each ones) can be set, and if wanted, this order can be changed with "Manual Mod" during the observation. The program automatically saves the data after each data came. And so, any loss in tha data is not exist even if computer or photometer is shut down due to any the power supply problems. In the end of the observation, the data can be file of "Excel" or "text".

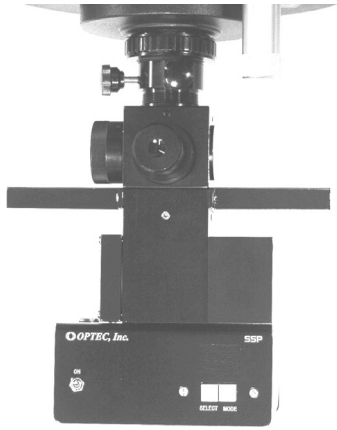
Key Words: *Observatory technology – software, observation program*

1. Giriş

Bu çalışmada, SSP (*Solid-State Photometer*) türü fotoelektrik fotometreler için tasarlanan ITSD (**I**nternational **T**elescope **S**oftware **D**evelopment) gözlem porgramının birinci sürümü olan Version 1.0 sunulacaktır. ITSD V1.0, Şekil 1'de bir örneği görülen "*SSP-5 Generation 2"* temel alınarak geliştirilmiştir.

1.1 SSP5 Generetion 2

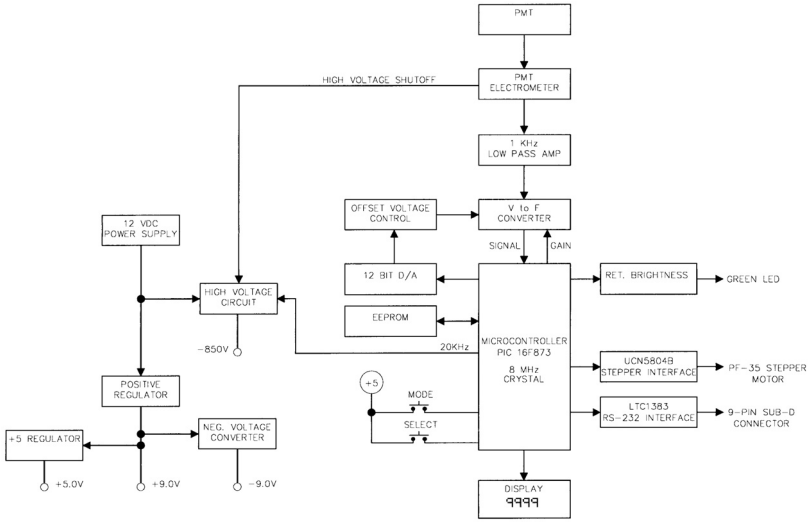
Bilindiği gibi *"SSP-5 Generation 2" Optec, Inc.* tarafından geliştirilen ve temelde SSP3'e oldukça benzer bir fotometredir. *SSP-5 Generation 2*, daha duyarlı bir fotokatlandırıcıya sihiptir ve komutlara daha hızlı cevap verecek şekilde düzenlenmiştir. Ancak biçok yönden SSP3 ile aynı özellikleri taşımaktadır. *SSP-5 Generation 2*, kullanılan yeni fotokatlandırıcıyla daha sönük cisimlerin gözlemine olanak sağlamaktadır. 1 ms gibi bir zamanda komutlara hızlı cevaplama yeteneği ile ölü zaman değeri düşmüş ve hızlı değişim gösteren cisimlerin gözlemine olanak sağlanmıştır (Werff, 2008).



Şekil 1: SSP-5 Generation 2'nin genel görünüşü.

R6350 PMT özelliğiyle *SSP-5 Generation 2*, orjinal 1P21 fotokatlandırıcı tüpe benzer olarak S-5 tepki yeteneği sergilemektedir. Ayrıca sönük kaynaklarda yüksek ışık duyarlılığı göstermekte ve Johnson UBVR filtreleri için kırmızı kanatta duyarlılığı arttıracak şekilde 830 nm'ye kadar genişlemiş bir duyarlılık eğrisine sahiptir. Her bir PMT, düşük gürültü oranıyla yana doğru 9 aşamalı olarak 0.5 inch çapındaki yuva içinde yer almaktadır. Yüksek ışık duyarlılığına sihip olan fotometre, Ay veya çok parlak bir yıldızın ışığı PMT üzerine düşürüldüğünde, içeride oluşacak olan yüksek elektrik akımının sisteme zarar vermemesi için koruyucu bir devreye sahiptir. Örneğin, 11 inch çapındaki bir teleskop ile 2^{m}'den bir yıldızn ışığı toplanıp PMT üzerine düşürülürse, sistemde yüksek elektrik akımı oluşacaktır ve bu koruyucu devre içerideki akımı önlemek için sistemi birkaç milisaniyede kapatacaktır. Bu durumda, fotometre baştan tekrar açılmalıdır (Werff, 2008).

SSP-5 Generation 2, yüksek ışık dıyarlılığının yanında üzerine düşecek yüksek ışığa ve fiziksel darbelere karşın en az SSP3 kadar dayanıklı bir yapıya sahiptir. *SSP-5 Generation 2*'nin ışık ölçüm sisteminin tam şeması Şekil 1'de görülmektedir (Werff, 2008).



Şekil 2: SSP-5 Generation 2'nin ışık ölçüm elektroniğinin tam şeması.

SSP-5 Generation 2, filtre kızağının hareketleri Noppon model PF35 stepper motor ve onu kontrol eden bir program aracılığıyla kontrol altında tutulabilmetedir. Fotometrenin her açılışında öncelikle filtre kızağı, kızak butonları filtre yuvasından çıkana kadar yeteri adımda (*"step motion"*) hareket edecek ve böylece *"HOMED"* olarak tanımlanan birincil konumuna gelmiş olacaktır. Bu hareket, filtre hareketleri bilgisayar üzerinden bir programla kontrol edileceği zaman önemlidir. Gözlem yapılmak istenilen filtre seçileceği zaman, *"HOMED"* konumunda kızağın kaç adım götürülürse istenen filtreye geleceği bellidir. Her bir filtre için kızağın 33 adım ilerletilmesi gerekmektedir. Kızak, 33 adım aralıklı 5 filtre konumuna sahiptir. *SSP-5 Generation 2*'nun sahip olduğu Noppon model PF35 stepper motor, belirli bir filtreden bir sonrakine gidecek şekilde filtre kızağını 33 adım götürmesi yaklaşık 0.5 saniyelik zaman almaktadır. Bunun anlamı, fotometrenin hiç bir aksama olmaksızın bir filtreden diğerine geçmesi yaklaşık 0.5 saniye alması anlamına gelmektedir.

1.2 SSP İçin Yazılım Komut Seti

SSP türü fotometrelerde filtre hareketleri, poz süresi, gain, art arda sayım sayısı ve tekrarların bir program yardımıyla kontrolü için SSP fotometrelerinda tanımlı belirli komutlara ihtiyaç vardır. Bu komutlar ve görevleri/anlamları sıkaca şöyledir (Werff, 2008):

n, herhangi bir tam sayı ($0 \leq n \leq 9$); *x*, herhangi bir karakter; *LF*, satır besleme karakteri (onluk tabanda 10, onaltılık tabanda A); *CR*, satır başına dönüş karakteri (onluk tabanda 13, onaltılık tabanda D); *"!"*, ünlem-kontrol karakteri (onluk tabanda 33, onaltılık tabanda 21). Bunlar kontrol ve bilgi komutlarıdır.

SSMODE, program manual modda ise serial moda geçmesini sağlar ve yalnız serial mod komutlarının çalışmasını sağlar, eğer fotometre serial modda ise "!" LF CR komutlarını göndererek programa bulunduğu mod hakkında bilgi iletir.

SGAINn, fotometrenin katlandırıcı düzeyini tanımlar. *n*, 1, 2 ve 3değerlerini alır. n = 1 ise kazanç (gain) = 1 dir. n = 2 ise kazanç (gain) = 10 dur. n = 3 ise kazanç (gain) = 100 dür.

SInnnn, poz süresini belirler. Poz süresi, milisaniye (1 milisaniye, 0.01 saniyedir) mertebesinde bildirilir. *nnnn*, milisaniye mertebesinde istenilen süreyi belirler.

SCOUNT, istenilen kazanç ve poz süresinde sayımı başlatır. Fotometre, *C=nnnnn LF CR* komutuyla sayım sayısını programa bildirir. Burada *nnnnn* sayım sayısıdır ve 0 ile 65535 arasında değişir.

SMnnnn, istenilen kazanç ve poz süresinde hızlı okuma çevrimini başlatır. Burada *nnnn*, sayımın art arda kaç kez alınacağını bildirir. Ve bu değer 0 ile 9999 arasında değişir. Fotometre her sayımdan sonra programa, *nnnn LF CR* komutunu gönderir. Bu komutta *nnnn* kaçıncı sayımın alındığını bildirir. Hızlı sayım, *SS* komutuyla durdurulabilir. Fotometre cevap olarak *"!" LF CR* komutunu gönderir.

sFILTn komutu, fotometreye hangi filtreye geçmesi gerektiğini bildirir. Burada *n*, filtreyi tanımlar ve 1 ile 6 arasında tam sayı değerleri alır. Fotometre istenilen filtreye geçince, programa *"!" LF CR* komutunu gönderir.

SHOMEx komutu, filtre kızağı yuvada nerede olursa olsun 1 nolu pozisyona gelmesini sağlar. Fotometre, kızak istenilen konuma geçince, programa *"!" LF CR* komutunu gönderir.

SENDxx, fotometrenin serial moddan manual moda geçişini sağlar. Fotometre, serial moddan çıkmadan önce programa *"END" LF CR* komutunu gönderir.

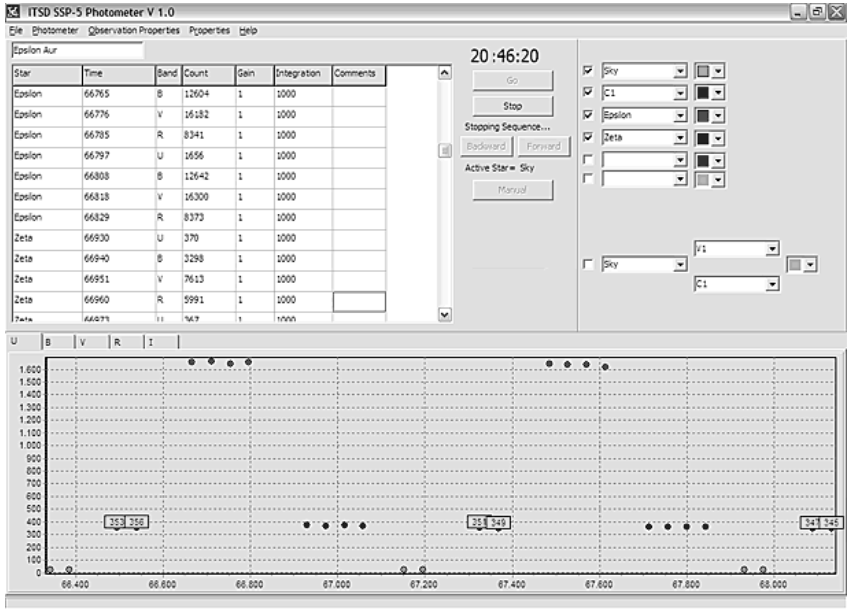
Fotometre, karşılaştığı herhangi bir problem sırasında programı bilgilendirmek amacıyla aşağıdaki *hata komutunu* iletir:

"ER=2" LF CR, gözlemi yapılan cismin parlaklığı çok büyük olduğunda oluşacak yüksek voltajla sistemin zarar görmemesi için işlemin durdurulduğunu bildirir.

Şekil 2'den de görüleceği üzere, *"serial port"* ile tüm bilgisayarlara kolaylıkla adapte edilebilecek bir düzenlemeye sahiptir. Fotometreye, seri port üzerinden bağlantı kurmak için öncelikle *"baud"* 19.2K ve *"parity"* "NO" olmalıdır.

2. ITSD (International Telescope Software Development)

Fotometreyi geliştiren *Optec, Inc.* firması, fotometrenin bilgisayardan kontrol edilebilmesi için *"QDATA"* adını verdikleri bir program hazırlamışlardır. Ancak bu yazılım, gözlem sırasında gözlemcinin hareketlerini sınırlamakta ve sürekli olarak parametre seçilmesini gerektirmektedir.



Şekil 3: ITSD V1.0'nın ara yüzünün genel görüntüsü.

ITSD V1.0 sahip olduğu özellikler bakımından gözlem sırasında gözlemin gidişatına göre fotometreyi kolay ve hızlı kontrol sağlamaktadır. ITSD V1.0'nin fotometreyi kontrol eden komut dizini ve arayüzü Delphi'de (Savaş ve diğ., 2008) hazırlanmıştır. Ana

döngüler ve ana komut dizinlerinin her satırında fotometre üzerinde denemeler yapılmış ve gerektiğinde düzeltmelere gidilmiştir. ITSD V1.0'ın tüm deneme ve testleri, önce bilgisayar üzerinde tanımlı sanal bir fotometrede yapılmıştır. Komut ve döngülerin çalıştığından emin olunduğunda tüm deneme ve testler Aralık 2007 ile Nisan 2008 tarihleri arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 30 cm çaplı MEADE LX200 teleskobuna bağlı olan "SSP5a"da tekrarlanmıştır. Testlerin ortaya koyduğu aksaklık ve problemler giderilip tekrar deneme ve testler yapılmıştır. ITSD V1.0, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde Mayıs 2008'den bu yana 30 cm çaplı MEADE LX200 teleskobunun alıcısı olan "SSP5a"da aktif olarak kullanılmaktadır.

ITSD V1.0, 3 bölümden oluşan bir arayüze sahiptir. Bu arayüzün genel şekli, Şekil 3'de görülmektedir. Şekilden de görüleceği üzere, gözlem sırasında sayısal veri akışının izlenebileceği ve program arayüzünün sol üst köşesine yerleştirilen 10 satırlık aktif bir ekrandan oluşmaktadır. Bu ekranda, gözlem sırasında alınan son 10 gözlem noktasına ilişkin yıldız adı, zaman, süzgeç, sayım, gain, poz süresi ve gözlemcinin girebileceği notlar izlenebilmektedir. Gözlem sırasında, alınan hatalı veya yanlış veriler, bu bölümdeki satırlarda istenildiği gibi silinip temizlenebilir.

İkinci bölüm, sağ üstte bulunmaktadır. Bu bölümde ise, kontrol tuşları ve çeşitli seçenekler bulunmaktadır. Bu tuş ve seçenekler, gözlemin akış şeklinin kontrol edilebileceği ve arayüzün üçüncü bölümü olan grafik ekrenına ait seçeneklere ilişkin hızlı kısayol tuş ve seçenekleridir.

Üçüncü bölüm, program arayüzünün alt kısmındadır. Bu bölümde, seçilen yıldız ve süzgeçlere göre tek tek veya birlikte olmak üzere gelen gözlem verisinden zamana karşılık sayım sayılarının noktalandığı aktif bir grafik bölüm bulunmaktadır. Bu bölümde, istenilen her hangi bir süzgeçte istenilen yıldızlar arasında delta m parlaklığı da zamana karşılık noktalanabilmektedir. Bu arayüzün bu bölümde aktif bir ekrandır. Bu ekrandaki garfikte yaklaştırma, uzaklaştırma ve ileri veya geri hareket yapılabilmektedir.

ITSD V1.0'da, SSP türü fotometrelerin teknik özelliklerinin doğrultusunda, 10 milisaniye ile 65 saniye aralığında istenilen uzunlukta poz süreleri seçilebilmektedir. Kazanç *(Gain)* olarak 1, 10 ve 100 seçenekleri sunmaktadır. Gözlemci tarafından belirlenen yerel zaman dilimine göre gözlem verisini GMT olarak kaydetmektedir. Genel bir gözlem akışı (yıldızlar, süzgeçler, poz süreleri ve kaçar

nokta alınacağı vb.) gözlem başlangıcında belirlenebileceği gibi, *"Manual Mod"* seçeneğiyle gözlem sırasında bu akış değiştirilebilmektedir.

Gözlemin istenilen zamanında arayüzün ikinci bölümündeki, *"Manual"* tuşuna basılarak *"Manual Mod"*a geçilebilir. Bu moda geçildiğinde ekrana gelen bir pencere üzrinde istenilen tüm parametreler belirlenip istenilen sayıda sayım sayısı alınabilir. Bu mod, özellikle gözlem sırasında alınıcak hatalı noktaların tekrarlanması amacıyla ya da tekrar edilmesi sırasında kullanışlıdır.

Alınan her bir gözlem verisinden sonra program veriyi otamatik olarak kayıt etmektedir. Böylece anlık güç kesintisi ve benzeri olaylarla gözlem bilgisayarı veya fotometre tamamen kapansa bile gözlem verisinde bir kayıp olmamaktadır. Gözlem sonrası, veri "Excel" veya "text" dosyası olarak alınabilmektedir.

ITSD V1.0'nin kullanım klavuzu 'Help" menüsüne yerleştirilmiştir. Gözlem sırasında ihtiyaç duyulduğunda tek tuşa basarak, zaman kaybetmeden bu klavuza ulaşılabilir.

ITSD V1.0, gözlem sırasında gözlemcinin karşılaşabileceği birçok durum düşünelerek hazırlanmış, gözlemciye kolay ve esnek bir gözlem süreci sunan bir yazılımdır. Programın sonraki sürümlerinde, teleskop ve kubbelerin de kontrolunu sağlayacak ek seçenek ve arayüzlerin oluşturulması planlanmaktadır.

Programın kullanıcalarının öneri, istek ve şikayetlerini iletebilecekleri bir haberleşme ağı oluşturulmuştur. itsd.support@gmail.com mail adresine gönderilecek mailler bu ağda dağılacak ve en kısa zamanda teknik bilgi ve destek sağlanancaktır.

Teşekkür:
ITSD V1.0'ın yazılımı, geliştirme aşaması sürecinde Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin teknik olanaklarından yararlanılmasını sağlayan Uzman İbrahim GÜNDEMİR'e, değerli katkı ve önerinden dolayı Prof. Dr. Serdar EVREN ve Orkun ÖZDARCAN'a, sağladığı teknik bilgi için E.Ü. Elektrik-Elektronik Mühendisliği Bölümü öğretim üyesi Doç. Dr. Mutlu BOZTEPEY'e teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Werff, R. V., 2008, "SSP-5 Photomultiplier Tube Photometer (generation 2)", www.optecinc.com/.

Savaş, A., Aksakal, F., Kımırtı, G., 2008, "Delphi Türkiye", www.delphiturkiye.com/

ASTRONOMİDE YAYGIN ÖĞRENİM ARAYIŞLARI VE MEYVESİ BEYAZ CÜCE

H. Aziz KAYIHAN[3,6], Emir DEMİRCİ[2,6], Utku DEMİRHAN[1,6], Zeynep AVCI[1,6], Eda GÜZEL[2,6], Arzu Ş. YOLKOLU[3,6], Neşe KÖKLÜ[4,6], M. Hande TAMER[5,6], Onur ŞATIR[5,6], Orkun GÖKÇEOĞLU[5,6], R. Özgür ALTUN[5,6], Serkan YILDIZ[5,6], Burcu C. ÇOBAN[6], Ferhat F. ÖZEREN[3,6]

[1]*Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*
[2]*Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*
[3]*Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*
[4]*İstanbul Teknik Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Endüstri Mühendisliği Bölümü*
[5]*İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*
[6] *Beyaz Cüce,* beyazcuce@gokbilim.org.tr

Özet

Zamana, mekana ve herhangi bir öğreticiye bağlı kalmadan öğrenim anlamına gelen yaygın öğrenimin, astronomi alanında nasıl gerçekleştirilebileceğine dair düşünceler, her astronomun kafasını meşgul etmiştir. Farklı üniversitelerde öğrenim gören bizlerin de kafasını, farklı programlar, farklı anlayışlar ve bakış açıları altında eğitim alan öğrencilerin, bu bilgileri ve deneyimlerini nasıl paylaşabilecekleri kurcalıyordu. 2006 yılında gerçekleştirilen IV. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresinde bir araya gelen astronom adaylarının sohbetleri sırasında ortaya atılan fikirler, bilenin bildiği kadarını diğeri ile paylaşarak "öğreneceği" bir ortamın tohumlarını atmıştır. Bu bildiri, ortaya atılan fikir, düşünce ve yapılan bilgi paylaşımı sonucunda yeşeren tohumların meyvesi olan Beyaz Cüce çalışma grubunun hikayesidir.

Anahtar Kelimeler: *Yaygın öğrenim, Beyaz Cüce, Astronomi'de çalışma grupları*

Abstract

Executing Expansive Learning, which means learning without any schedule, place or intructor, has confused every astronomers' mind. For us, as the students of different universities and perspectives, it was confusing how to share our knowledge and experience. The astronomy students who met at the 4th National Astronomy Student Congress in 2006, started a solution based on share of knowledge and experience. This report tells us the story of Beyaz Cüce workgroup which created as a result of sharing the knowledge and ideas.

Keywords: *Expansive Learning, Beyaz Cüce, Workgroups on astronomy*

1. Giriş

"İnsan beyni o kadar muazzam bir bellek ki, sadece gördüğünü ve öğrendiği değil; işittiğini bile uygulamaya yeterli görür kendini."

Yukarıdaki deyiş aslında birçok şeyi bizim adımıza açıklamaya yeterli. Öğrenmenin, yeni bilgiler edinip bunları uygulamanın insana kazandırdığı deneyimler kesinlikle tartışılmaz bir olgudur.

Bu olguyu biraz irdeleyecek olursak, aslında her şeyin en başında, henüz anne karnında kendi çabalarımızla başladığı sonucuna varıyoruz. Yani içimizdeki merak -bizim tabirimizle öğrenme aşkı-, bizi bir öğrenme çabası içine sürüklüyor.

Peki, madem bu süreç içerisine içgüdüsel olarak itiliyoruz, nasıl gerçekleşiyor bu süreç, hangi aşamalarda tamamlanıyor.

2. Öğrenim ve Öğretim

Her şeyin basit bir merak dürtüsü ile başladığını söyleyebiliriz. Sonuç olarak, bu dürtüyü iki şekilde dizginleyebiliriz:

a) Dış bir kaynağa ihtiyaç duymadan kendimiz 'öğrenerek'
b) Tarafımıza öğretilerek.

Netice olarak küçükten başlıyoruz neyin yanlış, neyin doğru olduğunu "uygulayarak" öğrenmeye, ya da bazı doğru ve yanlışları uyarılarak, tarafımıza öğretilerek kısmen tecrübe etmeye...

Her insan için merak dürtüsünün doruğa ulaştığı dönemler 6 – 16 aylık olduğu dönemlerdir. İnsanlarda henüz "korku" denen

kavramın yerleşmediği bu dönemlerde her şeyi hiç çekinmeden öğrenmek ve tecrübe etmek isteriz. Bu noktada bir bebeği örnek olarak alabiliriz. Yaşlarımız itibari ile hepimiz sobalı evlerde büyüdük. Henüz emeklemeye başladığı dönemlerde birçok çocuğun ilk yaptığı şeylerdendir sobaya dokunmaya çalışmak. Kimimiz hiçbir şeye aldırış etmeden sobaya dokunur ve sobanın sıcak olduğunu ve dokunulduğunda insana zarar vereceğini bizzat tecrübe ederek öğrenir. Bir kısmımız ise uyarılarak aynı bilgiyi edinir ve sobaya asla dokunmaz.

Yukarıdaki örneklere baktığımızda kendisi öğrenen çocuğun, tarafına öğretilen çocuğa nazaran daha iyi tecrübe ettiğini, daha iyi bir deneyim kazandığını da söyleyebiliriz. Dolayısı ile bu örneklerden iki farklı olgu çıkarabiliyoruz:

- ➔ Öğretim
- ➔ Öğrenim

O halde birlikte bu iki olguyu tek tek ele alalım:

Bir öğretici aracılığı ile belirli bir mekânda, çeşitli zaman aralıkları ve zaman ve zamanlamalarla önceden kazanılmış tecrübeyi aktarma (teori) yoluyla yapılan öğretim, örgün öğretim olarak karşımıza çıkmaktadır.

Örgün öğretim ülkemizdeki her birey üzerinde zorunlu olarak 7 yaşında -isteğe bağlı olarak 5 yaşında- başlamaktadır. 8 yıl boyunca devam eden örgün öğretim süreci tamamlandıktan sonra bireyler tercihen örgün öğretime devam edebilmekte, örgün öğretime devam etmek istemeyen bireyler farklı metotlarla yapılan öğrenim veya öğretim süreçlerinden birinde devam etmektedir.

Ülkemizdeki bireyler üzerinde 5 yaşından itibaren eğitim sisteminin uygulanması ile başlayan örgün öğretim, ilerleyen yıllarda (bireylerin yaşları ilerledikçe) bireyin belli bir mekânda tutulamaması (iş, ailevi veya maddi engeller vb.) sebebiyle uzaktan örgün öğretim olarak da uygulanmaktadır. 8 yıllık zorunlu örgün öğretimin ardından bireylerin tercihlerinden biri olan uzaktan örgün öğretim, bireylere gerekli kaynaklar sağlanarak, o kaynaklara bağlı kalınarak öğrenmelerini istemektedir.

3. Yaygın Öğrenim

Bireylerin sekizinci yıldan sonra tercih edebilecekleri diğer bir metot, Yaygın Öğrenimdir. Tanım olarak 'Yaygın Öğrenim' olarak karşımıza çıkan, 'zamana, mekâna ve herhangi bir öğreticiye bağlı kalmadan, sadece pratik uygulamalarla tecrübe kazanımını hedefleyen öğrenim', insanoğlu için henüz anne karnındayken başlayan bir süreçtir.

Ülkemizde Yaygın Öğrenim kurumlarına ne yazık ki en erken 14 yaşında başlanabilmektedir. 8 yıllık zorunlu örgün öğretimin ardından bireyler, yaygın öğrenim yöntemleri ile kişinin kendini geliştirmesini amaçlayan Endüstri Meslek, Kız Meslek, Güzel Sanatlar liselerini, Teknik Liseleri veya Çıraklık eğitim merkezlerini tercih edebilmektedirler. Orta öğretim sürecini tamamlayan bu Yaygın Öğrenim programları, kişinin kendini geliştirmek istediği alana yönelik gerekli imkânları tanır ve alacağı teoriden çok, kendi başına gerçekleştireceği proje yöntemleri üzerinde durur.

Orta öğretim sürecinin ardından gelen Yüksek öğrenim boyunca da bazı okul ve programlarda Yaygın Öğrenim yöntemleri izlenmektedir. Bu programlardan, tam anlamıyla yaygın öğrenim metotlarına dayandığı için, 9 Eylül ve Pamukkale Üniversitesi Tıp Fakülteleri başı çekmektedir.

Söz konusu tıp fakültelerinde öğrencilere okula başladıkları günden itibaren terminoloji, İngilizce, tarih, Türk dili ve edebiyatı dersleri dışında teorik hiçbir ders verilmemektedir. Öğrenciler, 8 kişilik özel sınıflarda, üniversite hastanelerine daha önceki yıllarda çeşitli rahatsızlıklarla başvurmuş vakalardan yola çıkılarak hazırlanmış senaryolar üzerinden hastalığa bir hafta içerisinde teşhis koyup tedavi yöntemini önermektedirler. Bu süreç boyunca her sınıfın başında bulunan öğretmen, gruplara yanlışlarını söylemek ve yanlışları hakkında uyarmak dışında bir katkıda bulunmaz. Bu yaygın öğrenim süreci öğrencilere ilk sınıftan itibaren kadavra üzerinde çalışma, ameliyatlara katılma avantajı sağlamaktadır. Tıp fakültesinde ilk 3 yılını dolduran öğrencinin okulla ilişiği kesilir ve son 3 yılını tam zamanlı olarak hastanede çalışarak geçirir. Son 3 yılda okulla olan tek ilişiği haftalık tabii olduğu sınavlardır.

Yaygın öğrenimin en iyi kıyaslamasını yapabileceğimiz bu örneğe baktığımızda, tıp eğitimini örgün öğretim yöntemleri ile alan öğrencilerin, yaygın öğrenimle alan öğrencilere göre mesleğe çok daha geç adapte olduğunu görebilmekteyiz.

Türkiye'de %100 olmasa da kısmi olarak yaygın öğrenim uygulayan diğer programlar ise Radyo – Sinema – TV, Güzel Sanatlar, Konservatuvar, Mimarlık ve Mühendislik programlarıdır.

4. Astronomi Alanında Yaygın Öğrenim Uygulamaları

Astronomi alanında ise yaygın öğrenimin nasıl uygulanabileceğine dair düşünceler her astronomun kafasını meşgul etmiştir. Türkiye'de yaygın öğrenimin astronomi üzerine uygulanabilirliğine baktığımızda, karşımıza bir takım engeller çıkmaktadır. Bu engellerden birisi de üniversitelerde uygulanan farklı program ve bakış açıları olagelmiştir.

Türkiye'de Astronomi ve Uzay Bilimleri programına sahip 4 üniversitenin 4 yıllık öğretim planlarına göz attığımızda karşımıza şu tablo çıkmaktadır:

Ders	Ege	Erciyes	Ankara	İstanbul
	Tipi - Kredi - Dönem	Tipi - Kredi - Dönem	Tipi - Kredi - Dönem	Tipi - Kredi - Dönem
Pratik Astronomi	Z – 4 – 1	S – 3 – 8	Z – 3 - 8	---
Gözlem Araçları	S – 3 – 5	S – 3 – 6	Z – 3 - 3	Z – 3 – 8

Bu tablo sadece örnek olarak alınmış iki dersi listelese de, bu örneklere benzer durumlar çokça mevcut.

Farklı programlardan kastettiğimiz engeli yukarıda örneklemişken, bir de farklı bakış açıları kısmına değinebiliriz.

Türkiye'deki Astronomi bölümlerine göz attığımızda hepsinin genel olarak farklı konular üzerine eğilimde olduğunu görüyoruz. Bu konuda başı Radyo Astronomi le Erciyes Üniversitesi AUBB çekmektedir. Bu bağlamda düşünüldüğünde öğrencilerde kendi bölümlerinde ağırlıklı olarak çalışılan konulara yönelmektedir. Öğrencilerin bu farklı yönelimleri ise öğrenciler arasında alansal bir fark yaratmakta ve farklı deneyimler oluşturmaktadır.

Farklı üniversitelerde öğrenim gören biz astronom adaylarının kafalarını da, farklı programlar, farklı anlayışlar ve bakış açıları altında eğitim alan öğrencilerin, bu bilgileri ve deneyimlerini nasıl paylaşabilecekleri kurcalıyordu.

Birbirimizin sahip olduğu deneyimi paylaşmak adına atılan en önemli adımlardan biri, üniversitelerde kurduğumuz astronomi kulüpleri olmuştur.

Üniversite kulüpleri, öğrencilerin kazandıkları deneyimi, **tamamen** kendilerine ait bir ortamda birbirleri ile paylaşmalarını sağlamaktadır. Öğrenci kulüpleri de yönlendirmeye ihtiyaç duyacağı için, öğrencileri yönlendirmek üzere, yine öğrencilerin belirlediği Kulüp Danışmanları bulunmaktadır. Kulüp danışmanlarının görevi ise öğrencilerini her türlü çalışmalarında desteklemek, akademik sıkıntılarda yardım sağlamak, kısacası temel amaçlı olarak yönlendirme sağlamaktır.

Üniversite kulüplerinin yaygın öğrenimi geliştirmek adına, kulüp içinde eğitimler düzenlemek, üniversite ve belki şehir çapında seminerler düzenlemek gibi imkânları bulunmaktadır. Kulüplerin bu ve buna benzer birçok imkânını sayabiliriz. Fakat bu imkânlar yanında üniversite kulüplerinin çok büyük bir imkânsızlığı bulunmaktadır. Üniversite kulüplerinin üniversitelerin yönetmeliği gereği üniversite dışında faaliyet gerçekleştirememeleri, farklı üniversitelerden öğrencileri ve meraklıları aralarına dâhil edememeleri gibi sıkıntıları vardır. Bu konuda en ciddi örneği İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Amatör Astronomlar Kulübü'nde görebilmekteyiz. Adından da anlaşılabileceği gibi, İÜFFAAK, bırakın üniversite dışını, Fen fakültesi dışındaki İstanbul Üniversitesi öğrencilerini dahi kendi bünyelerine kazandıramamaktadır.

Kulüplerin bu imkânsızlıkları sonucu, 2006 yılında gerçekleştirilen IV. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresinde bir araya gelen astronom adaylarının sohbetleri sırasında ortaya atılan fikirler, bilenin bildiği kadarını diğeri ile paylaşarak "öğreneceği" bir ortamın tohumlarını atmıştır.

5. Beyaz Cüce'nin Oluşturulması

Bu ortamın nasıl oluşturulabileceği konusu mevz-u bahis olduğunda, ortaya atılan çeşitli fikirler çerçevesinde bir yaygın öğrenim ağı oluşturulmaya çalışıldı. Netice olarak 3 ana başlık altında bir ağ kuruldu. Bu başlıkları sırasıyla yaygın öğrenim ağına uygunluğu açısından değerlendirelim.

5.1. Eğitim Kampları

Bir astronomi laboratuvarının içinde yaşadığımız düşünüldüğünde astronominin en iyi uygulama şeklinin de ışık kirliliğinden uzak yerlerde kamp yapmak olduğu söylenebilir. Bu yüzden astronomide yaygın öğrenimin uygulanabileceği en iyi ortamların kamplar olduğuna karar verdik. Kamplar, bize, hem geceleri gözlem yapmak için uygun bir ortamı, hem de gündüzleri çalışma ortamını aynı verebiliyordu. Buna 1998 yılından beri her yıl düzenlenen Gökyüzü Gözlem Şenliklerini örnek gösterebiliriz.

5.2. Çalışma Ortamı

Kafamızda düşündüklerimizi uygulayabilmek için kurduğumuz kamplarda ve yaptığımız toplantılarda çalışma ortamını çok iyi korumamız gerekliydi. Burada çalışma ortamından kastımız, çalışılacak bir ortam değil, çalışma sürecindeki yoğunluk ve çalışma azmi. Yaygın öğrenimi uygulamanın en önemli yollarından biri çalışma azmini sürekli olarak koruyabilmek. Bu azim ve yoğunluk çerçevesindeki çalışma ortamının kaybedilmesi demek, bu öğrenim sürecinin sona ermesi demek olurdu.

5.3. Kaynak Kullanımı

Toplantı (kamp) düzenini ve çalışma ortamını oluşturabildikten sonra geriye kalan son şey kaynak kullanımı oldu. İşte bu noktada yapmak istediğimiz kaynak olarak birbirimizi kullanmaktı. Yani bilenin bildiği kadarını diğeri ile paylaşması... Akıl, akıldan üstündür deyiminden de kaynak kullanımına örnek olarak bahsedebiliriz. Bölüm program ve planlarından bahsederken aktardığımız gibi,

hepimizin farklı deneyimlere ve bilgi düzeylerine sahip olması birbirimizin bilgisini sömürmemiz gerektiğini gösteriyordu. Yani kaynak kullanımı olarak seçtiğimiz yöntem ise Bilgi sömürüsü oldu. Nihayetinde bilgi paylaşıldıkça güzel değil midir?

6. Toplantı ve Uygulama Güncesi

Yukarıdaki 3 Madde 1 Eylül 2006 tarihinde Beyaz Cüce denen kavramı ortaya çıkardı. Sadece astronomlardan oluşmayan, aramızdaki arkadaşlık bağının bizi bir arada tuttuğu bir topluluk... Bu şekilde yola koyulduk. Peki, bu temelleri attık ancak uygulamasını nasıl yaptık? Yukarıda saydığımız 3 madde gerçekten de bahsettiğimiz gibi bizi istediğimiz noktaya taşıyabildi mi? Zaman zaman tahminimiz dışında süreçlerle karşılaştık, yanlış kararlar aldık... Uzunca bir süreç sonunda yukarıdaki 3 maddenin sabit olarak korunmasını nasıl sağladığımıza beraber göz atalım.

6.1. Beyaz Cüce Toplantı #2

2006 Kongreden sonraki ilk toplantı olarak 26-29 Ekim Tarihlerinde Ege'nin doruğuna gitmeye karar verdik ve yaklaşık 2500 metreye, Denizli'de Honaz Dağı Milli parkına gittik.

3 gün 2 gece Honaz dağında yaptığımız kamptan sonra Denizli merkeze inip 1 gece 1 gün daha orada konakladık. Belirlediğimiz Çalışma Ortamı, Kamp Düzeni ve Kaynak kullanımı mükemmel bir şekilde uygulamaya geçirebildik. Bunlar dışında fark ettiğimiz bazı noktalar oldu. Kongrede ilk toplantıyı yaptığımız 12 kişiden 4'ü Denizli'de yoktu. İlk toplantıdan da farklı 2 kişi yanımızdaydı. Bu toplantı sonuç olarak bize başlangıçta belirlediğimiz 3 madde çerçevesinde istediklerimizi gerçekleştirebileceğimizi gösterdi. Bunun yanında kurduğumuz bu 10 kişilik kadro ile yolumuza devam edeceğimize inandık.

6.2. Beyaz Cüce Toplantı #3

Denizli'de ki toplantıdan sonra tekrar bir toplantı yapabilmemiz biraz sancılı olmuştu. Denizli'de yanlış düşündüğümüz

bir nokta vardı: “Bu 10 kişilik kadro bundan sonra bu işi beraberce yürütecek”. Evet, işleri beraberce yürütebilirdik lakin bu tam kadro toplanmamız gerektiği anlamına gelmiyordu. Kafamızdaki bu yanlış olguyu çıkardıktan sonra Şubat 2007'de İstanbul’da toplandık

İstanbul'da ki toplantımızın da bize gösterdiği bazı eksilerimiz vardı. Birbirimizin yönlendirmesi ile ilerliyorduk lakin bu ilerleme ancak belli bir yere kadar olabilirdi. Bu sebeple bizden daha çok tecrübeye sahip, bizi daha doğru ve profesyonelce yönlendirebilecek, yanlışlarımızı belirtebilecek birilerine ihtiyacımız vardı. Bu bağlamda İstanbul toplantısında attığımız en önemli adım, Ferhat Fikri Özeren'i, aramıza katılmak ve bizi yönlendirmek üzere Beyaz Cüce'ye davet etmek oldu.

6.3. Beyaz Cüce Toplantı #4

Ferhat hocamızın aramıza katılması ile bu sefer adresimiz Erciyes Üniversitesi AUBB oldu. Diğer toplantılardan farklı olan iki unsur vardı bu toplantıda: Daha emin adımlarla, daha yönlendirilerek çalışmaya başladık ve en kalabalık toplantımız yine, yeni arkadaşların aramıza katılımı ile Kayseri’de gerçekleşmiş oldu.

Sayımızın gitgide artması ve aramıza katılmak isteyen insanların çoğalması bazı soru işaretlerini gündeme getirmişti:

- Sayımız bir anda artarsa bocalayabilirdik.
- Gruba girmiş olmak için girebilecek insanlar bizi ilerletmenin aksine geri götürebilirdi.
- Uyguladığımız Yaygın öğrenim metodu belli bir sayının üstündeki kişilerde sorunlar yaratabilirdi.

Bu sorunları aşmak için bir nebze önlemler almamız gerektiğini düşündük. Sonuç olarak ise Beyaz Cüce'ye katılacak kişilerin, belirli bir süre bize katıldıktan sonra, Denizli kampına katılan çekirdek kadro tarafından onay alması gerektiğine karar verdik.

6.4. Beyaz Cüce Toplantı #9

Bazen yaptığımız yanlışları görmekte çok geç kalmasak da zaman zaman uzun süreçlerde fark edemediğimiz durumlar da oldu. 2007 Eylül sonunda İstanbul'da yaptığımız toplantı, şimdiye kadar yaptığımız yanlışları düzeltmek adına yapıldı. Beyaz Cüce'den ayrılan isimler oldu. Artık aramıza insanların doğal seçilimle girdiğini, gerçekten çalışmak isteyenlerin tutunabildiğini görmüş olduk. Başlangıçta da söylediğimiz gibi içimizdeki azim ve öğrenme aşkı bizi bu noktaya sürükledi.

6.5. Beyaz Cüce Toplantı #12

Bizim gibi Yaygın öğrenim metodu ile çalışan yurt dışında birçok grup ve topluluk bulunmakta. Eğer amacımız deneyimlerimizi paylaşmak ise Türkiye dışında yapılanlar ile ilgili deneyimlerimizi de paylaşmalıydık. Bunun için Avrupa'da bulunan bir veya birkaç astronomi topluluğu ile ortak bir çalışma yapmaya karar verdik. Şubat 2008'deki Tam ay tutulması sırasında gerçekleştirecek olan bir projeye iştirak ettik. Polonya'nın Almukantarat Astronomi Kulübü ve Makedonya'nın Üsküp Astronomi Topluluğu ile ortak gerçekleştirilen proje'de her grup birbirini ve yaptığı çalışmaları tanımış oldu. Sadece bir başlangıç olan bu proje grupların gelecekte gerçekleştirecekleri projelerin öncüsü olmuştu.

6.6. Beyaz Cüce Toplantı #17

Hep üstünde durduğumuz, Bilgi sömürüsü dediğimiz üzre, önümüze gelen hiçbir öğrenme fırsatını kaçırmamamız gerekiyordu. Bu bağlamda aramızdan 4 arkadaşımız İstanbul Kültür Üniversitesi'nde gerçekleştirilen Iraf ve Tayfsal İndirgeme Yaz Okulu'na katıldı. Aramızdan en kötü ihtimalle 1–2 kişinin yeni bir şeyler öğrenmesi, kısa vadede diğerlerinin de aynı bilgiye ulaşması demekti.

7. Kazanımlar

Bu süreç içerisinde birçok şey öğrendik, birçok şeyi tecrübe ettik. Fark ettiğimiz en önemli olgu şu oldu: Grup içerisinde bir veya birkaç arkadaşımız üzerine düşen işi yapamadığında, çalışmadığında veya çalışamadığında, "olmuyor, kimse kendi işini yapmıyor, yürümüyor" demek yerine, geriye kalanların daha çok çalışması gerektiğinin farkına vardık. Astronomi adına yola çıktık, fakat kabımıza sığamadık. Müzik ile uğraştık, besteler yaptık. Sahne sanatları ile uğraştık. Sonuç olarak sadece astronomiye yönelik çalışmaktan çok, her birimizin elinin yettiği, kendi adımıza profesyonelleştiğimiz diğer tüm dallarda etkinliklerde bulunduk.

Bu süreçte, yapmak istediğimiz birçok şey olduğu gibi, asla içinde bulunmak istemediğimiz süreçlerde oldu. Bunlardan en önemlisi, asla resmi bir isim ve çatı altına girmek istemeyişimizdi. Dernekleşmek istemedik. Resmi bir çatı ve/veya kimlik altına girmek, üstümüze gereksiz bir yük getireceği gibi asıl odaklanmamız gereken işlerden ve çalışmalardan bizi alıkoyacaktır.

8. Sonuç

En başından beri anlatmaya, aktarmaya çalıştığımız şey, bizim gibi öğrenme isteği dolu olan gençlere, yaygın öğrenimin astronomi alanında da uygulanabileceğini, bunun için içimizdeki istek ve azim dışında başka bir şeyi beklememiz gerekmediğini göstermek. Kimseye demiyoruz ki Beyaz Cüce süper, muhteşem. Her şeyin henüz başındayız. Lakin iki yıldır aldığımız ciddi yolun da farkındayız.

Bizi bu noktaya getiren temel, "Bilgi Sömürüsü" dediğimiz kavram. Gerek astronomi konusunda, gerekse elimizin yettiği her konuda bulduğumuz ve birimizin edindiği her bilgiyi sonuna kadar sömürmek, bilgiyi her zaman, hiçbir koşul gerektirmeden paylaşmak ve bu paylaşımın tadını çıkarmak.

Kaynaklar

[1] Medawar, P.B. , 1994 , 'Genç Bilimadamına Öğütler', TÜBİTAK

[2] http://astronomy.ege.edu.tr/

[3] http://fef.erciyes.edu.tr/bilesenler/Sayfa.aspx?menuid=21

[4] http://astronomy.science.ankara.edu.tr/

[5] http://www.istanbul.edu.tr/fen/astronomy/

10 - 18 YAŞ ARASI GENÇLER ARASINDA ASTRONOMİNİN YAYGINLAŞTIRILMASI ÜZERİNE PROJE VE YÖNTEMLER

H. Aziz KAYIHAN[1,2,3], Hülya MEMİŞ[1,2], Arzu Ş. YOLKOLU[1,2,3], Hüseyin KOÇER[1,2], Yadigar CAN[1,2]

[1]ASTER, Erciyes Üniversitesi Astronomi Kulübü
[2]bilgi@aster.web.tr
[3]Beyaz Cüce, beyazcuce@gokbilim.org.tr

Özet

Türkiye'de üniversite öncesi astronomi eğitimi son yıllarda, en başta üniversite kulüpleri sayesinde, gitgide gelişmiştir. Bu gelişme astronomi bölümlerine, bölümlerini severek seçmiş ve gelecekte astronominin geliştirilmesi üzerine planları olan bilinçli öğrenciler kazandırmaya başlamıştır. Kayseri'de ise Aster'in ilk ve orta öğretim kurumlarında yaptığı çalışmalar sadece yerel ile kalmayıp, ulusal anlamda kazanımlar sağlamıştır. Bu kazanımlardan en önemlileri Kayseri'de Hisarcıklıoğlu Fen Lisesi, Atatürk Çok Programlı Lisesi ve İstikbal Koleji, Denizli'de ise Nalan Kaynak Anadolu Lisesi ve Er-Bakır Fen Lisesi'dir. Aster'in birebir ilgilendiği, içinde yaşadıkları evreni anlama ve keşfetme isteği ile dolu olan bu gençler, sadece astronomi ile ilgili bilgi ufuklarını geliştirmekle kalmamış, şimdiden bilimsel gözlemlerde bulunma fırsatını yakalamışlardır.

Türkiye'nin çeşitli bölgelerinde yaşayan ve astronomiye gönül vermiş bu gençlerin içindeki isteği bir nebze olsun karşılayabilmek için, Mısır ve İtalya ile yapılan görüşmeler neticesinde, üç ülkenin 10-18 yaş arası gençlerinin iştirak edeceği ortak bir proje yapılmasına karar verilmiştir. Proje için Denizli, Kayseri, Kahramanmaraş, İzmir, İstanbul, Nevşehir, Sivas, Ankara ve Adana'dan seçilecek gençler, Uluslar arası bir projeye iştirak etme fırsatı bulacağı gibi, ufuklarını geliştirecek ve Türkiye'de astronominin 10-18 yaş arası gençler arasında daha popüler hale gelmesinde öncülük edeceklerdir.

Anahtar Kelimeler: *Astronomi eğitimi, Aster, Projeler, Liseler.*

Abstract

Astronomy education before universities has developed in these last years, firstly by university clubs, in Turkey. This development has gained succesful young professionals to the Astronomy departments. Aster's seminars and educations on high school and primary school students, has achieved a big success in not only local but also national. The most important ones are Hisarcıklıoğlu Scientific High School, Atatürk Multi-programmed High School and İstikbal Primary School in Kayser, Er-Bakır Scientific Hish School and Nalan Kaynak High School in Denizli. The students in these schools who are full of curiosity of exploring and understanding the universe they live in, are not settled with learning, they also started on scientific observations.

To cover the curiosity of these astronomy lovers around the country, we decided to make project with Egypt and Italy, with the students of these three countries at the age of 10 to 18. Participants for the project will be choosen from the cities Denizli, Kayseri, Kahramanmaraş, İzmir, İstanbul, Nevşehir, Sivas, Ankara and Adana. These students will have the chance to participate in an international project and they also will make the astronomy more reliable and popular in Turkey, between the teenager at the age of 10 to 18.

Keywords: *Astronomy education, Aster, Projects, High Schools.*

1. Giriş

Çoğu zaman birlikte tanık oldu cahillimizin ne denli olduğuna, en başta medyamız aracılığı ile. Belki de acı bir şekilde duyduk çoğu zaman şu haber başlıklarını:

“Plüto'nun gezegenlik sınıflamasından çıkarılası insanlar üzerinde nasıl bir etki yaratır?”

“Yine bir güneş tutulması, yeni bir deprem!”

"En parlak yıldız kutup yıldızıdır."

"Mars ağustos aynının 27'sinde dolunay kadar büyük görünecek."

Ülkemizde, üniversite öncesi eğitimde astronomi dersleri 'olmayışından' kaynaklanan bu acı tablo'nun önüne geçmek için çeşitli arayışlar içine giriştik.

2. Astronominin Tanıtılması

İlk hedef olarak astronominin çeşitli etkinlik ve seminerlerle gençler arasında yaygınlaştırılmalı. Bir insanın içinde gerçekten öğrenme isteği varsa, kendine yeni bir ufuk açıldıkça, o yoldan gidecek ve merakını gidermek isteyecektir. Bu bağlamda gençlere yönelik seminerler, konferanslar, küçük etkinlikler, animasyon ve film gösterimleri düzenlenebilir. Bu sayede astronomiye karşı bir merak uyandırılacak, önceden de astronomiye merakı olan gençler ise teşvik edilmiş olacaktır.

3. Astronominin Geliştirilmesi

2. maddede bahsettiğimiz ön etkinlikler aracılığı ile astronominin tanıtılmasının ardından, etkinlikler aracılığı ile astronomiyle tanışmış, temelini atmış gençleri bir sonraki adıma taşımalıyız. Eğer il girişimi yapar ve o noktada kalırsak, bu toparladığımız bütün kazanımı kaybetmemiz, astronomiye merak salan gençleri kafasında soru işaretleriyle yalnız bırakmamız anlamına gelecektir.

İlk adımını atmış, ve artık astronomiyi temel olarak tanıyan gençler için çeşitli eğitim programları ve projeler düzenlenebilir. Bu projeler çok temel amaçlı genel olarak gökyüzünü tanıtmak, bir amaç koyarak gökyüzü gözlemlerine teşvik etmek olmalıdır. Değişern yıldız gözlemciliği, krater zamanlaması, ay haritası oluşturulması gibi yaşlara göre düzenlenmiş çeşitli küçük projeler yürütülebilir. Bu sayede gençler bir adım daha ileriye gidip, yeni bir şeyler keşfetmiş, bir çalışmayı tamamlamış olmanın, astronomiye bir katkıda bulunmuş olmanın zevkini tadacaktır.

4. Astronominin Yaygınlaştırılması

Astronomi ile ilgili çeşitli projeler düzenler, seminerler aracılığı ile gençlere yakından tanıtırken, astronominin geniş kitlelerde yaygınlaştırılmasını hedefleyen yıldız partisi benzeri etkinlikler düzenleyebiliriz. Bu tarz etkinlikler astronomiyi aynı zamanda tanıttığı gibi, bir yandan da insanlara işin içine eğlence unsurunu da katarak astronominin tüm evrenin sahip olduğu herşey olduğunu bir parça anlatacaktır.

Bu tarz etkinliklere örnek göstermek gerekirse, ilk örnek olarak 2000 yılından beri her yıl 12 nisanda düzenlenen 'Yuri Gecesi Dünya Uzay Partisi'ni verebiliriz. Dünya'nın bir çok ülkesinde düzenlenen Yuri's Night etkinliği, etkinliği bir araç olarak kullanarak, insanları Astronomi'ye sevk etmeyi amaçlamaktadır.

Çeşitli önemli günleri bu tarz etkinliklerle süsleyip, etkinlikler sırasında konserler düzenlemek, çeşitli yarışmalar yapmak, bir sohbet ortamı yaratabilmek, çokdaha büyük bir yelpazeye hitap edecektir.

5. Astronominin Uygulanması

Türkiye'de bir gözlemevine veya teleskoba sahip okulların gün geçtikçe arttığı düşünülürse, öğrencilerin elindeki imkanları kullanarak astronomi üzerine çok daha ciddi projeler gerçekleştirebilmesi kaçınılmaz hale gelmektedir. Ancak yine İlk ve orta öğretimde verilen astronomi eğitiminin yetersiz olduğu düşünülürse, bu konuda öğrenciler daha sıkı teşvik edilmeli, çeşitli gözlem programları ve gözlem zamanları ayarlanmalı ve küçük gruplardaki öğrencilerle birlikte astronominin profesyonel olarak uygulanması üzerine eğitimler verilmelidir.

Konu astronominin uygulanmasına gelindiğinde yapılabilecek alternatifler daha da çok artmaktadır. O halde beraber bu alternatiflere de bir göz atalım.

5.1. Kırsal Kesimde Geniş Çaplı Yıldız Partileri

Işık kirliliğinden uzak bölgelerde düzenlenebilecek bir gözlem etkinliği, biraz daha profesyonele yönelik gerçekleştirildiğinde, astronomi anlamında temel bilgi birikimine yeteri kadar sahip insanlar için muazzam bir ortam haline gelmektedir. Kendini zaman içinde geliştiren gençler bu tarz etkinlikler aracılığı ile daha nereye kadar ilerleyebilecekleri konusunda yeterli bilgi birikimini yapma fırsatı bulacaklardır.

Gökyüzü Gözlem Şenliklerinde bu sene ilk defa uygulanan, ikinci hafta sadece eski katılımcılara yönelik olarak düzenlenen program bir parça bu tanıma tabi tutulabilir.

5.2. Gökbilim Kampları

Yıldız partilerinden farklı olarak, daha uzun zamanlara yayılan ve daha küçük bir kitleye hitap eden gökbilim kampları, katılımcılara daha uzun zamanda daha çok şey katmayı amaçlamaktadır. Avrupa'nın birçok yerinde uygulamasını görebileceğimiz gökbilim kampları, henüz üniversiteye başlamamış öğrencileri 1 ila 3 ay gibi süre zarflarında şehir ışıklarından uzak yerlerde tutarak gökyüzü ile iç içe olmalarını sağlamaktadır. Bu süre zarfı içerisinde öğrencilere sadece Astronomi değil, fizik, matematik gibi temel bilimler de verilmektedir.

5.3. Değişim Projeleri

Kendini yeteri kadar geliştirmiş gençler, belli bir noktadan sonra içlerindeki bu bilgi birikimini aktarma isteği içinde olacaklardır. Bu bilgi birikimini paylaşmanın en iyi yollarından birinin uluslar arası gençlik değişim projeleri olduğunu söyleyebiliriz.

Gençlik değişimleri aracılığı ile gençler yurtdışından kendileri gibi astronomiye meraklı bir çok kişi ile tanışabilir, bu kişilerle ortak çalışma fırsatı bulabilir ve uluslar arası platformda astronominin yaygınlaştırılması üzerine projeler yürütebilir.

Bu sayede bir yandan kendi bilgi birikimini aktarma fırsatı bulan gençler, bir yandan astronominin yaygınlaştırılması üzerine gerçekleştirilen projelerin sonsuz bir döngü ile devam etmesini sağlayacaktır.

6. Stardust Project

Yukarıda aktardığımız onca şeyi göz önünde bulundurarak, Türkiye'de gelişemkte olan çok büyük bir potansiyeli değerlendirmek üzere Mısır ve İtalya'daki arkadaşlarımızla çeşitli görüşmeler yaptık. Her ülkenin 10 – 18 yaş arası gençlerini kapsayacak ve uzaktan ortak yürütülecek bir proje gerçekleştirmeye karar verdik. Henüz net olan sadece bir iki ufak detay haricinde proje tamamı ile planlama aşmasında. Yukarıda saydığımız bir çok kriteri göz önünde bulundurarak gerçekleştireceğimiz Stardust projesi 10 – 18 yaş arası gençler arasından belirli kriterlere göre oluşturulacak takımlar için ayrı ayrı projelerden oluşacak.

7. Sonuç

Astronominin yaygınlaştırılması üzerine proje yöntemler sadece düşüncede bile çoğaltılabilir. Amaç içimizdeki bu aşkı yaymak ve paylaşmak, yeni yetişen nesillerin içindeki astronomi ve gökyüzü aşkına bir karşılık bulmak olduktan sonra imkansız gibi yargılanabilecek her şey gerçekleştirilebilir. Yeter ki gerçekten isteyelim ve ilk adımı atalım.

GÖKYÜZÜ FOTOĞRAFÇILIĞI GÜNEŞ TUTULMASI FOTOĞRAF ÇEKİMLERİ VE TUTULMA AVCILARI BELGESEL FİLMİ

Kubilay AKDEMİR[1]

[1]*Gölge Tanıtım Ajansı, Kıbrıs Şehitleri Cad. No 146/33, Alsancak, İzmir, kubilayakdemir@gmail.com*

Özet

Gökyüzünün tarifi imkansız anlarını fotoğraflama isteğiyle başlayan gökyüzü fotoğrafçılığı, beraberinde getirdiği heyecanlarla bir çok insanın vazgeçilmez tutkularında biri haline gelmiş durumda. Profesyonel gökyüzü fotoğrafçıları gelişmiş takip mekanizmasına sahip teleskoplarla yine gökcisimlerinin fotoğraflarını çekmek için özel olarak tasarlanmış CCD kameralar yardımıyla çeşitli fotoğraflar elde ederken, bu işle amatör olarak ilgilenen insanlar da kullanımı kolay ama poz süresi ayarlanabilen fotoğraf makineleriyle de önemli gök olaylarını pozlayarak amatör çalışmalara katkıda bulunabilmektedir. Bildiride, gökyüzü fotoğrafçılığına nasıl başladığım, gökyüzü fotoğrafçılığında neler dikkat edilmesi gerektiği , şimdiye kadar yapmış olduğum çalışmalarım ve yürüttüğüm projelerim anlatılmaktadır. 11 Ağustos 1999 Türkiye /Elazığ ve 4 Aralık 2002 Güney Afrika/Messina'da yaşadığım tam Güneş tutulmalarının ardından 29 Mart 2006 da Türkiye' de gerçekleşmiş olan Tam Güneş Tutulması için yürütülen ''Tutulma Avcıları Belgesel Film Projesi'' kapsamında Antalya'dan Ordu'ya kadar uzanan tutulma hattı boyunca bir keşif gezisine çıkılmıştır. Yaklaşık bir ay sürmüş olan bu gezide insanlara edinilen bilgiler aktarılmış , açılan sergiler ve dia gösterileri ile halkı bilinçlendirmeye yönelik çalışmalar yapılmış , Türkiye'nin tutulmaya ne kadar hazır olduğu ve tutulma hakkında neler bildiği de belgelenmiştir. Ayrıca bildiride gökyüzü fotoğrafçılığı ile yeryüzü

fotoğrafçılığının birleştiği Astronomi'nin kültürler üzerindeki yansımaları ve insanlar üzerindeki etkilerine de yer verilmiştir

Anahtar Kelimeler: Güneş Tutulması, Atlas Dergisi , Gökyüzü Fotoğrafçılığı

1.Giriş

Her mitolojide bir efsanesi olan , tarih boyunca her kültürden insanın farklı tepkiler vererek karşıladığı ,gerçekleştiği anda insanı tamamen büyüleyen Güneş Tutulmaları, 1999 yılında Elazığ/ Harput Kalesi'nde ilk defa izledikten sonra beni de büyük ölçüde etkilemiş ve hayatımın geri kalanını etkileyecek tarihi bir karar almamı sağlamıştı.O günden sonra Güneş Tutulmalarının en az benim kadar diğer insanları da etkileyeceğini bildiğim için tutulmaların kültürler üzerine yansımalarını da içeren çalışmalar yapmaya karar vermiştim.

2.Gökyüzü Fotoğrafçılığındaki İlk Tecrübeler

9 Eylül Üniversitesi Güzel Sanatlar Fakültesi Fotoğraf Bölümü'nü okuduğum yıllarda, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde düzenlenen Amatör Astronomlar Yaz Okulu'na katılmıştım. Astronomi'nin popüler düzeyde anlatıldığı , teleskoplarla gece boyu gözlemlerin yapıldığı ve astrofotoğraf konusunda bilgiler edinip uygulanabildiği Yaz Okulu'nda ben de yanımda götürmüş olduğum Nikon F4 fotoğraf makinemi 9.cm Celestron G3 teleskobuna takarak çekim yapma fırsatı elde etmiştim. Orada görevli olarak bulunan Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü öğrencisi Ersay Ayyıldız ile Yaz Okulu bitimini takip eden bir yıl boyunca periyodik dönemlerde Rasathane'ye çıkıp deneme çekimleri yapmaya başlamıştık. Daha önceleri bir çok defa amatörce yaptığım gökyüzü fotoğrafçılığı ile artık profesyonel anlamda ilgilenmeye başlamıştım. 1999 Yılında düzenlenen 3. Amatör Astronomlar Yaz Okulu'nda beş dönem boyunca katılımcılara astrofotoğraf konusunda dersler verdim. Ege Üniversitesi'nde kurmuş olduğumuz ASFOT Fotoğraf Kulübü üyeleri ile her hafta bir araya gelerek fotoğraf konusundaki bilgilerimizi paylaşıyor farklı teknikler uygulayarak fotoğraflar çekiyorduk. Aynı

yıl içerisinde 7-10 Ağustos tarihleri arasında Fırat Üniversitesi'nde düzenlenecek olan XI. Ulusal Astronomi Kongresi'ne katılmak için Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü ve ASFOT 'la beraber Elazığ'a gittim.

3.Projelendirilen ve Yayımlanan Gökyüzü Fotoğraf Çalışmaları

3.1. 11 Ağustos 1999 Elazığ/Harput

Güneş Tutulması , Kongre'nin biteceği tarihten bir gün sonra gerçekleşeceği için aynı zamanda kongrenin de en gözde konusuydu. Katılımcılar bir yandan Güneş Tutulması ile ilgili konuları konuşurken bir yandan da tutulma sırasında gerçekleştirecekleri bilimsel çalışmalardan bahsediyorlardı. Ben de bu arada Güneş Tutulması'nı ilk defa fotoğraflayacak olduğumdan sürekli deneme çekimleri yapıyor test sonuçları alıyordum.Hava durumu tutulma gününe yaklaştıkça kötüleşmeye başlamıştı. Yine de büyük bir umutla tutulma günü sabahına kadar sürdürdüm deneme çekimlerimi. 11 Ağustos günü parçalı tutulma başlangıcından üç saat önce çekim için kurulma aşamalarını tamamlamıştım. Kusursuz bir şekilde bana eşlik eden takip motoru, teleskop, fotoğraf makinesi, rüzgar ve gökyüzü ayrılmaz bir ekibin parçaları gibi olmuştuk. Planladığım gibi iki ayrı güneş filtresiyle altışar alternatifli fotoğrafları çekiyordum ama bir yandan da günlerdir kapalı olan hava yüzünden 10-15 km. uzaklıktaki Fırat Üniversitesi kampüsünün üzerine gelip duran bulutun gölgesini izliyordum. Neyse ki Harput Kalesi'ne gelen tek gölge saatte 3000 km hızla ilerleyen tutulma gölgesiydi.Tam tutulmaya bir kaç dakika kala son film değişikliğimi yaptım.Uzun zamandır süren çalışmalarımı kısacık süren tutulma anında uygulama zamanı gelmişti artık . İşte her şeye değen o an. Elmas yüzük. Bally's boncukları ve taç katmanı. Yüzlerce fotoğraf makinesinin sesi, çığlıklar, alkışlar ve tekrar elmas yüzük... Büyük sessizlik… Her şey çok güzeldi. Yaşantım boyunca unutamayacağım bir anı olmuştu bu. Çektiğim fotoğraflar Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü arşivine alındı. Bir kısmı da Bilim ve Teknik Dergisi'nde yayımlanmıştı [1]. Güneş Tutulması sırasında, bu mucizevi olay karşısında çok etkilenmiştim ve o an karar vermiştim. Tam Güneş Tutulması nerede olacaksa gidip çekmeli ve bu an'ı tekrar yaşamalıydım.

3.1.1 Çekim Tekniği -11 Ağustos 1999 Elazığ/Harput

Kullanılan Ekipmanlar : Celestron G3 Teleskop, Nikon F4 - Nikon F501
Kullanılan Film : Kodak Gold 100 ASA
Poz Süreleri ve Diyafram : Aşamalı olarak 6 sn ve 1/2000 enstantane arası

Resim 1 ve 2 de görülen fotoğraflar aynı zamanda pozlama süreleri arttırılarak oluşturulmuş taç katmanın görüntüleridir. İlk fotoğraf f:11 1/1000 enstantane iken sırasıyla 1/500, 1/60 , 1/15 , 2 sn ve 6 sn olmak üzere poz süreleri verilerek çekilmiştir.

Resim 1

Resim2

3.2 Atlas Dergisi

2001 yılında Atlas Dergisi'nde Gökyüzü fotoğrafçısı olarak çalışmaya başladım.Aşağıda belirtmiş olduğum sayılarda Ay ve Güneş Tutulmaları sırasında çektiğim fotoğrafların yanı sıra Ay'ın Evreleri ve İnsan Yaşamı Üzerine Etkileri gibi konularda yapmış olduğum çalışmalarım yayımlandı.

2003 Mart / Sayı 120 '' Güney Afrika'da Bir Dakika ''
2004 Aralık / Sayı 141 ''Tam Ay Tutulması ''

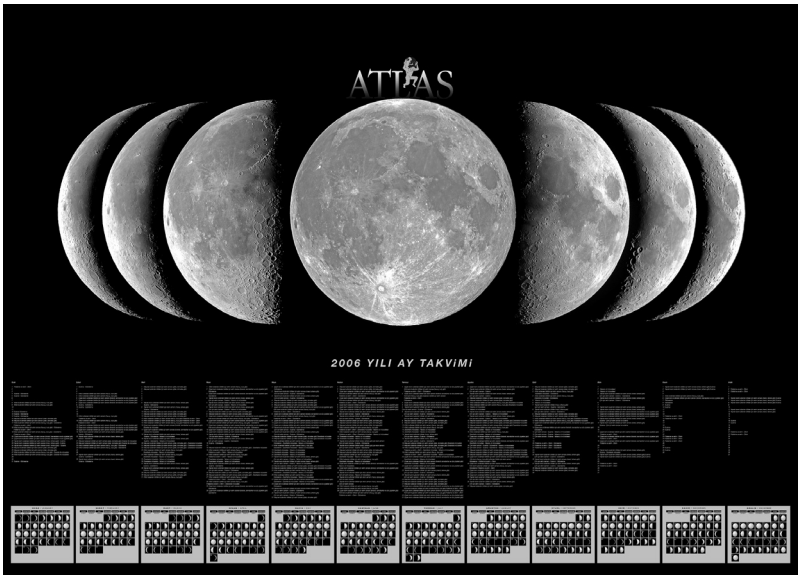
2005 Ekim /Sayı 152 '' Halkalı Güneş Tutulması ''
2006 Ocak / Sayı 154 ''Ay'la Yaşam''
2007 Nisan / Sayı 169 ''Dünya'nın Gölgesi'nde ''

3.2.1 Ay'la Yaşam

Güneşin Aydemir ile birlikte yaptığımız bir çalışmaydı. Anadolu'da ve Dünya'da yüzlerce yıldır birikmiş verilerin bir araya getirilmesiyle oluşturulmuştu. Okuyuculara , bir yüzünde yalnızca Ay'ın Evreleri diğer yüzünde Ay Takvimi'ne göre çiftçilerin ekim zamanlarını belirten bir poster verilmişti. Ay'la Yaşam konusunu hazırlarken bir ay boyunca her gün Serdar Evren'in ,Ege Üniversitesi Rasathanesi'ndeki teleskopları kullanma fırsatı vermesiyle , Güneşin Aydemir'in Ay'ın Evreleri'nin kırsal yaşamı nasıl etkilediğini görebilmek için Anadolu'nun birçok köyüne giderek insanlarla konuşup yaşayışları nasıl etkilediğini, evrelerine göre nelerin düzenlendiğini araştırıp dergiye hazırlamasıyla ortak bir çalışma yapılmıştı [2].

3.2.2 Çekim Tekniği -Ay'la Yaşam

Kullanılan Ekipmanlar A15 aynalı teleskop ve Meade 30 cm. Schmidt-*Cassegrain*
Kullanılan Fotoğraf Makineleri ; Nikon D2X Nikon 200mm f: 2.8 objektif



Resim 3 : Atlas Dergisi ile verilmiş olan 2006 Yılı Ay Takvimi

3.2.3 Dünya'nın Gölgesi'nde

Avrupa , Afrika , Ortadoğu ülkeleri ile Asya'nın büyük bir kısmından da görülmüş olan tutulma Türkiye saati ile 23:30'da Ay'ın ,Yer'in tam gölgesine girmesiyle başladı. Ay 00:44'e kadar yavaş yavaş karardı.Tam tutulma zamanına yaklaştıkça Ay'ın karanlık kısmı Yer atmosferinden kırılan kızıl ışık dolayısıyla aydınlanmaya başladı Resim 4 ' de gölgenin Ay üzerine düşüşü ve kızıllığı görülebilmektedir.[3] Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan çekimlerde 640 enstantane ile 3 dakika arası pozlama süreleri verildi

3.2.4 Çekim Tekniği -Dünya'nın Gölgesi'nde -

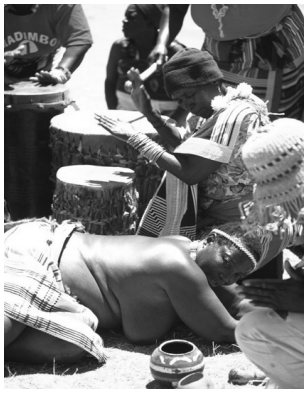
Kullanılan Ekipmanlar ; Ege Üniversitesi Rasathanesi A 15 Teleskop
Kullanılan Fotoğraf Makineleri ;Canon 5D , Nikon D2X
Kullanılan Kamera : CANON XLH1 HD

Resim 4: 3 Mart 2007 Tam Ay Tutulması için hazırlanmış bir kolaj [3]

3.3 4 Aralık 2002 Güney Afrika / Messina

4 Aralık 2002 'de gerçekleşmiş olan Tam Güneş Tutulması için Atlas Dergisi'nin de desteği ile Güney Afrika'ya gittim. İklim ve gökyüzü koşullarını dikkate alarak çekim yapmak için en uygun yerin Messina kenti olduğuna karar verdim. Limpopo Eyaleti'nin düzenlediği tutulma festivali de kente vardığım gün başlamıştı. Polis bandosu , öğrenci koroları ve Güney Afrika'nın bir çok yerinden gelen kabile dansçıları gruplar halinde gösteri yapıyorlardı. Bunlardan biri de Zulululardı ; yüzü aşkın erkek dansçı , ağızlarında üflemeli çalgılarla Güneşi ve tutulmayı sembolize eden daireler çizerek dans ediyorlardı. Çok etkilenmiştim. Bu kadar çok ve çeşitli üflemeli çalgılardan çıkan ses havada büyülü titreşimler yaratıyordu.

Dikkatimi daha da verdiğimde fark ettim ki her çalgıdan sadece bir nota çıkıyordu. Bir kadın grubu ise Venda Dili'nde şarkı söyleyip davul çalıyor ve dans ediyordu. Yarıdan fazlasının sırtında beş altı aylık bebekler vardı ve bebekler de bu durumdan memnun görünüyorlardı **[**4**].** Resim 4, 5, 6 ve 7 de Afrika'da Güneş Tutulması için yapılan gösteriler sırasında çekilmiş fotoğraflar yer almaktadır.



Resim 5

Resim 6

Resim 7

Resim 8

Güney Afrika'daki çalışmamın benim için en büyük özelliği sadece Güneş Tutulması fotoğraflarını çekmek değil aynı zamanda Afrika'daki insanların yaşam koşullarını , Güneş Tutulması öncesinde ve tam tutulma anında vermiş oldukları tepkileri, bu mucizevi doğa olayının kültürleri üzerine olan yansımalarını da gözlemleyebilmemdi. Ancak çekmiş olduğum fotoğraflar yaşadıklarımın ve gördüklerimin sadece bir kısmını anlatabiliyordu. Oysaki alkış seslerinin , dansların , tutulma anı Ay'ın hareketinin ve daha bir çok şeyin canlı olarak aktarılması en az fotoğraflarının çekilmesi kadar önemliydi. Bu yüzden 29 Mart 2006 tarihinde gerçekleşecek olan tam tutulma bu açıdan önemli bir fırsattı ve bu defa belgesel film şeklinde çekmeye karar vermiştim.

3.4 29 Mart 2006 Türkiye / Antalya ve Tutulma Avcıları Belgeseli

29 Mart 2006 'daki Tam Güneş Tutulması , dünyanın değişik ülkelerinden bir çok insanı Türkiye'de buluşturacaktı Bizler de tutulma gölgesinin Türkiye'ye düştüğü yerlere gidip Güneş Tutulması nedir, nasıl gözlenir, nasıl görüntülenebilir gibi konularda insanları bilgilendirecektik. 11 Ağustos 1999 Türkiye ve 4 Aralık 2002 Güney Afrika'da yaşadığımız tam Güneş tutulmalarının ardından, insanlara edindiğimiz bilgileri aktarıp onları heyecanımıza ortak etmek istiyorduk.Bunun için "Tutulma Avcıları" adıyla Antalya'dan Ordu'ya uzanan tutulma hattı boyunca yollara düştük. Sırasıyla, Konya, Nevşehir, Kayseri,Yozgat,Tokat , Ordu ve Antalya'ya giderek Türkiye'nin tutulmaya ne kadar hazır olduğunu ve tutulma hakkında neler bildiğini de öğrenmiş olacaktık.Bu aynı zamanda tutulmayı hat üzerinde nereden izleyeceğimize karar vermek için de bir keşif gezisi olacaktı [7].

Gezi sırasında her yörenin tutulmaya farklı tepkiler verdiğini gördük. Antalya bu kozmik gösteriyi turizm açısından ele alırken, Tokat deprem ile ilişkilendirip heyecanlı ve korku dolu bir bekleyişle tutulmaya hazırlanıyordu. Konya'da Semazenlerin tutulma sırasında yapacağı gösteri konuşulurken bir yandan Küsuf namazı nasıl kılınacak soruları kulaktan kulağa geziniyordu. Ordu'da tutulma coşkusu zirvedeydi. Burada Yason kilisesinde üç büyük dinin temsilcisi bir haham, bir papaz ve bir müfttü konuklara sevgi ve barış

mesajları içeren konuşmalar yapacak, gelen bayanlara ise beyaz baş örtüsü dağıtılacak ve tutulma sırasında canlı müzikle bu doğa olayı daha da anlamlı ve etkili kılınacaktı. En ilgimizi çeken nokta ise Yozgat'a bağlı Sorgun ilçesinde bulunan Kerkenes harabelerinin olduğu bölge oldu. Heredot'un anlattığına göre M.Ö. 28 Mayıs 585 tarihinde yıllardır savaş halinde olan Medler ve Lidyalılar, günü aniden geceye çeviren Tam Güneş Tutulmasını yaşamış olmalarıydı. Bu olayı tanrılardan gelen bir uyarı işareti olarak değerlendirip savaşa o an son verdiler. İki kraliyet ailesi arasında yapılan evliliklerle de bu barışı güçlendirdiler. Bu tutulmayı önemli kılan diğer olay ise Miletli Thales tarafından daha önceden tahmin edilen ilk tutulma olmasıdır. Binlerce insanın öldüğü, ilk tahmin edilen tutulmanın yaşandığı bu stratejik bölge bugün yol sorabileceğimiz tek bir insanın bulunmadığı bir yer halini almış. Binlerce yıl sonra tam tutulma hattının bu coğrafyadan geçecek olması o günlerde yaşanan savaşları gözlerimizde tekrar canlandırmıştı.

Tutulmaya 2 gün kala belgesel projemizin ilk etabı bitmiş tutulma hattındaki yolculuk son bulmuştu. Çekim yeri olarak Side Apollon tapınağını seçtik. Bunun en önemli iki nedeni vardı. Birincisi Antalya, Alanya ve Konya bulutluyken göreli olarak burası daha az bulutlu ya da açık bir gökyüzüne sahip oluyordu. İkincisi neden ise Güneş Tanrısı Apallon'nun tapınağında Güneş Tutulmasını yaşamak eski Yunanlıların bile hayal edemediği bir ayrıcalıktı. Tapınağın doğu tarafı dünyanın birçok yerinden gelen televizyon kanallarının canlı yayın araçlarıyla dolmuştu. Her ekipte bir telaş vardı. çünkü sadece bir kaç dakika süren tam tutulma sırasında yapılan hataların telafisi yoktu . Bizler de her şeyin yolunda gitmesi için elimizden geleni yapıyor başımıza gelen küçük aksaklıkları hızlıca gidermeye çalışarak Apollon tapınağındaki binlerce insanla beraber kavurucu sıcağın altında tam tutulma anını gelmesini bekliyorduk.

Resim 9' da Apollon Tapınağı'nda tutulma anı çekilmiş bir fotoğraf görülmektedir. Tutulma Canon Erkayalar'ın desteğiyle CNN Türk' de canlı yayınlanacaktı. Bunun yanı sıra fotoğraf çekimleri olacaktı. Tutulma fotoğraflamada üçüncü tecrübem olmasına karşın video üzerine ilk çalışmam olacaktı ve çektiğim görüntüler aynı anda Güven İslamoğlu'nun sunumu ile canlı yayınlanıyordu bu yüzden ekibimizde heyecan doruktaydı.

Resim 9

Resim 10 ‘da tutulma anı Apollon Tapınağı’nda çekilmiş olan fotoğraf gözükmektedir.Dünyanın bir çok yerinden insan Türkiye’ye gelmişti tutulmayı izlemek için . Aynı zamanda tutulma kendi turizmini de yaratmıştı burada.

Resim 10

Resim 11

5. Sonuç

Şimdiye kadar yapmış olduğum tüm çalışmalarımda, tutulma anlarının fotoğraflarını çekmenin yanı sıra tutulmaların insanlar üzerindeki etkilerini ve verdikleri tepkileri de gözlemleme fırsatım oldu. Çünkü tutulmalar, bilimsel çalışmalar açısından önemli olduğu kadar mitolojideki yeleri, insanlar üzerinde bıraktıkları izleri ve yaşam tarzlarını birebir etkileyişleriyle de bir o kadar önemlidir. Bugün, Ay ve Güneş Tutulmaları'nın nasıl gerçekleştiğini biliyor olmamıza rağmen yine de tutulmaların uğursuzluk getireceği inancı içten içe devam ediyor. Hindistan'da tutulma anında etkileneceğinden korktukları için ineklerin üzerine kestikleri tavuk veya horoz kanını sürerek korumaya çalışan insanlardan tutulma sırasında kusüf adını verdikleri namazı kılmak için bir araya gelen insanlardan hatta deprem olacak korkusuyla tayinlerini isteyenlere kadar bir çok olaya şahit oluyoruz. Oysaki Ay ve Güneş Tutulmaları uzaydaki konum değişikliklerinden kaynaklanan ve nadiren gerçekleşen gök olaylarıdır. Ne zaman gerçekleşeceği, nerelerden gözlenebileceği bugün kolayca hesaplanabiliyor. Milyonlarca insanın merakla takip ettiği bu kozmik şölenlerde yer almak ve keyfini çıkarmak için korkuları bir yana bırakıp öncelikle tutulmalar ve özellikle ülkemizde yakından ilişkilendirilen depremler hakkında bilgilenilmelidir.

KAYNAKLAR

[1]Akdemir, K. , (1999) ’11 Ağustos’un İzleri’ *Bilim ve Teknik* , 384
[2]Akdemir, K. , Aydemir, G. (2006) ‘Ay’la Yaşam’ , *Atlas* , 154
[3]Akdemir , K. , (2007) ‘Dünya’nın Gölgesi’nde ‘Atlas,169
[4] Akdemir , K. (2003) ‘Güney Afrika’da Bir Dakika’ , Atlas ,120
[5]Akdemir , K. (2006) ‘ Güneş’i Aramak’ Atlas 158
[6]Akdemir , K(2006)‘Evet Yalnızca Bir Dakika İçin’ Bilim ve Teknik eki Yeni Ufuklara,460
[7]Akdemir, K (2006) Yayınlar/1999 Türkiye , http://tutulmaavcilari.org/

TABU #1: BİLİMSEL MAKALE YAZMAK ÇOK ZORDUR(!)

Onur ŞATIR[5,6], Zeynep AVCI[1,6], Utku DEMİRHAN[1,6], Eda GÜZEL[2,6], Emir DEMİRCİ[2,6], Arzu Ş. YOLKOLU[3,6], H. Aziz KAYIHAN[3,6], Neşe KÖKLÜ[4,6], M. Hande TAMER[5,6], Orkun GÖKÇEOĞLU[5,6], R. Özgür ALTUN[5,6], Serkan YILDIZ[5,6], Burcu C. ÇOBAN[6], Ferhat F. ÖZEREN[3,6]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[2]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[3]Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[4]İstanbul Teknik Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Endüstri Mühendisliği Bölümü
[5]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[6] Beyaz Cüce, beyazcuce@gokbilim.org.tr

Özet

Hedef Kitle: Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümünün ilk sınıflarındaki ve son sınıflarında olup herhangi bir bilimsel araştırmaya "kalkışmamış" olan öğrenciler.
Amaç: Bu kitleye bilimsel bir araştırma yapıp bir makale yazmanın, hiç de zor olmadığını göstermek.
Yöntem: Uygulamalı olarak bir araştırma yapmak ve makale yazmak.
Sonuç: Kendine güvenen, tabularını yıkmış, korkmadan bir bilimsel çalışmanın içinde yer alabilen ve bu sayede bilim denizine birkaç damla da olsa katkıda bulunmuş genç beyinler.

Anahtar Kelimler: *Beyaz Cüce, Bilimde Tabu, Makale Yazımı, Lisans Öğrencileri.*

Abstract

Target Group: Undergraduate student who has never made a scientific research, especially Astronomy students.

Objective: To show this group, making a scientific research and resulting it is not much difficult.
Method: Making a research on practical, and writing an article.
Result: Young scientists who trust themselves, can make a scientific research, made a few support to the Oceon of Science.

Keywords: *Beyaz Cüce, Taboo on Science, Writing an Article, Undergraduate Students.*

1. Giriş

Tabular, tabular, tabular... Hayatın her alanında olduğu gibi bilimde de yığınla varlar. Bilimin farklı kademelerini farklı seviyelerde sarmış tabular mevcut. Bu bildiride lisans öğrencilerinin beyinlerini sınırlayan, yaratıcılıklarını körelten tabulardan birini -ki bizce en büyüğünü- yıkmaya çalışacağız: Bilimsel makale yazmak çok zordur. Diğer bir deyişle "ben daha öğreniyorum, araştırma yapamam" tabusu...

2. Tabunun Kaynağı

Bu tabunun kökeninde Lisans eğitimine bakış açısının çarpıklığı yatmaktadır. Eğitim üç ana kısma ayrılır: Temel eğitim, Akademik eğitime hazırlık ve Akademik eğitim. Temel eğitim, anaokulu ve sekiz yıllık ilköğretimi; akademik eğitime hazırlık, liseyi; akademik eğitim de lisans, lisansüstü ve doktorayı kapsamaktadır. Fakat çarpık bakış açısına göre, anaokulu, ilköğretim ve lise temel eğitim; lisans akademik eğitime hazırlık; yüksek lisans ve doktora da akademik eğitimdir. Bize göre araştırmacılık akademik eğitimle -yani lisans eğitimi ile- beraber başlar. Bu bağlamda bakış açısının çarpıklığı şöyle bir sonuç ortaya çıkarır: Lisans öğrencisi sadece öğrenci, yüksek lisans ve doktora öğrencileri ise aynı zamanda araştırmacıdırlar.

3. Lisans Öğrencisi "Araştırmacı"dır.

Lise sonrası eğitim genel olarak "Yüksek Öğrenim" olarak adlandırılmaktadır. Anlatmak istediğimiz bu isimde gizli aslında. İlk ve orta öğretim -adı üstünde-, öğretir; yüksek öğrenim -yine adı üstünde- ise öğrenmek isteyene imkân ve bilgi sunar. Lisans öğrencisi

öğrenmek istediğini araştırmakla, bilginin peşinden koşmakla yükümlüdür. İşte bu da lisans öğrencisinin araştırmacı olması gerekliliğini doğuran ana sebeptir. Araştırmacı olmayan biri öğrenmiyor, sadece eğitiliyordur.

Araştırmacı ruhun her öğrencide -ilköğretim, lise ve yüksek öğrenimdeki- olması gereken bir özellik olduğu aşikârdır. Araştırmacı ünvanı ise bildiklerinden yola çıkarak, gözlem ve deney yaparak yeni bilgilere varacak olan bilimciyi tanımlamaktadır. Lise eğitimi -uygulamada pek böyle olmasa da- öğrenciye "Araştırmacı"lığın gerekliliklerini, yöntemini ve tabii ki "Araştırmacı"ya gerekli temel bilgileri öğretmek amacındadır. Lisans eğitimi ise "Araştırmacı"lığın yöntemlerini öğrenmiş olan öğrencinin gereken bilgilerin devamının peşinde koşacağı yerdir.

Anlatmak istediklerimizi çok güzel özetleyen şu cümlelere bir göz atalım isterseniz.

"Genç bir araştırmacıyı durmadan kitaplıktaki dergilere kapanmış halde görmek kadar hüzün veren pek az şey vardır."[1]

"Psikolojik olarak çok önemli olan husus, orijinal olmasa bile, bazı *sonuçlar elde etmektir.* Başkalarının çalışmalarını tekrarlayarak bile olsa, sonuçlara ulaşmak, beraberinde kendine güveni getirir; genç bilimci kendini nihayet kulübün bir üyesi olarak hisseder; seminerler ve bilimsel toplantılarda "benim deneyimime göre..." veya "ben de aynı sonucu buldum" ya da "bu özel durum için ortalama 94'ün 93'den daha uygun olduğunu düşünüyorum" gibilerinden laflar eder ve içi titreyerek, ama gurur dolu olarak, yerine oturur."[1]

"Bilimciler deneyim sahibi oldukça, geriye, araştırmaya ilk başladıkları döneme baktıkça, o kadar bilgi ve beceri eksikliği ile araştırma yapmaya ne cüretle başladıklarına şaşarlar; bunda da haklı olabilirler. Ancak, bu atılımda mizaçlarından kaynaklanan bazı öğelerin etken olduğunu sanıyorum. Öncelikle, kendilerinden pek de farklı olmayanların başardığı bir şeyde başarısızlık için bir neden olmadığına güvenecek kadar iyimser; ikinci olarak da, hazırlıklarının hiçbir zaman tam olmayacağını -bilgilerinde daima eksik ve gedikler olacağını, başarı için ömür boyu öğrenmek gerektiğini- anlayacak kadar gerçekçi olan bir mizaç."[1]

Genç araştırmacı bir bilimsel çalışmaya başlamadan önce hazırlık yapmalı, okumalı, eksik bilgilerini tamamlamalıdır. Peki, bu hazırlık aşaması Lisans eğitiminin tamamını kapsayacak kadar uzun mudur veya olmalı mıdır? Bizim bu soruya verdiğimiz cevap

"Hayır"dır. Öğrendiği kadarıyla araştırmaya başlamalıdır lisans öğrencisi. Eğer yeni şeyler öğrenmesi gerekirse araştırması sırasında, onları da öğrenmelidir. İşte araştırmanın öğreticiliği de buradan gelmektedir. Örneğin; Değişen Yıldızlar ve Astronomide Gözlem Araç ve Yöntemleri derslerini alan bir öğrenci rahatlıkla çift yıldız gözlemi yapıp ışık eğrisi çıkarabilecek, ışık eğrisini yorumlayabilecek yeterliliktedir. Gözlem verilerini indirgemek ve ışık eğrisini çıkarmak için kullanması gereken bilgisayar programlarını öğrenmesi gerekecektir bu arada.

Lisans öğrencisi araştırma yapmalı; başkasının araştırmasını tekrarlasa bile... Verdiğimiz örnekten devam edersek; kendi gözlemini yapmak, yeni bir şeyler bulmak zorunda değildir genç araştırmacı. Yapılmış bir gözlemin verilerini indirgeyerek -daha önce çizilmiş bile olsa- değişen yıldızın ışık eğrisini çizip yorumlayabilir. Bulduğu sonuçları daha önce bulunmuş sonuçlarla karşılaştırmak son derece öğretici olacaktır öğrenci için.

4. Yapılanlar Var Aslında

Bazı öğretim üyeleri, öğrenmenin yolunun araştırmaktan geçtiğini bilerek verdikleri ödevlerle, öğrencinin araştırmasını, sonuçlar elde etmesini sağlıyorlar. Bazen bu ödevler öyle geniş kapsamlı olabiliyor ki biraz daha çalışılsa bu ödevleri yayın haline getirmek mümkün olabilir.

4.1. Bitirme Tezleri

Lisans eğitiminin, öğrenciyi araştırmaya en çok iten, onun araştırmacı gibi hissetmesini en çok sağlayan kısmıdır bitirme tezi. Çoğu bitirme tezi olduğu gibi, bazıları da birazcık derlenip toparlanarak yayınlanabilir.

Lisansın yükseköğrenim olduğunu, akademik eğitim olduğunu düşünen anlayışın eseridir bitirme tezleri. Bu anlayışın çarpıklaşmasından sonra -lisansa akademik eğitime hazırlık gözüyle bakılmaya başlanmasından sonra- bitirme tezlerinin anlamsız olduğunu düşünenler ortaya çıkmıştır. İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde bir dönem, öğrenciler tez hazırlamadan mezun edilmiştir. Halen 2006 yılından sonra girişli öğrenciler tez hazırlamakla yükümlü değillerdir.

5. Araştırma Sonuçları Nasıl Yayınlanabilir?

Çalışmaların sonuçları, kongre, sempozyum gibi bilimsel toplantılarda poster veya sözlü bildiri olarak, ulusal ya da uluslararası, hakemli ya da popüler dergilerde makale olarak yayınlanabilir; değişik organizasyonlarda seminer olarak sunulabilir.

5.1. Bilimsel Makale Yazmak

Araştırmalarımızı ulusal ya da uluslararası, hakemli ya da popüler dergilerde makale olarak yayınlamak istersek birazcık derleyip toplamamız gerekir. Her derginin kendine göre düzeni ve kuralları olsa da bazı temel kurallar vardır.

Aslında bu konu –yani bilimsel makale yazımı- başlı başına bir yüksek lisans dersidir. İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı'nda Yrd.Doç.Dr.Hasan H.ESENOĞLU tarafından verilen dersin içeriği şöyledir[2]:

Bilimsel yazım ve makalenin tanımı. Başlık hazırlanması. Yazarlar ve adreslerinin sıralanışı. Kısa özet-giriş-malzeme (veri, gözlemler) ve yöntemler-sonuçlar-tartışma bölümleri nasıl yazılır? Teşekkürün ifade ediliş biçimi. Kaynaklara atıf yapılması. Etkin tablo tasarımı. Metnin bilgisayarda yazımı. Yazılı metnin gönderimi. Değerlendirme işlemi-editörle iletişim. Yayımlama süreci-düzeltmeler. İngilizce'nin doğru ve yanlış kullanımı-jargondan uzak durma-kısaltmalar. Etik kurallar-haklar-izinler. Makalenin sözlü sunumu. Tez yazımı.

Bu demek değildir ki *bilimsel makale yazmak çok zordur.* Evet, öğrenilmesi gerekenler vardır; ama amaç da bu değil miydi zaten?

6. Peki Biz (Beyaz Cüce) Ne Yaptık?

Araştırma yapmak için bilgi eksiğimizi gidermek zorunda olduğumuzun bilincindeydik. Bunu da en kolay, en verimli ve en eğlenceli şekilde tecrübe paylaşımıyla yapabileceğimizi biliyorduk. Bu bilinçle Beyaz Cüce'yi kurduk ve tecrübe paylaşımı yoluyla birbirimizi eğittik. Beyaz Cüce'nin ne olduğunu, nasıl işlediğini ve genel olarak neler yaptığını diğer bildirimizde[3] uzun uzun anlattık. Bu da bir bilimsel çalışmaydı aslında. Hatta bu bildiri de bir bilimsel çalışma sayılabilir.

Bunların dışında asıl bir araya gelme sebebimiz olan çalışma kapsamında çift yıldız gözlemi yapıp ışık eğrisi çıkarmak ilk adımımızdı. Bu çalışmalarımızı bu kongrede poster bildiri olarak yayınladık.

Bu iki örten değişen yıldız sistemi üzerine araştırmalarımıza devam ediyoruz. Amacımız elde ettiklerimizi bir makaleye dönüştürüp yayınlamak.

7. Sonuç

Bilimsel bir makale yazmak o kadar da zor değildir. Asıl zor olan öğrenmek ve araştırmaya kalkışmaktır –ki lisans öğrencisinin de asıl sorumluluğu budur-. O halde her lisans öğrencisi bir araştırmacıdır. Aynen her araştırmacının bir öğrenci olduğu gibi; çünkü öğrenim asla bitmez.

Kaynaklar

[1] Medawar, P.B. , 1994 , *'Genç Bilimadamına Öğütler'*, TÜBİTAK
[2] http://www.istanbul.edu.tr/enstituler/fenbilimleri/diastronomi.html
[3] KAYIHAN, H.A. , 2008, 'Astronomide Yaygın Öğrenim Arayışları Ve Meyvesi Beyaz Cüce', V. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi, Çanakkale

EPSİLON AURIGAE'NİN IŞIK DEĞİŞİMLERİNİN ARAŞTIRILMASI

Nurcan AKTÜRK[1], Serdar EVREN[1]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova-İzmir
e-posta: nurcanakturk@mail.ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

Özet

Epsilon Aurigae, bilinen en uzun yörünge dönemine sahip örten çift yıldız sistemlerindendir. Gerek yörünge döneminin uzunluğu gerekse bileşenlerinin yapısal özellikleri bakımından oldukça ilginç bir sistemdir. Yoldaş bileşenin devasa boyutlara sahip olması, görünür bölgede gözlenmesi, sistemin tutulmasına ilişkin elde edilen ışık eğrisinde tam tutulma ortasında görülen büyük genlikli ani parlama ve diğer ışık değişimleri nedeni ile sistem oldukça gizemli bir yapı sergiler. Gökbilim dünyası bu gizemi çözmek için sistemin tutulma zamanlarında gözlem kampanyaları düzenlemektedir. Bu çalışmada, 2009 yılı ortalarında tutulmaya başlayacak olan Epsilon Aurigae sistemi üzerine yayımlanan çalışmalar incelenerek, sistemin bir tarihçesi oluşturulmaya çalışılmıştır. Sistemin yaklaşık olarak 150 yıldan bu yana yapılan gözlemleri sonucunda şüphesiz çok önemli sonuçlar elde edilmiştir. Ancak sistemi tam olarak anlayabilmek için daha fazla gözlem verisine ihtiyaç duyulmaktadır. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde sistemin U, B, V, R süzgeçlerinde gözlemleri 28 Eylül 2007 ile 5 Şubat 2008 tarihleri arasında yapılmıştır. Yıldızın gökyüzündeki konumu nedeni ile gözlemlere 2008 yılı Temmuz ayının sonlarında tekrar başlamak üzere ara verilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Epsilon Aurigae, örten çift sistem, fotometri.*

Summary

Epsilon Aurigae is one of eclipsing binary systems known as having the longest orbit period. It is a significantly interesting system either with its orbit's length, or with structural characteristics of its components. The system displays a mysterious structure because of secondary component's gigantic size, not being able to be observed in visible area, sudden shining with huge amplitude and other light changes seen in the middle of the eclipse on the light curve about the eclipse of the system. Astronomy community arranges observation campaigns during the eclipses of the system. In this study, the chronology of the system is tried to present by analyzing published works on Epsilon Aurigae system which will start to eclipse through the half of 2009. Significant outcomes have certainly been got as a result of the observations which have been made for almost 150 years. Nevertheless, more observation data is needed in order to understand the system completely. The U, B, V, R photometric observations of Epsilon Aurigae at the Ege University Observatory, from the interval 2007 September 28 to 2008 February 5, are established.

Keywords: *Epsilon Aurigae, eclipsing binary systems, photometry*

1. Giriş

Epsilon Aurigae sistemi tutulma gösteren en ilginç sistemler arasında yer almaktadır. Bu sistem, gökbilimciler için neredeyse 200 yıldır gizemini korumaktadır. Sistem yaklaşık olarak 3 kadir parlaklığına sahip F tayf türünden bir yıldızdan ve ikinci bir bilinmeyen bileşenden oluşan, 27.12 yıllık bir yörünge dönemine sahip ilginç sistemlerden biridir. Epsilon Aurigae sisteminin ışık değişimi gösterdiğini ilk olarak J. Fritsch [1] bulmuştur. Bu durum, ışık değişimleri üzerine yayımladığı notlarında 1821 yılında sistemin derin bir minimum ortasında olabileceğini belirtmesiyle gündeme gelmiştir. Ancak, bundan sonraki 20 yıl içerisinde sistem üzerinde yapılmış ciddi bir çalışma bulunmamaktadır. Epsilon Aurigae

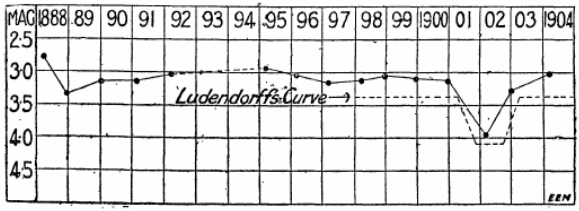
sisteminin değişen olması ilk olarak 19. yüzyılın ilk yarısında Argelander ve Heis tarafından düzenli olarak yapılan gözlem verilerinin incelenmesiyle kesinlik kazanmıştır (Huffer, 1932). Hiçbir araç kullanılmadan (Argelander yöntemi), çıplak gözle yapılan bu gözlemler epsilon Aurigae sisteminin ilk düzenli gözlemleri olma niteliğini taşır. 1842 de başlayan bu gözlemler belirli zaman aralıklarıyla sürekli yapılmaya devam etmiş ve beş yıllık bir gözlem sürecinden sonra 1847 yılında sistemin sönükleşmeye başladığı ve 1848 yılının Eylül ayında tekrar parlamadığı görülmüştür. 1848 yılının sonlarında sistem normal parlaklık düzeyine ulaşmıştır. Bundan sonraki çalışmalarda gözlemciler 1874–1875 yıllarında yeni bir sönükleşme kaydetmiştirler ve 1901–1902 yıllarında da aynı durum kayıtlara geçmiştir. Epsilon Aurigae sisteminin ayrıntılı çalışması ilk olarak Ludendorff tarafından 1904 yılında yapılmıştır. Ludendorff gözlem verilerinin analizini yaparak sistemin ışık değişim türünün Algol türü sistemlere benzediğini ileri sürmüştür (Markwick, 1904). Yıldızın yörünge dönemini 27.1 yıl olarak belirleyen Ludendorff, şimdi bilinen yörünge dönemiyle aynı sonucu elde etmiştir.

Epsilon Aurigae sistemini ilginç kılan durum yalnız onun uzun dönemli örten çift yıldız sistemi olması değildir. Asıl onu ilginç kılan durum tutulma süresinin uzunluğu, tutulma süresince ve tutulma dışında gösterdiği değişimlerin kaynağının tam olarak çözülememiş olmasıdır. Her 27.12 yılda bir yaklaşık olarak iki yılını tutulmada geçirmesi, tutulmaya neden olan cismin devasa boyutlarda olduğunu gösterir. Bu durum için tatmin edici bir açıklama yoktur. Tutulmaya neden olan cismin yörünge uzunluğu yaklaşık 27 astronomik birimdir. Epsilon Aurigae yıldız sisteminin baş bileşeninin yarıçapı 200 $R_\odot$ ve kütlesi 15 $M_\odot$ olan F tayf türünden zonklayan dev bir yıldızdır. Tutulmaya neden olan cismin tahmini kütlesi 14 $M_\odot$, yarıçapı 2000 $R_\odot$ kadardır. Bu olası değerler onu evrende bu kadar büyük bir yarıçapa sahip tek cisim yapmaktadır. Sistemin tam tutulma ortasında parlaklığında meydana gelen kısa süreli büyük artış yıldızın gizemini daha derinleştirmektedir. Bazı kuramlar bu durumun ikinci bileşenden (tutulmaya neden olan cisim) kaynaklandığını ileri sürer. Bu kuramlarda, ikinci bileşen için bir karadelik ya da birkaç tane dev yıldız bulunma olasılıklarından söz edilmektedir. En yaygın düşünce bu cismin gazdan ya da tozdan oluşmuş bir bulut olmasıdır, ama eğer bu düşünce doğru ise bu bulut kütlesini bir arada tutabilecek bir cismin bulut içine gömülü olması gerekir. J. Kemp'in (Hopkins, 2005)

açıklamasına göre tutulmaya neden olan cisim dev bir gaz bulutuyla çevrili disk ve tam orta bölgede bulunan, birbirleri etrafında dolanan iki küçük yıldızdan oluşur. Bunlar bir arada büyük yarıçaplı bir cisim görüntüsü sergiler. Böylesi yapının sistemin yörünge düzlemiyle belli bir açı yaptığı da tahmin edilmektedir. Yörünge hareketi sırasında ikinci bileşen görüş alanımıza girdiğinde diskin merkez bölgesinde bulunan boşluktan, baş bileşenin ışığının bir kısmı bize ulaşır, bu da tam tutulmanın ortasında ani parlamaya neden olur. Ancak, bütün uğraşlara rağmen gökbilimciler bu disk içinde herhangi bir yıldızın varlığına ilişkin bilgi elde edemediler. Sistemde bulunan bir tek yıldız F tayf türünde ki dev yıldızdır. Bir başka ilginç kuram, diskin merkezinde dolanan bir çift yıldızın olduğudur. Bileşenlerin ışığı tutulma ortasında boşluğun içinden sızarak parlamaya neden olur. Bu kuram ne kadar mantıklı olsa da, yine de, fotometrik ve tayfsal gözlemlerde F yıldızı dışında herhangi bir yıldızın varlığına ilişkin görsel olarak bir delil yoktur.

2. Sistem Üzerine Yapılan Çalışmalar ve Sonuçları

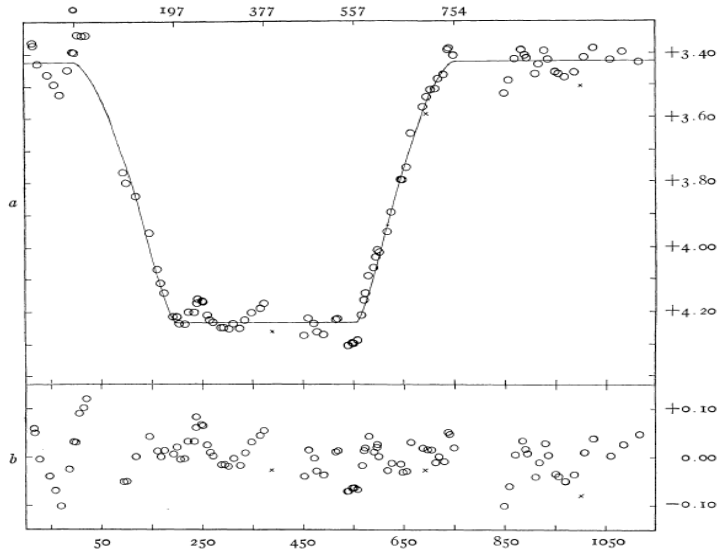
Epsilon Aurigae sisteminin gözlemlerinin 19. yy da başlamış olmasına rağmen sistemin kimliğini belirleyen ilk bilgiler 20. yy başlarında elde edilmiştir. İlk yapılan gözlemlerin ayrıntılı analizini yapan Ludendorff (Markwick,1904), ışık değişim türünün Algol türü olduğunu belirleyerek sisteme kimlik kazandırmış oldu. Ludendorff yaptığı ışık eğrisi analizlerinden sistemin ışığının 3.35 kadirden 4.08 kadire kadar sönükleştiğini belirleyerek 0.73 kadirlik bir ışık kaybının söz konusu olduğunu belirtmiştir. Bu analizler sonucunda sistemin toplam ışık değişim süresi 1.99 yıl olarak belirlenmiştir (Markwick, 1904). Ancak, 1902–1903 yılları arasında yeterince gözlem verisi olmadığından toplam tutulma süresi kesin bir şekilde belirlenememiştir.



Sekil 1. Sürekli cizgi Markwick tarafından elde edilen ısık eğrisi. kesikli cizgi

Markwick 1904 yılında yayımladığı çalışmasında, sistemin 1901–1902 yılları arasında gerçekleşen tutulmasına ilişkin yaptığı gözlemleri ve gözlem verilerini değerlendirerek Ludendorff tarafından elde edilen ışık eğrisiyle karşılaştırmıştır. Markwick ve Ludendorff tarafından ayrı ayrı elde edilen ışık eğrileri birbirleriyle karşılaştırıldığında tam bir uyum için de olduğu görülmüştür. Şekil 1'de bu ışık eğrileri aynı grafik üzerinde görülmektedir.

1901-1902 yılları arasında gözlenen tutulmanın ardından 20 yüzyılın ikinci tutulması 1928-1930 yılları arasında gözlenmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak, ζ Aurigae, HR 1668 ve λ Aurigae yıldızları kullanılmıştır. Bu gözlemler süresince yıldızın ışığında tutulma dışı, kısa ve kararsız dönemlere sahip ikinci ışık değişimleri olduğu görüldü. Bu ikinci ışık değişimleri, sistemin ışığında ortalama olarak 0.2 kadirlik



Şekil 2 a) Epsilon Aurigae sisteminin fotoelektrik ışık eğrisi, apsis: evre (gün) (JD 2425000+), ordinat: parlaklık (kadir), b) İkinci değişimlerin ışık eğrisi (Huffer, 1932)

ışık azalmasına neden olmaktadır (Huffer, 1932). İkinci değişimlerin varlığı gözlemlere başlanıldığı anda fark edildi ve tutulma süresince de gözlenildi. Huffer bu düzensiz değişimler için ortalama dönemin 100 gün olabileceğini; ancak, kesin bir dönem tayini için yeterli gözlem verisi olmadığını belirtmiştir. Ayrıca, ikinci değişimlerinin arasında herhangi bir ilişki olup olmadığı da belirlenememiştir. Şekil 2'de Huffer tarafından elde edinilen ışık eğrisi görülmektedir. Işık eğrisinde de görüldüğü gibi, tutulma öncesinde ve sonrasında sistemin ışığında 0.06 kadirlik bir azalma gerçekleşmiştir. Şekil 2a'da sistemin minimum evresini gösteren ışık eğrisi, Şekil 2b'de ise tutulmaları temsil eden kuramsal eğriden gözlemlerin farkı gösterilmektedir. Zonklamalardan en büyük genliğe sahip olanı, sistemin ışığında 0.22 kadirlik bir azalmaya neden olurken, en küçük genliğe sahip olan yalnız 0.075 kadirlik bir azalmaya neden olur. Zonklamalar minimum ve maksimum evrelerde sürekli olarak görülür, tutulmayla ilişkili değildirler. Bu çalışma sonunda, sistemin maksimumdaki parlaklığı

3.42 kadir, minimumdaki parlaklığı 4.23 kadir ve toplam ışık kaybı 0.81 kadir olarak belirlenmiştir.

Epsilon Aurigae sisteminin 1955–57 yılların arasında gerçekleşen tutulmasına ilişkin fotoelektrik gözlemler Gyldenkerne, M. Güssow ve G. Larsson-Leander tarafından yapılmıştır (Larsson-Leander, 1959). Larsson-Leander tarafından yapılan fotoelektrik gözlemler 16 Kasım 1955 yılında başladığı için, minimuma iniş evresi fotoelektrik olarak gözlenememiştir. Yapılan gözlemlerde zonklamaların etkisi açık bir şekilde görülmüş ve eski gözlemlere göre daha saçılmasız bir ışık eğrisi elde edilmiştir.

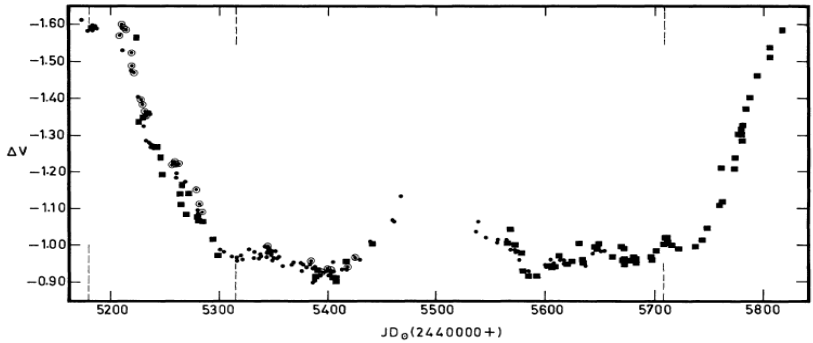
Önceki gözlenen tutulmalarda ışığın minimuma iniş ve çıkış süreleri birbirlerine eşit, 192 gün olarak belirlenmişti. Ancak, 1955–57 tutulması sonrasında elde edilen değerler, 192 gün olarak elde edilen değerden oldukça kısa ve birbirlerinden farklı bulunmuştur. Minimuma iniş süresi 130 gün, minimumdan çıkış süresi ise 165 gün olarak bulunmuştur. Ayrıca, önceki tutulma gözlemlerinden daha az bir minimum genliği elde edilmiştir. Birinci değme noktası ile minimum evresi arasındaki genlik farkı 0.73 kadir olarak bulunurken, dördüncü değme noktası ile minimum evresi arasındaki genlik farkı 0.77 kadir civarındadır. Larsson-Leander (1959), zonklamaların, tutulmaya ilişkin değme noktalarının belirlenmesini zorlaştırdığını, bu nedenle değme noktalarının zamanlarının hesaplanmasında oluşan bir hatanın, gözlenen minimumun genlik hesabında da hata getirebileceğini belirtmiştir.

Epsilon Aurigae'nin 1982-84 tutulmasına ilikin gözlemler bir kampanya dahilinde yapılmıştır. Bu kampanyaya 17 aktif fotometrik gözlem yapan gözlemci ile 80 ayrı üye daha katılmıştır, kampanyaya profesyonel gökbilimcilerin yanı sıra çok sayıda amatör gökbilimci de destek vermiştir. Bu kampanya kapsamında dünyanın dört bir yanında, çok sayıda gözlem verisi elde edilmiştir. Kampanya dahilinde olmayan gözlemcilerle de sürekli iletişim kurularak veri alış verişinde bulunulmuştur. Bu kampanya amatör ve profesyonel gökbilimcilerin bir arada çalıştığı, çok önemli bir gökbilimsel tasarıdır.

Epsilon Aurigae sisteminin gözlenen en son tutulması 1982 yılının Mart ayında başlamış ve 1984 yılının Mart ayında sona ermiştir. İkinci değme noktası 1982 yılının Aralık ayı başlarında gerçekleşmiştir. Minimum derinliği 0.86 kadirdir. Maksimumda parlaklığı V=2.96 kadir olan sistemin B-V=0.54 kadir olup, minimum ortasındaki değerleri, V=3.82 kadir ve B-V=0.54 kadirdir. Renk

ölçeklerinde herhangi bir değişimin olmaması, dalgaboylarında eşit derecede ışık kaybı olduğunu gösterir (Bhatt ve ark, 1984).

Bir önceki tutulmada olduğu gibi 1982–1984 yıllarında gözlenen tutulmada da, baş bileşenin Cepheid tipi zonklamasından dolayı değme noktalarının zamanı kesin bir şekilde belirlenememiştir. Bu nedenle verilen değme zamanları yaklaşık değerlerdir. Şekil 3'de kullanılan tutulma öncesi gözlem verileri kampanya içerisinde yayımlanan 9.bültenden alınmıştır. Bu verilerden hesaplanan birinci değme zamanı JD 2445170 olarak belirlenmiştir. İkici değme zamanı JD 2445300 olarak daha önce verilen zamandan 15 gün önce gerçekleşmiştir. Maksimumdan minimuma iniş süresi bu zamanlamalara göre 129 gün sürmekte; eğer bu süre, 1955 yılında gerçekleşen tutulmada olduğu gibi 135 gün sürerse birinci değme zamanı dört gün geç belirlenmiş demektir.



Şekil 3. Epsilon Aurigae sisteminin 1982–1984 yılları arasında gözlenen tutulmasına ilişkin V süzgecindeki ışık eğrisi.ʊ: McDonald Gözlemevi'nde yapılan gözlem verilerini; ●: Hopkins Phoenix Gözlemevinde ve Tjornisland Astronomical Gözlemevi'nde elde edilen gözlem verilerini; ■: Jagiellonian Üniversitesi Gözlemevi'nden alınan verilerini göstermektedir (Parthasarathy ve Frueh, 1986).

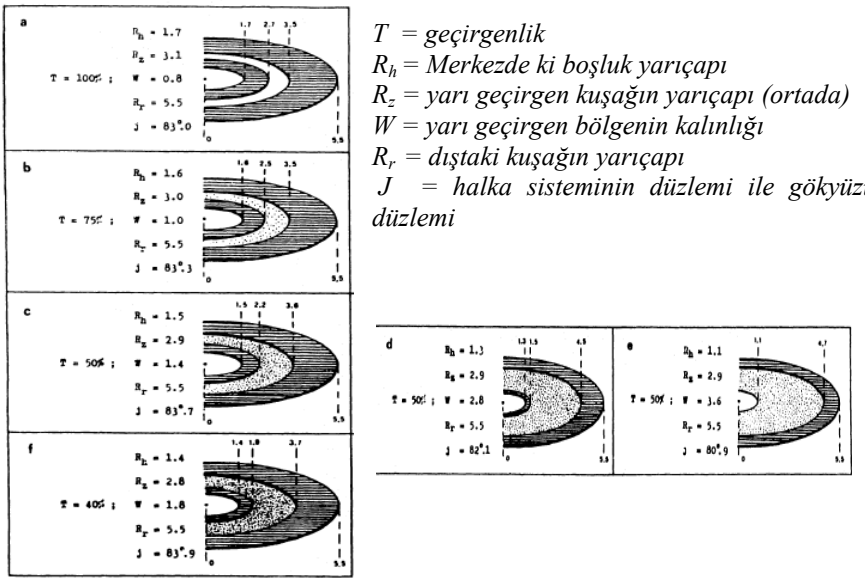
1982–84 tutulması tam olarak 1955 ve 1928 yıllarında gözlenen tutulmalar gibi değildir. Bu tutulma sırasında gözlenen bazı ilginç durumlar vardır, bunlar (Parthasarathy ve Frueh, 1986): **(i)** tam tutulma ortasında görülen parlama; **(ii)** üçüncü değme noktası öncesinde görülen ani parlama; **(iii)** tam tutulma süresinin uzunluğu ve **(iv)** tam tutulma süresince ikinci değme noktasından üçüncü değme noktasına doğru görülen ışık azalması. Şekil 12'de 1955–1957 yılları arasındaki tutulmaya ilişkin V süzgecindeki ışık eğrisi ile 1982–1984

yılları arasında elde edilen V süzgecindeki ışık eğrisi çakıştırılmıştır. İkinci değme noktası öncesinde iyi bir uyum görülüyorken, ikinci değme noktası sonrasında parlaklıkta oldukça büyük farklar göze çarpmaktadır. 1982–1984 tutulmasında minimum ortasında görülen parlama sırasında yeterli sayıda fotometrik gözlem verisi elde edilememiştir. Bu parlama 1955–1957 tutulmasına ilişkin ışık eğrisinde de görülmektedir; ancak, bu durum 1928'de meydana gelen tutulmada gözlenmemiştir. 1982–84 yıllarında 170 gün süren parlama 1955–57 yıllarında yalnız 80 gün devam etmiştir. Bu durumu F yıldızının zonklamalarıyla karşılaştıran bilim insanları, normalde dönemleri 60 ile 140 gün arasında değişen Cepheid tipi zonklamalardan daha uzun dönemli bir başka zonklama olabileceğini düşünmüşlerdir. Ancak tam tutulma süresince görülen bu düzensiz ışık değişimleri, F yıldızının zonklamaları ile açıklanamamaktadır.

Yoldaş bileşene yönelik yapılan birkaç modelleme vardır. Hack (bkz. Backman ve ark., 1984) yoldaş bileşenin, bir sıcak anakol yıldızı etrafında, yıldız tarafından iyonlaştırılmış maddeden oluşan yarı geçirgen bir disk ya da halka yapı olduğunu ileri sürmüştür. Bu modele göre tutulmanın tek düze olmamasının nedeni, diski oluşturan elektronların ışığı saçmasından kaynaklanır. Huang (1965) yoldaş bileşenin, donuk diskin soğuk maddesi tarafından örtülen bir yıldızdan oluştuğu varsayımında bulunmuştur. Bu modele göre tutulmadaki düzensizlik diskin geometrik olarak farklı donukluğa sahip olmasından kaynaklanır. Kopal (1971) ise yoldaş bileşenin, optikçe ince olan ilkel bir gezegenimsi bulut ya da disk yapı ile çevrili bir erken anakol yıldızı olduğunu ileri sürmüştür. Bulutu oluşturan büyük katı parçacıklar tutulmada düzensizliğe neden olur.

1982–84 yılları arasında ki tutulma sonunda elde edilen ışık eğrisi, kuramsal olarak elde edilen ışık eğrisi ile çakıştırılmıştır. Tutulma parametreleri ve tutulma süresince ışık eğrisinde görülen ani parlamalar göz önüne alınarak elde edilen halkalı sistem modellerinden bazıları, gözlemlerle elde edilen ışık eğrisi ile birebir uyum sağlamaktadır. Önceki tutulmalar sonucu elde edilen ışık eğrisi analizlerinden yoldaş bileşen için, disk yapı olması önerilmiştir. Ancak, 1982–84 tutulması süresince gözlem koşullarının daha iyi olması nedeniyle, uzun dalgaboylarında gözlemler yapılmış ve bu gözlemlerle doğrudan olarak yoldaş bileşenin akısı ölçülebilmiştir. Bu gözlemler sonucunda ve UBV süzgeçlerinde yapılan gözlemlerden

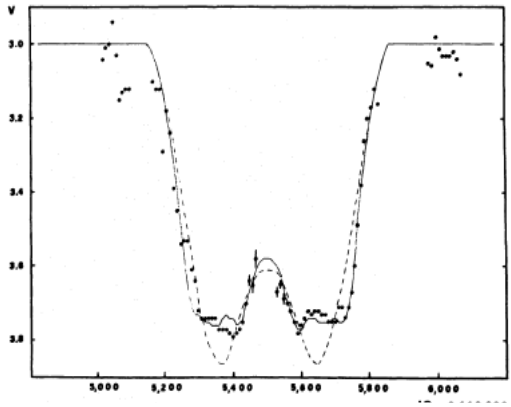
elde edilen ışık eğrisi analizlerinde, ikinci bileşenin yalnız bir halkadan oluşan disk yapı olamayacağı



T = geçirgenlik
R_h = Merkezde ki boşluk yarıçapı
R_z = yarı geçirgen kuşağın yarıçapı (ortada)
W = yarı geçirgen bölgenin kalınlığı
R_r = dıştaki kuşağın yarıçapı
J = halka sisteminin düzlemi ile gökyüzü düzlemi

Şekil 4. 1982–84 yılları arasında elde edilen ışık eğrisine göre, ışık eğrisini temsil edecek en iyi kuramsal eğriler için önerilen disk yapı modelleri (Ferluga, 1990).

görülmüştür. Elde edilen ışık eğrilerine bakıldığında, tam tutulma süresince birden fazla ışık değişimi olduğu görülür. Zonklamalardan kaynaklı ışık değişimleri sistemin ışık eğrisinden çıkarıldıktan sonra da görülen bu ışık değişimlerinin baş bileşenden değil, yoldaş bileşenden kaynaklandığı belirlenmiştir. Yoldaş bileşeni çevreleyen disk yapının farklı geçirgenliğe sahip halkalardan oluşması, baş bileşenin ışığının farklı değerlerde soğrulması ya da baş bileşenin yüzeyinin faklı ölçülerde karartıldığı anlamına gelir. Bu durum şüphesiz ışık eğrisinde parlamalara ve ışık azalmalarına neden olacaktır. Diski oluşturan halka yapılarına ilişkin modeller Şekil 4'de görülmektedir.



Şekil 5. 1982–84 yılları arasında elde edilen ışık eğrisi. Noktalar; Schmidtke tarafından elde edilenV süzgecindeki eğri. Kesikli çizgi; tek halka modeli ile elde edilen eğri. Sürekli çizgi; halka sistemi modeli ile elde edilen ışık eğrisi (Ferluga, 1990).

Şekilde görüldüğü gibi bütün modellerde diskin merkezi tamamen geçirgen yani saydam ve hemen hemen aynı yarıçapta iken, üç halka ya da Şekil 4e'de görüldüğü gibi iki ayrı halka birbirlerine göre çok farklı yarıçap ve geçirgenlik değerlerine göre modellenmiştir. Bu modellerden, tutulma süresince elde edilen ışık eğrisine en uygun olanları Şekil 4(a,b,c)'de görülenlerdir. Şekil 4a'da verilen model ile 1982–84 yıllarında elde edilen ışık eğrisi çakıştırılmıştır (Şekil 5). Şekil 5'de sürekli çizgi ile temsil edilen ışık eğrisi bu modeli simgelemekte iken kesikli çizgiler tek halkadan oluşan disk yapı modelini temsil eder. Tek halkadan oluşan disk modeli ışık eğrisi ile kısmen bir uyum içerisinde olsa da ikinci değme noktası ile üçüncü değme noktası arasında uyum sağladığı tek yer ani parlamanın olduğu yerdir. Oysa Şekil 4a'da verilen halkalı disk modeli ile ışık eğrisi arasındaki uyum tatmin edicidir. Epsilon Aurigae sisteminin yoldaş bileşeni için yapılan en geçerli modelleme; merkezinde, her iki yıldızı da anakol yıldızı olmak üzere, bir yakın çift yıldız sistemi bulunduran, farklı yoğunluk ve geçirgenliğe sahip halkalı disk yapıdır.

2009 gözlem kampanyasının da amacı, amatör ve profesyonel gökbilimcilerin beraber çalışarak, doğası henüz tam olarak anlaşılamamış olan epsilon Aurigae sisteminin gözlemlerinin dünyanın dört bir yanında yapılmasını sağlamak ve yanıtlanamamış

sorulara yanıt bulmaya çalışmaktır. Sistemin ilk gözlemleri 1800'lü yıllarda yapılmaya başlanmış ve 2000'li yıllara kadar olan süreçte büyük bir aşama kaydedilmiştir. İlk yapılan gözlemlerden bugüne kadar sistem için birçok model yapılmış ve birbirlerinden farklı birçok bilgi ortaya atılmıştır. Sistemin baş bileşeninin tayf türü, kütlesi, evrim aşaması ve aynı şekilde yoldaş bileşenin ne kadar büyük olduğuna, merkezinde bulunan boşluktaki cismin ne olduğuna dair birçok yanıt vardır. Teknolojinin gelişmesi ile daha iyi gözlem koşullarına sahip olan gökbilim dünyası, 2009–2011 gözlem kampanyası süresince epsilon Aurigae sisteminin gözlemlerini dünyanın dört bir tarafında ve mümkün olan her tarihte sürekli yaparak, bu sorulara yanıt bulmaya çalışacaktır.

Bu kampanya sonunda sisteme ilişkin birçok sorunun yanıtını bulmayı uman gökbilim dünyası, çalışmalarına büyük bir hızla devam etmektedir. Sistemin 2009 yılında başlayacak olan tutulmasının tahmini zamanları [2];

1. değme noktası: 11 Ağustos 2009 - JD 24 55055
2. değme noktası: 19 Aralık 2009 - JD 24 55185
3. değme noktası: 19 Mart 2011 - JD 24 55640
4. değme noktası: 13 Mayıs 2011 - JD 24 55695

olarak verilmiştir. Bu tarihlere göre tam tutulma ortası yaklaşık olarak 4 Ağustos 2010 tarihine denk gelmektedir. Buna göre tutulmanın iniş kolunun 130 gün, tam tutulmanın 455 gün, çıkış kolunun ise 55 gün kadar sürmesi beklenmektedir. İniş ve çıkış koluna ilişkin sürelerin farklı olmasının nedeni yapılacak gözlemlerle test edilecek ve eğer doğruysa nedeni farklı dalgaboyunda farklı yöntemlerle yapılan gözlem verisiyle açığa çıkarılacaktır.

Epsilon Aurigae sisteminin gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde ve diğer kampanya üyesi gözlemevlerinde yapılmaya devam etmektedir. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 28 Eylül 2007 tarihinde başlayan gözlemler 7 Nisan 2008 tarihine kadar sürmüştür. Toplam 58 gece boyunca yapılan gözlemlerde Johnson UBVR süzgeçleri kullanılmıştır. Gözlemler farklı iki teleskop ve ışıkölçer ile yapılmıştır. Bunlardan biri 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskop ve ona bağlı Vilnius üç kanallı hızlı ışıkölçeridir. Diğeri ise 30 cm çaplı Meade LX200 model teleskop ve ona bağlı SSP-5 ışıkölçeridir. Mukayese yıldızının parlaklığı her iki teleskopla yapılan gözlemler için standart düzeneğe dönüştürülerek parlaklık düzeyi çakıştırılabilmiştir.

Yıldız gökyüzünde batma konumuna geldiğinden sistemin gözlemlerine Nisan başından itibaren ara verilmiştir. Yıldızın yeni gözlem sezonu Ağustos ayında gece yarısından sonra yapılacak olan gözlemlerle yeniden başlayacaktır.

Önümüzdeki yaklaşık 4 yılı kapsayan bu projenin verileri kampanya haber bültenlerinde yayımlanacaktır.

Kaynaklar

Backman, D. E., Becklin, E. E., Cruikshank, D. P., Joyce, R. R., Simon, T. ve Tokunaga, A. 1984, ApJ, 284, 799
Bhatt, H. C., Chandrasekhar, T., Ashok, N. M. ve Desai J. N. 1984, Ap&SS, 104, 293
Ferluga, S. 1990, A&A, 238, 270
Huang, S. S. 1965, ApJ, 141, 976
Huffer, C. M. 1932, ApJ, 76, 1
Kopal, Z. 1971, Ap&SS, 10, 332
Larsson-Leander, G. 1959, ArA, 2, 283
Markwick, C. E. E. 1904, MNRAS, 65
Parthasarathy, M. ve Frueh, L. M. 1986, Ap&SS, 123, 31
[1] www.aavso.org/vstar/vsots/eps_aur.shtml
[2] http://www.hposoft.com/Campaign09.html

KOZMİK IŞINLAR VE GAMA IŞIN PATLAMALARI

Figen YILMAZ[1], Ganem GEÇİM[1], Yasemin KAÇAR[1], Murat OLUTAŞ[2]

[1]Çanakkale 18Mart Üniv. Fizik Böl., [2]Abant İzzet Baysal Üniv. Fizik Böl.

Özet

Kozmik ışınlar ve gama ışın patlamaları ile ilgili bilgilerin gözden geçirilmesi sonrasında, gama ışın patlamalarının, çok yüksek enerjili (E > 10 19 eV) kozmik ışınların kaynağı olabileceği teklif edilmektedir.

Anahtar Kelimeler: *kozmik ışınlar, süpernovalar, gama ışın patlamaları, çok yüksek enerjili kozmik ışınlar.*

Abstract

After a short review of cosmic ray physics and physics of gamma ray bursts, it is suggested that the source of very high energy (>1019 eV) cosmic rays could be extragalactic cosmic gamma ray bursts.

Key Words: cosmic gamma ray bursts, cosmic rays, supernovae, very high energy cosmic rays.

1. Kozmik Işınlar

Kozmik ışınlar, çok büyük bir yüzdesi protonlar olmak üzere atom çekirdekleri ve elektronlardan oluşan çok yüksek enerjili parçacıklar olarak tanımlanır. İlk kez Avusturyalı fizikçi Victor Hess, 1912 yılında atmosfere yükselen bir balon içinde taşıdığı bir elektroskopun davranışına bakarak, atmosferin yukarlarına doğru şiddeti artan yüklü parçacık akısı olduğunu, bunu kaynağının dünyamıza atmosfer dışından gelen yüklü parçacıklar olabileceğini

bildirdi (Schlickeiser, 2002). Daha sonraki yıllarda ışımalara duyarlı daha gelişkin dedektörlerin yapımı, kozmik ışınlar hakkındaki bilgilerimizi geliştirdiği gibi, yeni keşiflerin yapılmasına da katkıda bulunmuştur.

Kozmik ışınların, enerjilerine bağlı olarak, Samanyolu(SY)-içi (Galactic) ve SY-dışı (extragalactic) olmak üzere iki bölgeden kaynaklandığı kabul edilir. Enerjileri SY-içi manyetik alanlar tarafından muhafaza edilebileceğinden daha yüksek (E>1019 eV) olanlar SY-dışı kaynaklardan kaynaklanıyor olmalıdır. Diğer taraftan, kozmik ışınlar hareketleri sırasında, yolları üzerindeki madde ile çarpışmalar yaparlar ve daha düşük enerjide yeni kozmik ışınlar oluştururlar.. Yeryüzü atmosferi, bize ulaşma rotasında bulunan kozmik ışınların etkileşeceği en önemli hedefler arasındadır. Bu nedenle atmosferin dışından dünyamıza ulaşan kozmik ışınlar "birincil (primary)", birincillerin atmosferdeki etkileşimlerden dolayı oluşan kozmik ışınlar ise "ikincil (secondary)" kozmik ışınlar olarak adlandırılırlar (Özel, 1972).

Yaklaşık olarak 1019 eV ve üzerinde bir enerjiye sahip protonlar ve iyonlar "çok yüksek enerjili kozmik ışınlar" (ÇYEKI) olarak bilinmektedir. Yüklü parçacıkların (protonlar veya elektronlar) bu kadar yüksek enerjilere nasıl ulaştırılabilecekleri, henüz çözülememiş bir sorundur. Çünkü, yüksek hızlara ulaştırılmak üzere ivmelendirilen yüklü parçacıklar, elekromanyetik ışıma yasaları gereği, ivmenin karesi ile de enerjilerini kaybetmeğe beşlemek zorundadırlar (Jackson, 1962). Bunlar, her nasılsa sahip oldukları çok yüksek enerjileri nedeniyle, 1-10 mikrogauss mertebelerindeki SY-içi manyetik alan tarafından hapsedilemezler. Eğer bu kozmik ışınların kaynakları, kızıla kaymalarının gösterdiği şekilde, kozmolojik uzaklıklarda (d > 1-10 Gpc) bulunuyorsa, enerji spektrumlarında, mikrodalga fon ışıması fotonları ile yapacakları ters-Compton çarpışmalarında dolayı, yaklaşık 1019 eV civarında "GZK kesilimi" olarak bilinen bir üst sınır değerine sahip olmalıdırlar. (Bu üst sınır ilk defa Greisen, Zatsepin ve Kuzmin (1966) tarafından öngörüldüğü için bu isim verilmiştir.) Ancak, bu sınırın üzerinde enerjilere sahip çok yüksek enerjili kozmik ışınlar, bugünkü etkin Çerenkov-ışığı temelli, çok geniş alanlı parçacık yağmurları dedektörleri tarafından gözlenmektedirler. Bunların araştırılması, halihazır etkin araştırma konularından biridir (Spiering, 2007).

2. Gamma Işın Patlamaları

Gama Işın Patlamaları (GIP) çok kısa süre içersinde yaydıkları muazzam enerji (1050 -1054 erg) bakımından bilim dünyasında, evreni yarattığı kabul edilen Büyük Patlamadan sonra ve gözlenen en büyük patlama olarak kabul edilmektedir. Normal, her gökadada 50-100 yılda bir gözlendiği düşünülen olağan süpernovalarda çıkan enerji ise daha çok 1046 – 1049 erg aralığındadır (Özel, 1972; Kaçar, 2005).
Gama Işınlarının en belirgin iki özelliği; çok kısa sürmeleri (0,1sn – 100 sn) ve gökyüzünde daha önce tahmin edilmeyen konumlarda (yönlerde) meydana gelmeleridir. Ortalama olarak günde 1- 2 tane gözlenebilen ve çok farklı gözlemsel özelliklere sahip olmalarına rağmen, bu patlamalar zamansal yapıları bakımından "kısa-süreli-ışımalar" ve "uzun-süreli-ışımalar" olmak üzere iki sınıfta toplanır. Genel olarak uzun süreli patlamalar 2 s'den daha uzun süreler γ – ışını yayanlar olarak gruplandırılır; kısa süreli olanlar ise < 2 s koşulunu sağlarlar (Özel ve ark. 2002).
Gamma ışın patlamalarını oluşturan fotonlar 1 keV'den 100 GeV'ye kadar enerjilere sahip olabilmektedirler. Bu enerjinin çoğunluğu 10MeV'den küçük enerjilerdedir. Bu spektrumlar ısısal-olmayan (non-termal) bir yapıya sahiptirler; yani bir Planck spektrumu eğrisine uymazlar, özellikle yüksek enerjilerde, 'güç spektrumu' olarak isimlendirilen, $dN/dE=S \approx k\, E^{-\alpha}$ ve logaritmik çizimlerde, $\log S = \log k - \alpha \log E$ eşitliği gereği, $y = m x + b$ şeklindedirler. (burada $y= \log S$, eğim, $m= -\alpha$, $x=\log E$ ve $b=\log k$'dır.
Ardıl ışınım, anlık γ ışın patlamasında sonra başlayan, günler, haftalar ve hatta aylar boyunca sürebilen, 1-10 keV'den daha düşük enerjili ışınımlardır. Ardıl ışımalar X ışını, optik ve radyo bölgelerinde gerçekleşebilir. Ardıl ışımaların gözlenmesi ile birlikte patlamaların yerleri, ve bazan da 'ev sahibi' gökadaları belirlenmeye; gözlenen bazı kızıla kayma çizgileri ile de patlamaların uzaklıkları saptanmaya başlanmıştır. Bu uzaklıkların genellikle kozmolojik değerlere sahip oldukları, $z \sim 1$ civarında yoğunlaştıkları ve Evren'deki gökada oluşum evrelerine karşılık gelen dönemleri işaret ettikleri görülmektedir (Olutaş, 2002; Özel ve ark., 2005).
Merkezi mekanizmayı ayrıntılı olarak tanımlamamızı sağlayacak bir kısım doğrudan gözlemlere sahip olmamıza rağmen, tüm olayları açıklayan bir model ortada yoktur. γ – ışıması ve ardıl ışımalarda açığa çıkan enerjinin miktarı ve spektral dağılımı, olayların süreleri,

patlama esnasında fırlatılan materyalin huzme ve jet yapılarının gerekliliği ve izleri, ev sahibi gökadaların tipleri ve Tip Ic süpernovalarla gözlenen bağlantılara dayanarak yapılan modellemelerin sonuçlarına göre, uzun süreli patlamalar Çökerti (Collapsar) modeli ile (kütleli bir yıldızın ani çöküşü) açıklanırken, kısa süreli patlamalar iki yoğun çift nesnenin [nötron yıldızı – nötron yıldızı (NY – NY) ve nötron yıldızı – karadelik (NY – KD) gibi] birleşmesi modeli ile açıklanmaya çalışılmaktadır (Meszaros, 2001; Geçim, 2007). Samanyolu-dışı çok uzak olaylar temelinde yapılan bu modellerin her birinde mutlaka bir karadeliğin oluştuğu düşünülmektedir. Yani her GIP, aslında, Evren'de bir yerlerde yeni bir karadeliğin habercisi olmaktadır!

Ancak, bu kadar yüksek enerjilerde, bu türden ekzotik mekanizmalar yerine, bu olayları, Samanyolu içindeki nötron yıldızlarının çeşitli etkinlikleri ile açıklamanın hala mümkün olabileceğini ileri süren bir 'azınlık' görüşü de halen tartışmalarda ileri sürülmektedir (Kundt, 2007).

3. Çok Yüksek Enerjili Kozmik Işınların kaynağı olarak GIP'lar

Samanyolu-içi kozmik ışınların ise olağan süpernovalar tarafından oluşturulabileceği zaten kabul gören bir varsayımdır (Özel, 1972).

GIP'lar ise, SY-ötesi kozmolojik uzaklıklarda olaylar ise, içerdikleri enerjiler nedeni ile süper-süpernovalar olarak düşünülebilirler. Hangi mekanizmalarla, nasıl oluştukları iyi anlaşılamayan çok yüksek enerjili kozmik ışınların, GIP oluşumu sırasında ortaya çıkmaları, kanımızca yüksek bir olasılıktır. Henüz yönsel olarak böyle bir bağıntı gözlenememiş olmasına karşılık, enerji bütçesinin yüksekliği, GIP olaylarını çok yüksek enerjili kozmik ışınların en olası kaynakları arasına sokmaktadır. Çalışmalarda bu olasılık göz önüne alınmalıdır.

Teşekkür. Yazdığımız metni gözden geçirerek düzeltmeler öneren hocamız Prof. Dr M.E.Özel'e teşekkür ederiz.

Kaynakça

Geçim, G., 2006, 'Gama Işın Patlamaları', Yüksek Lisans Tezi, Mustafa Kemal Üniversitesi, Antakya.
Jackson, D., 1962, Classical Electrodynamics, John Wiley.
Kaçar, Y., 2005, 'Süpernovalar ve SN2004dj Süpernovası', Yüksek Lisans Tezi, ÇOMÜ Fizik Bölümü.
Kundt, W., 2007, 'Astrofizikte Alternatif Çözümler' Çalıştayı, ÇOMÜ Fizik Bölümü.
Meszaros, P., 2001, Science, 291, 79.
Olutaş, M., 2002, MSc Thesis, 'Cosmic Gamma Ray Bursts', Abant İzzet Baysal Üniv. Fizik Böl.
Özel, M.E., 1972, 'Ultrahigh Energy Gamma Rays from Supernonae and Their Detection Through Atmospheric Fluorescense System', MSc Thesis, ODTÜ Fizik Böl.
Özel ve ark., 2006, 'GRB Studies in Turkey', invited paper, Romanian Journal of Astronomy.
Schlickeiser, R., 2002, 'Cosmic Ray Astrophysics', Springer V., s.1.
Spiering, C., 2007, 'Status and Perpectives of Astroparticle Physics in Europe', Messenger, 129 (Sept.2007), p.33.

RADYO ATARCALARINDA IŞINIM SÜREÇLERİ

Yağmur KARAN*

* *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir*
e-posta: yagmurkaran@mail.ege.edu.tr

Özet

Hızlı dönen ve manyetik alan yeğinliği oldukça yüksek olan atarcalarda parçacıkların devinimi çekim kuvveti ve sıcaklık tarafından değil elektromanyetik güçler tarafından belirlenir. Bu çalışmada *Polar Cap* modeli çerçevesinde radyo atarcalarından gelen uyumlu ışınımın üretim süreci ele alınmıştır. Manyetik eksen ile dönme ekseninin tersparalel alındığı modelde ışınımın açıklanabilmesi için manyetik kürenin uçlak bölgesinde bir *boşluk* oluşturulmaktadır. ***E.B*** 'nin sıfırdan farklı olduğu uçlak boşluğunda $\sim 10^{12}$ volt değerindeki potansiyel fark sayesinde $e^- - e^+$ çiftleri üretilir. Boşluk dışına çıkan pozitronlar, açık manyetik alan çizgileri boyunca ışık hızı silindirinden dışarı sızarlar. Boşluk yukarısında oluşan ikincil $e^- - e^+$ çiftleri ile relativistik pozitronların Coulomb etkileşimi sonucu iki – akıntı kararsızlığı meydana gelir. Böylece iki – akıntı çiftleri, $e^- - e^+$ plazmasından gelen uyumlu eğrilik ışınımını güçlü bir şekilde yükseltir. Radyo atarcalarının *Polar Cap* modeli ile açıklanan uçlaşma özellikleri, ışıtması ve tayfı gözlemlerle uyumlu sonuçlar vermektedir.

Anahtar kelimeler: *radyo atarcaları, Polar Cap modeli*

Abstract

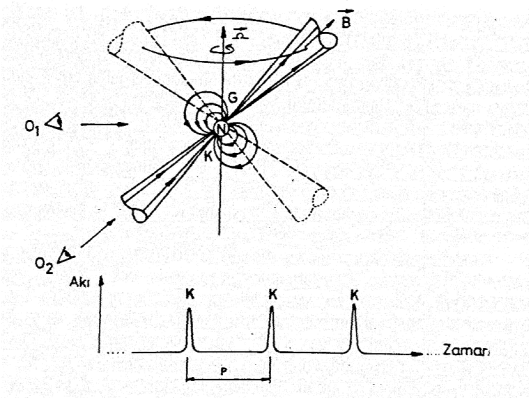
In rapidly rotating pulsars with high magnetic fields, the dynamics of plasma particles are not guided by the

gravitational force but by the electromagnetic forces. In this study, the coherent radiation emission from pulsars are investigated within the framework of *Polar Cap*. In the model, wherein the magnetic moment and the rotation axes are anti-parallel, polar gaps, at the magnetic poles are required to occur in order to explain the radio emission. $e^- - e^+$ pairs are generated by the electric potential about $\sim 10^{12}$ volt in the polar gap where $\boldsymbol{E.B} \neq 0$. Positrons, escaping the gap, flows out of the light cylinder along the open magnetic field lines. Two-stream instability occurs when secondary $e^- - e^+$ pairs go through Coulomb interaction with relativistic positrons. Thus, coherent curvature radiation produced by $e^- - e^+$ pairs are intensified by the two-stream pairs. Polarization properties, luminosity and the spectra of the radio emission from radio pulsars, accounted by the *Polar Cap* model are consistent with the observations.

Key words: *radio pulsar, Polar Cap*

1. Giriş

Atmalar şeklinde gelen sinyaller nedeniyle atarca *(pulsar - pulsating radio star)* olarak isimlendirilen bu gökcisimlerinin, büyük kütleli yıldızların evrimleri sonucunda oluştuğu bilinmektedir. Aslında birer nötron yıldız olan atarcaların manyetik eksenine, dönme eksenine ve gözlemcinin bakış doğrultusuna bağlı olarak, yıldızın manyetik ekseni etrafındaki ışınım konisinden atmalar elde edilmektedir. Atarcalardan gelen ışığın gözlenmesi deniz fenerlerine benzetilebilir. Bu üç etkene bağlı olarak; atarca uçlaklarından biri ya da her ikisi gözlemcinin bakış doğrultusundan geçtiğinde atmalar alınır *(Şekil 1)*.



Şekil 1. O_2 *doğrultusundan bakan bir gözlemci uçlakların birinden ışınım alırken,* O_1 *doğrultusundaki gözlemci hiçbir şekilde ışınım alamaz.* O_2*'deki gözlemcinin aldığı atmalar akı-zaman grafiğinde gösterilmiştir. Şekilden de anlaşılabileceği gibi her iki atma arasındaki zaman farkından atarcanın dönme dönemi hesaplanabilir.*

Atarcalar, yıldızın dönme erkesinin relativistik parçacıkların kinetik erkesine dönüştüğü bir ortam oluşturmaktadır. Bunun için yıldız kesin olarak büyük yeğinlikte bir manyetik alana sahip olmalıdır. Atarcalar için bu değer 10^8 ile 10^{15} *gauss* arasında değişmektedir. Nötron yıldızın yarıçapı ancak *10 km* ve kütlesi Güneş'in kütlesi ile kıyaslanabilir olduğundan çekim ivmesi yüzeyde $g \sim 10^{14}\ cm\ s^{-2}$ değerine ulaşır. Bu koşullar altında atmosfer ölçek yüksekliği $h = kT / m_H g \sim 10^{-6}\ T$ olur. Burada k Boltzman sabiti, g çekim ivmesi, T sıcaklık ve m_H birim oylumdaki hidrojen atomunun kütlesidir. Eğer nötron yıldız yüzeyinin kinetik sıcaklığı, örneğin $T \sim 10^6\ K$ ise $h \sim 1\ cm$ olur. Gözlenen ışınımın bu denli ince bir tabakada üretilmesi olası değildir. Aslında burada herhangi bir güçlükle karşılaşılmamaktadır. Çünkü yıldız yüzeyi yakınlarında parçacık yoğunluğu; çekim ve sıcaklık tarafından değil elektromanyetik güçler tarafından saptanır. Atarcalarda *(Çekim kuvveti) / (Elektrostatik kuvvet)* $= (G M m / r^2) / (e \Omega r B / c) \sim 10^{-12}$ denlidir.

Şimdi ise atarcalarda çok güçlü bir manyetik alan içerisindeki maddenin yapısını inceleyelim: $\boldsymbol{E} \cdot \boldsymbol{B}$ sıfırdan çok az da olsa farklı ise elektron ve özellikle çekirdeklerin relativistik hızlara erişmesi gerekir. Fakat çoğu atarcada pozitif iyonlar için durum hiç de öyle değildir. Manyetik alanı 10^{12} *G* olan nötron yıldızın yüzey katmanlarındaki maddenin yapısı daha çok manyetik alan tarafından tanımlanır. Ekseni nötron yıldızın manyetik alanına koşut olan uzun molekül zincirleri

oluşur. Bu zincirler tek boyutlu çerçeveye *(lattice)* dağılmış (çekirdek ve elektronlardan oluşan) iyonlar ve dış elektron kılıfından meydana gelmektedir. Molekül zincirleri birbirlerine yan yana güçlü bir şekilde bağlanırlar. Sonuç; eşyönlü olmayan *(anisotropic)*, güçlü bir şekilde bağlı, oldukça yoğun bir madde biçimidir. Demirden oluşmuş olan molekül zincirleri $B \sim 2 \times 10^{12}$ *gaussluk* manyetik alanda iyon başına *14 keV* luk bir bağlanma erkesine ve iyonlar arasında $\sim 10^{-9}$ *cm* lik bir uzaklığa *(lattice spacing)* sahiptir. İyon başına bağlanma erkesi çok yüksek olduğundan iyonlar yüzeyden koparılamaz. Diğer taraftan, elektronlar yıldız yüzeyinden pozitif iyonlara kıyasla çok daha kolay koparılabilir. Yıldızın manyetik küresinde negatif yüklü parçacıklar var ancak, pozitif yüklü parçacıklar (pozitif iyonlar) elektrik alan tarafından sağlanamıyor. İleride manyetik küredeki plazmanın bileşenlerini ayrıntılarıyla göreceğiz.

2. Işınım Modelleri

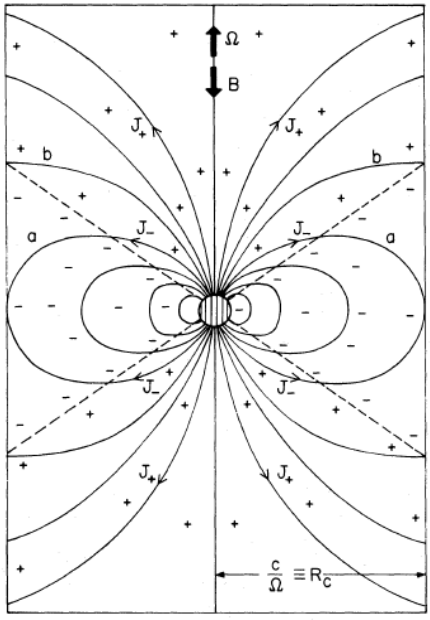
Atarca manyetik küresindeki plazmanın durumu ve buna ilişkin olarak manyetik alanın yapısı, ışınım sürecinin (optik, radyo, x-ışını) anlaşılmasında temel bir sorundur. Çünkü manyetik eksen – dönme ekseni ilişkisine göre kurulan modeller, ışınımın kaynağını ya yüzeye ya da ışık hızı silindirine* yakın bir bölgede tahmin eder. Atarcalarda ışınım süreçlerini açıklamaya çalışan her model manyetik eksen - dönme ekseni arasındaki açıyı farklı ele almıştır. Örneğin; Sturrock (1971) ışınım sürecini $\boldsymbol{m} // \boldsymbol{\Omega}$ ve $\boldsymbol{\Omega} \perp \boldsymbol{m}$ olmak üzere iki varsayımla, Ruderman & Sutherland (1975) $\boldsymbol{m} \downarrow\uparrow \boldsymbol{\Omega}$ varsayımıyla, Ginzburg & Zheleznyakov (1975) $\boldsymbol{\Omega} \perp \boldsymbol{m}$ varsayımıyla, Goldreich ve Julian (1969) $\boldsymbol{m} // \boldsymbol{\Omega}$ varsayımıyla ele alıp incelemişlerdir. Dolayısıyla bu modeller, ortak yanlara sahip olmakla birlikte değişik ışınım süreçleri önermişlerdir. Bütün modeller, oldukça karmaşık olan atarca olgusunun "belli" yanlarını açıklayabilmiş yani, gözlemlerle tutarlı kalabilmiştir. Günümüzde atarca manyetik küre modelleri içinde güncelliğini koruyan ve üçü birlikte atarca ışınım sürecini açıklayan

* Manyetik eksen ile dönme ekseninin birbirine koşut alındığı Goldreich & Julian (1969) modelinde plazmanın eşlek bölgesinde yıldız ile birlikte $\boldsymbol{v} = \boldsymbol{\Omega} \times \boldsymbol{r}$ hızıyla döneceğini öngörüyor. Kuşkusuz, plazmanın yıldız ile birlikte dönmesi ancak dönme ekseninden $R_c < c/\Omega$ uzaklığına kadar olasıdır. Bu nokta ışık hızı silindirinin sınırıdır ve parçacıklar $v = c$ hızıyla dönerler.

Polar Cap (Ruderman & Sutherland 1975), *Outer Gap* (Cheng, Ho & Ruderman 1986) ve *Slot Gap* (Dyks & Rudak 2003, Muslimov & Harding 2003) modelleri dikkate alınmaktadır. Bu çalışmada nötron yıldızın uçlak başlıklarına yakın bölgeden salınan radyo ışınımı ile ilgilenen *Polar Cap* modeli ele alınacaktır.

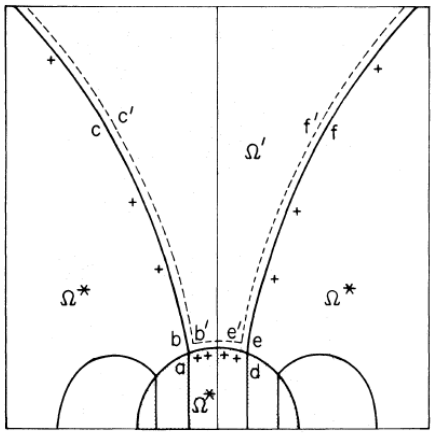
2.1. *Polar Cap* Modeli

Ruderman ve Sutherland'in ileri sürdükleri bu atarca modelinde manyetik moment ekseni - dönme ekseni ilişkisi $\boldsymbol{m} \downarrow\uparrow \boldsymbol{\Omega}$ *(antiparallel)* olarak varsayılmıştır. Manyetik küre uçlak bölgelerinde $\boldsymbol{E}$ elektrik alanı yıldız yüzeyinden dışarı doğrudur. Dolayısıyla uçlak bölgesine daha yakın olan açık manyetik alan çizgilerinden pozitif yüklü parçacıklar; daha alçak enlemlerdeki çizgilerden ise elektronlar yıldızdan dışarı akarlar. Uçlak bölgesinin hemen üzerinde manyetik kürede net pozitif elektrik yükü vardır *(Şekil 2)*. Yakın manyetik kürede ortaya çıkan sonuçlar aşağıdaki iki koşuldan türetilmektedir: **i)** Açık manyetik alan çizgileri boyunca ışık hızı silindiri dışına akan elektronlar kolayca geriye, manyetik küreye, dönemezler. **ii)** Nötron yıldızın yüzeyi manyetik küreye bol miktarda elektron sağlar, fakat pozitif iyon sağlayamaz.



Şekil 2. Dönme ekseninin manyetik çiftuçay eksene tersparalel olduğu durum için Goldreich & Julian (1969) modelinden alınan manyetik alan çizgileri, akımlar ve manyetosferik yük yoğunluğunu gösteren taslak. Manyetik alanın sadece çiftuçay eksenine sahip olduğu varsayılmıştır. $\cos\theta = \pm 3^{-1/2}$ *değerlerindeki kesikli çizgiler, manyetik küredeki pozitif ve negatif yük yoğunluk bölgelerini birbirinden ayırmaktadır.* **a** *ile gösterilen çizgi, ışık hızı silindiri içinde son kapalı alan çizgisidir.* **a** *ile* **b** *çizgileri arasındaki açık alan çizgileri boyunca negatif akımlar* (J_-) *akar.* **b** *çizgisi ile uçlak arasındaki açık alan çizgileri pozitif yüklü bölgelerden geçer ve pozitif akımlar* (J_+) *bu çizgiler boyunca akar.* [3]

Eğer başlangıçta manyetik küredeki plazmada tamamen yük ayrımı yoksa bu plazma hem yıldız yüzeyine doğru akan negatif yük hem de ışık hızı silindirinden sızarak kaybolan pozitif yükler yerine yenisini sağlayacaktır. Fakat bu olaylar dizisi sonsuz bir şekilde sürüp gidemez. En sonunda, ışık hızı silindiri boyunca dışarı akan pozitif yüklere karşılık olarak, yıldızın yüzeyine yakın pozitif yüklü manyetik küre yüzeyden uzaklaşmaya başlar ve gittikçe büyüyen bir ***boşluk (gap)*** oluşur *(Şekil 3)*. Yakın manyetik kürede yük yoğunluğu sıfırdan farklıysa $\boldsymbol{E} \cdot \boldsymbol{B} = 0$ dır (manyetik alan çizgileri boyunca ivmelenme yok). Manyetik küre elektrik yük yoğunluğunun sıfır olduğu boşluklarda nötron yıldız yüzeyine bağlı pozitif yüklerin ürettiği elektrik alanın bileşeni, $\boldsymbol{E} \cdot \boldsymbol{B} \neq 0$ olmasına neden olur. İleride göreceğimiz gibi elektrik yüklü parçacıkların elektrik alan tarafından ivmelendirilmeleri ancak bu boşlukta ($\boldsymbol{E} \cdot \boldsymbol{B} \neq 0$) olasıdır. Çiftuçay manyetik alana sahip dönen nötron yıldızı için türetilen dönen manyetosferin açısal frekansı (Ω) nötron yıldızının açısal frekansından (Ω^*) daha küçüktür.



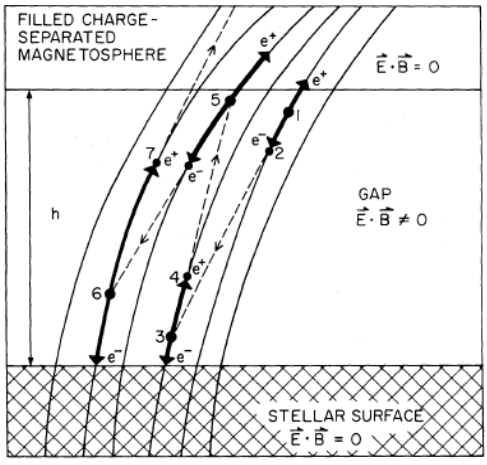
Şekil 3. ***ab′e′d*** *bölgesi, dönen nötron yıldızının* ***ad*** *uçlak bölgesi üzerinde oluşan boşluktur. Boşluğun yüksekliği h = ab′ = de′ dür. Şekildeki sürekli çizgilerle kesik çizgiler arasındaki bölgede elektrik yüklü parçacık yoktur.* ***abc*** *ve* ***def*** *konisi ile eşlek arasındaki manyetik küre yıldız ile birlikte dönmektedir.* ***c′b′e′f′*** *konisi içindeki manyetik küre Ω′ (Ω′< Ω*) açısal hızıyla dönmektedir.* ***ab′e′d*** *uçlak boşluğunda* $\boldsymbol{E}\cdot\boldsymbol{B}\neq 0$ *dır. Boşluğun cc′≈ h olan kısmında* ***E*** *ve* ***B*** *ortogonaldir (yani* $\boldsymbol{E}\cdot\boldsymbol{B}=0$*). [3]*

Işık hızı silindiri boyunca pozitif yüklerin dışarıya akmasıyla boşluk yüksekliği *h*, *c* ışık hızına yakın bir hızla büyüyecektir. Fakat boşluk boyunca potansiyel fark, h^2 ile orantılı olarak artacaktır; ancak boşluk eninde sonunda elektron-pozitron çifti sağanağı yoluyla yük boşaltacaktır. Boşluğun muazzam yeğinlikteki manyetik alanında enerjisi $2m_e c^2$ yi geçen γ-ışını $e^- - e^+$ çifti üretebilir. Meydana gelmiş olan bu parçacıklar, boşluktaki elektrik alan içinde manyetik alan çizgileri boyunca relativistik erkelere ivmelendirilir. Eğri manyetik alan çizgileri boyunca hareket eden elektronlar *eğrilik ışınımı (curvature radiation)* salar. Bu eğrilik ışınımı fotonları, komşu manyetik alan çizgilerinde $e^- - e^+$ çiftleri üretebilecek kadar enerjiye sahiptirler. Boşluğun tamamen yük boşaltmasında, yüklü parçacıklar eğrilik ışınımı üretir; bu ışınım başka çiftler üretmeye devam eder; bu parçacıklar ivmelendirilir ve daha fazla çift üretecek olan eğrilik ışınımı yaparlar. Bu olaylar dizisi $e^- - e^+$ sağanağı oluşuncaya kadar sürer *(Şekil 4)*.

Boşluğun iki ucu arasındaki potansiyel fark, parçacıkları $\gamma\sim 3\times 10^6$ olacak denli relativistik erkelere ivmelendirir. Relativistik pozitronların boşluk yukarısındaki manyetik küreye taşıdıkları maksimum erke akısı

$$E_+ \approx \Delta V \rho_e c \pi . r_P^2 = \Delta V \frac{\Omega}{2\pi} \Phi$$
$$\approx 10^{30} B_{12}^{6/7} \rho_6^{4/7} P^{-15/7} ergs^{-1} \qquad (1)$$

dır. Burada ΔV, potansiyel fark; ρ_e, yerel yük yoğunluğu; r_p, uçlak başlığının yarıçapı; Φ, uçlak bölgesinden çıkan toplam açık manyetik alan çizgi akısı; P, saniye cinsinden dönme dönemi; $B_{12} = \boldsymbol{r} \cdot \boldsymbol{B}_S / 10^{12}\ G$; $\rho_6 = \rho / 10^6\ cm$ dir.



Şekil 4. h *(~*10^4 *cm) kalınlığındaki uçlak boşluk bölgesinin geometrisi. Uçlak boşluk bölgesinde* 10^{12} *voltlara çıkabilen elektrik alan nötron yıldızın yüzeyinden pozitronları koparabilir. Daha sonra bu pozitronlar kendilerini devasa bir elektrik alan içinde bulduklarından ivmelenirler ve sonucunda gamma ışını üretirler ve gama fotonları bir doğru boyunca hareket eder. Eğri manyetik alan kuvvet çizgilerinin γ–fotonlarının yayılma doğrultusuna dik bileşeni, bu fotonların* e^-–e^+ *çiftlerine ayrılmasına neden olur* ($\gamma + B \rightarrow e^- + e^+$). *Enerjisi* $2mc^2$ *den büyük olan bir γ-fotonu,* 1 *de* e^-–e^+ *çifti üretir. Boşluktaki elektrik alan* e^+ *boşluk dışına,* e^- *ise yıldız yüzeyine doğru ivmelendirir.* e^- *eğri manyetik alan çizgileri boyunca yol alır ve* 2 *de bir foton üretir (eğrilik ışınımı). Bu fotonun manyetik alana dik yöndeki momentum bileşeni yeterince büyükse, foton* 3 *de* e^-–e^+ *çifti üretir. Bu çift üretim "sağanağı"* (cascade of pair production) *sonucunda boşluk bozulmuş olur.* [3]

İleride göreceğimiz gibi bu erke akısının önemli bir kesimi boşluk üzerindeki yakın manyetik kürede uyumlu mikrodalga ışınımına *(coherent microwave radiation)* dönüşecektir. Böylece *(1)* eşitliği aynı zamanda atarca radyo ışıtma gücü *(radio luminosity)* için üst sınırı oluşturur. Bu sonuç uzaklığı bilinen atarcaların radyo ışıtma güçleri ile tutarlıdır [3].

Uçlak boşluğunun sürekli olarak bozulmasıyla boşluk boyunca ve manyetik küre içinde ivmelenen birincil pozitronlar, eğrilik ışınımlarının büyük bir kısmını boşluğu geçtikten sonra verirler. Boşluğun üzerinde pozitronlar $\boldsymbol{E}\cdot\boldsymbol{B}=0$ bölgesindedirler, bu nedenle ivmelenmelerinin durması beklenir. Ancak manyetik alan kuvvet çizgilerinin eğriliği nedeniyle ivmelenmeleri devam eder. Bu bölgede yaptıkları eğrilik ışınımı frekansı

$$\omega_c = \frac{3}{2}\gamma_{\mp}^{3}\frac{c}{\rho} \qquad (2)$$

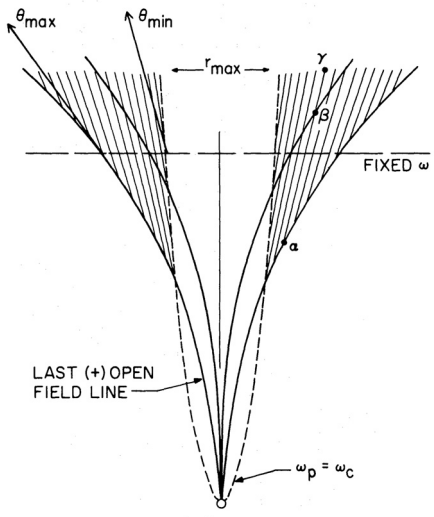
ile verilir. $\gamma_{\pm} = \hbar\omega_c / 2mc^2$ dir. $\gamma_{\pm} \sim 800$ için *(2)* eşitliğiyle verilen frekans, $\rho = 10^9$ *cm* için radyo bölgesine düşer *($\omega_c /2\pi \sim 10^9$ Hz)*. Ancak tek-parçacık uyumsuz ışınım *(single–particle incoherent radiation)*, atarca ışınımını açıklamakta yetersizdir. Bazı radyo atarcalarının 10^{30} °*K* gibi yüksek parlaklık sıcaklığı vermesi ışınımın *uyumlu (coherent)*[*] ışınım süreciyle açıklanabileceğini göstermektedir. *Polar Cap* modeli çerçevesinde bu uyum *iki-akıntı kararsızlığı* sonucu oluşturulur. Boşluk yukarısındaki yakın manyetik kürede üretilen *ikincil* $e^- - e^+$ demeti ile daha da relativistik hızlara sahip olan pozitron demetinin Coulomb etkileşimi sonucu bir tedirginlik doğar. Bu tedirginlik bir plazma dalgası üretir. Yayılan plazma dalgasının elektrik alanı demetteki plazma parçacıklarını ivmelendirir. Bu parçacıkların bir kısmı tedirginliğin ortaya çıktığı noktaya dönecektir. Tedirginliğin ortaya çıktığı noktaya dönen bu parçacıklar, dalganın elektrik alanı tarafından kazandıkları uyumlu ivmelenme nedeniyle demetler halinde gruplaşır *(bunching)* ve evre uyumu sayesinde tedirginlik büyür, yeğinliği artar. Böylece gruplaşma sayesinde yeterince kinetik enerjisi bulunan çiftlerin eğrilik ışınımının frekansı, radyo bölgesine denk düşer.

[*] Bilindiği gibi ısısal kaynaklardan gelen ışınımın parlaklık sıcaklığı, Maxwell hız dağılımı gösteren parçacıkların T sıcaklığından büyük olamaz. Atarca radyo ışınımı parlaklık sıcaklığı ~10^{30} Kelvin değerlerine ulaşabildiğine göre bu ışınım kaynağı da ancak ısısal olmayan, uyumlu ışınım kaynağıdır. Uyumlu ışınım sürecinde ortamdaki nokta kaynaklardan yayılan dalgaların aynı evrede salınması gerekir.

Şimdi Ruderman ve Sutherland modelinde ışınım yapan bölgenin geometrisine, ışınım tayfına ve uçlaşmasına *(polarisation)* bakalım. Boşlukta oluşan pozitronların enerjilerinin önemli bir kesri eğrilik ışınımı yoluyla dışarıya verilir. Pozitronun maksimum erke akısı *(1)* eşitliği ile verilmiştir. Atarcalar için radyo ışınımının yeğinliği

$$L_{radyo} < L_{\max} = \frac{10^{30}}{P^{15/7}} erg.s^{-1} \qquad (3)$$

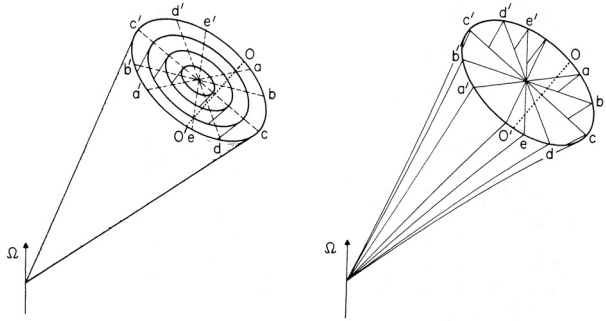
ile verilen bu bağıntı önceden değinildiği gibi uyumlu radyo ışınımı ölçümleriyle de tutarlıdır. *Şekil 5* 'de atarcaların ışınım konisinin geometrisi gösterilmektedir.



Şekil 5. Taralı bölgeler uyumlu mikrodalga ışınım bölgeleridir. Nötron yıldıza doğru işaret eden sürekli çizgiler, manyetik alan kuvvet çizgileri doğrultusuna teğet olan geometrik yerleri simgeler. α, β, γ *noktalarındaki elektronlar ve pozitronlar aynı yöne doğru fakat sırasıyla daha düşük frekanslarda ışınım salar.* [3]

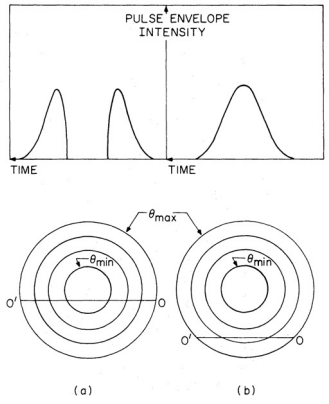
Atma zarfının yapısı, hem gözlemcinin bakış doğrultusu hem de ışınım bölgesinin geometrisi ile belirlenir. Elektron ve pozitronlardan gelen eğrilik ışınımı (tepe açısı $\sim 1/\gamma_{\pm}$ olan koni içerisinden) manyetik alan çizgilerine teğet olarak salınır. Böylece ışınım deseni ve atma zarfı, ışınım bölgesinde açık alan çizgilerine olan teğetler ve bu teğetlerle gözlemcinin bakış doğrultusu arasındaki

ilişkiye bağlıdır *(Şekil 6)*. Eğer çiftuçay ekseni dönme eksenine paralel değilse, ışınım konileri gözlemcinin bakış doğrultusu tarafından süpürülecektir. Gözlemcinin bakış doğrultusu *(trajectory)*, konilerin ortak "taban"ını kesen doğrudur ve gözlemci sadece bu doğru üzerindeki noktalardan ışınım alır. İç içe yuvalanmış ışınım konilerinden en içteki koni $\theta_{min}(\omega)$ ile tanımlanır ve bu koninin içinde ışınım yoktur. Benzer olarak $\theta_{max}(\omega)$ ile tanımlanan en dıştaki koninin de dışında ışınım yoktur. Gözlemcinin bakış doğrultusu $\theta_{min}(\omega)$ konisinin içinden geçerse, gözlemci çift atma zarfı *(single-humped envelope)* gözleyecektir. Eğer gözlemcinin bakış doğrultusu θ_{min} içerisinden geçmiyorsa, zarf tek tepeli olacaktır *(Şekil 7)*.



Şekil 6a (sol). Manyetik alan çizgilerine olan teğetler tarafından tanımlanan ışınım konilerinin gösterimi. Burada gözlemcinin bakış doğrultusu OO' doğrusu ile gösterilmiştir.[3]

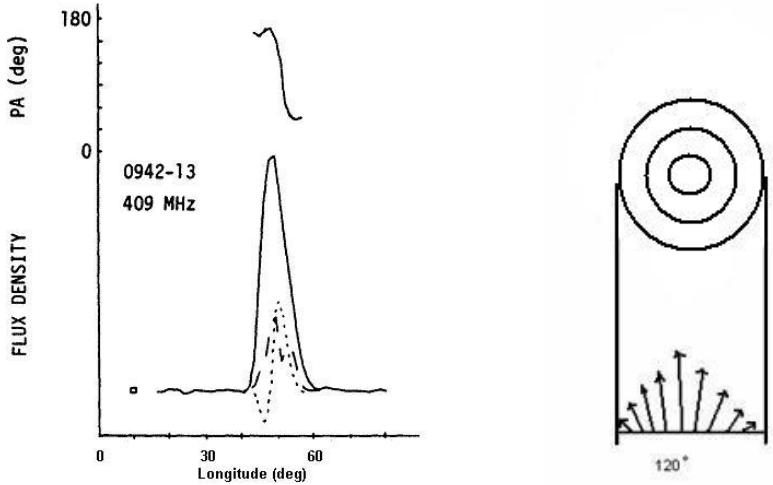
Şekil 6b (sağ). Işınım bölgesinde manyetik alan çizgilerinin oluşturduğu düzlemlerin ve bu düzlemlere dik olan elektrik alan vektörlerinin gösterimi. Gözlemcinin bakış doğrultusu, ışınım bölgesine bağlı olarak OO' *boyunca farklı elektrik alan vektörleri süpürür.*[3]



Şekil 7. Çift tepeli ve tek tepeli atma zarflarının şematik gösterimi. Işınım konilerinin tepe açıları manyetik alan çizgilerine olan teğetler tarafından tanımlanır: θ_{min} *içinde uyumlu mikrodalga ışınım yoktur;* θ_{max} *son açık alan çizgilerine olan teğetler tarafından tanımlanır. Gözlemcinin bakış doğrultusu* θ_{min} *den geçmesine bağlı olarak bir* OO' *yoluyla tanımlandığında, çift tepeli atma zarfı gözlenir.* [3]

Tipik bir atarcanın radyo ışınımı doğrusal uçlaşma gösterir. Uçlaşmanın yönü bir tek atmada en fazla 180^0 lik bir açı aralığını süpürür *(Şekil 8)*. Uçlaşmanın çok kısa zaman aralığında bu denli değişmesi Ruderman & Sutherland modeliyle açıklanabilir. Eğrilik ışınımının elektrik uçlaşma vektörü, açık çiftuçay alan çizgilerine diktir. Açık çiftuçay alan çizgileri uçlak bölgesinden çıkıp giderek birbirinden uzaklaştığından tanımlanan düzlemler gözlemcinin bakış doğrultusunu *Şekil 6b* deki gibi keser.

Ek olarak, Ruderman & Sutherland modeli tüm radyo ışınımı yapan pulsarlar için ışınım bölgesini, uçlak başlığı üzerinde ve 10^2 yıldız yarıçapı uzaklıkta tahmin etmektedir.



Şekil 8a (sol). Özeksel tek atma gösteren PSR 0942 – 13 radyo atarcasının 409 MHz için atma kesiti ve S - şeklindeki uçlaşma kesiti (üst kısım). [2]

Şekil 8b (sağ). Özeksel tek atmanın elde edildiği ışınım konisinin temsili ve uçlaşma vektörünün atma boyunca değişimi.

Sonuç olarak, radyo atarcalarının parlaklık sıcaklığı, uçlaşma özellikleri ve tayfı *Polar Cap* modeli çerçevesinde uyumlu ışınım süreçleriyle açıklanabilmektedir.

Kaynaklar:

1. Beeker, J. A., Geiss, J., Huber, M., 2001, *The Century of Space Science,* Springer (ISBN: 0792371968).
2. Lyne, A. G., Manchester, R. N., 1988, Mon. Not. R. astr. Soc., 234: 477 – 508.
3. Ruderman, M. & Sutherland, P.G., 1975, Ap. J., 196: 51 – 72.
4. Seiradakis, J. H. & Wielebinski, R., 2004, Astron. and Astrophys. Rev., 12: 239 – 271.
5. Usov, V. V., 2002, p.240, *WE-Heraeus Seminar on Neutron Stars, Pulsars, and Supernova Remnants*, W. Becker, H. Lesch, and J. Trümper, Garching bei München: Max-Plank-Institut für extraterrestrische Physik.

PULSARLAR (ATARCALAR)

Elif YARBASAN

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yerleşkesi, 17100, Çanakkale
elifyarbasan@mynet.com

Özet

Bir yıldız doğumundan ölümüne kadar, uzun ve karışık bir evrim sürecinden geçer. Burada en önemli parametre kütledir. Küçük kütleli yıldızlar, evrimini daha geç tamamlarken, büyük kütleli yıldızlar, evrimini daha erken tamamlar. Yıldızların içindeki, termo-nükleer reaksiyon süresince, yıldızın kimyasal bileşiminde değişiklik olur. Bu değişiklik süreci, yıldızın evriminin temelini oluşturur. Ancak bütün yıldızların evrimi aynı safhalardan geçer. Anakol öncesi evrim, anakol evrimi ve anakol sonrası evrim.

Anahtar kelimeler: Yıldız evrimi, pulsarlar

Abstract

A star passes through a long and complex evolution process from its birth to death. The mass is the most important parameter. Lower mass stars spend their lifetime in a long time while higher ones complete in shorter time. The chemical structure of stars changes because of the chemical reactions which occurs inside. This changes are plays an important role in stellar evoltuion. However, the phases of evolution are the same; pre-main sequence evolution, main sequence evolution and post-main sequence evolution.

Keywords: Stellar evolution, pulsars

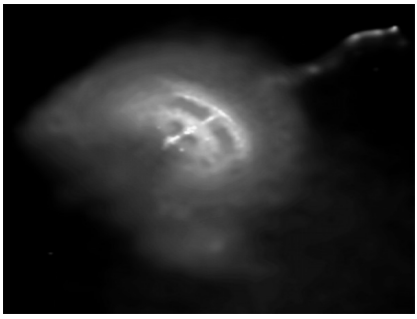
1. Giriş

Kütlesi 9 ile 40 M⊙ arasında olan yıldızların gelişiminin ilk evreleri, kendisinden daha küçük kütleli yıldızlara benzemektedir. Ancak kütlesinden dolayı evrimleşme oranı çok daha hızlıdır. Böyle büyük kütleli bir yıldız, H'nin yanma safhası başlar başlamaz kütle kaybeder. Daha küçük kütleli yıldızlara oranla, merkezdeki karbonun yanması daha yavaştır ve daha ilerdeki nükleer süreçler sonunda demir içerikli bir çekirdek oluşmasına neden olacaktır.

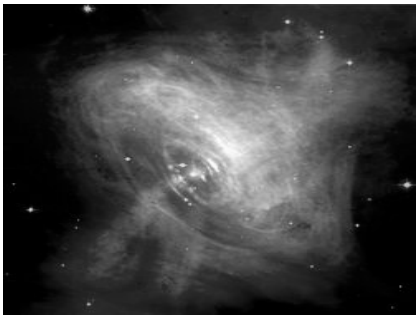
Çekirdeğin kütlesi büyüdükçe merkezi yoğunluk ve sıcaklık artar. Nötrinozasyon süreci başlayıp merkezi yoğunluk bir milyon gr/cm3 gibi bir değere ulaşınca yani protonların nötronlara dönüşümü ve nötronların yayılımı ile eş zamanlı olarak demir çekirdekleri tarafından elektronların yakalanması veya sıcaklığın demir çekirdeklerinin foto parçalanmasına neden olacak kadar yeterli yüksekliğe ulaşması sonucu kararsızlık meydana gelecektir. Bu süreçte merkezi basınç azalır ve çekirdek çöker. Yıldız çekirdeğinden kaçan nötrinolar, dış katmanlar tarafından soğurulur. Bu ek enerji transferi yıldızın zarf atmasıyla son bulur veya bir süpernova patlamasını başlatır. Eğer kararlılık kaybına demir çekirdeklerinin foto parçalanması sebep olduysa salınan enerji öyle yüksek olur ki, bu yıldız tamamen parçalanır. Nötron yıldızı oluşturmak üzere çöken yıldızın çekirdeğinin, süpernova patlama evresinden mi artakaldığı, düşünülen aralıkta kütleli yıldız olup olmadığı veya patlamanın yıldızın tamamen parçalanmasıyla mı bitip bitmediği kesin olarak bilinmemektedir. Patlamada salınan enerjinin 1053 erg civarında olduğu tahmin edilmektedir.

2. Yıldız Öldü Fakat Kalbi Atıyor

Atarca (Pulsar) "kalp gibi atan" anlamına gelmektedir. İngilizcede "kalbin atması" anlamına gelen "pulsate" kelimesinden türemiştir. Atarcalar, içinde bulundukları bulutsuların çekirdeği (bkz. Şekil 1) ve kalbi oldukları kadar, kalp atışları gibi muazzam ritimlerle uzaya radyo dalgaları gönderen nötron yıldızlarıdır. Yengeç Bulutsusunun optik ve X-ışını görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş görüntüsü Şekil 2'de yer almaktadır.



Şekil 1. Vela Atarcası



Şekil 2. Yengeç Bulutsusu.

Şekil ortasındaki küçük nokta atarcayı, bu noktadan çıkan iç bükey çizgiler manyetik alan çizgilerini, mavi konik çizgilerse atarcanın kutuplarından çıkan ışınımı göstermektedir. Nebula merkezindeki atarcanın oluşturduğu manyetik alan çizgileri gözlemlenebilir.

Bir nötron yıldızı süpernova patlaması sonucu parçalanan bir yıldızın merkezinin kendi üzerinde çökmesiyle oluşur. Nötron yıldızları oldukça büyük kütleli, çok küçük çaplı, yüksek manyetik alana sahip ve kendi eksenleri etrafında muazzam hızlarla dönen gök cisimleridir. Güneşimiz gibi yıldızlar hiçbir zaman bir nötron yıldızı oluşturamazlar.

Kendi etrafında yüksek hızlarla dönen nötron yıldızı kutuplarından uzaya doğru çok yüksek hızlarla parçacık saçar. Bu şekilde belli aralıklarla elektromanyetik ışıma yapan nötron yıldızına "atarca" adı verilir. Manyetik kutuplardan çıkan bu ışınım görüş çizgimizi kestiği sürece atarca dünyadan gözlemlenebilir. Yani ışınım süreklidir ancak bu ışınım dünyadan kesik kesik izlenebildiği için cisim bize periyodik elektromanyetik ışınımlar yapan bir kaynak gibi gözükür. Buna deniz feneri etkisi denmektedir. Bazı atarcalar, radyo dalgalarından başka, kızılötesi ve mor ötesi ışınlarda yaymaktadırlar. Atarcanın kendi etrafındaki dönüş hızı oldukça yüksektir. Bazıları kendi etrafında saniyede 1000 devir yapar. 20 km çapında bir atarcanın ekvator yüzeyinde bu dönüş hızı saniyede 62.800, dakikada 3.768.00, saatte ise 226.000.000 km yi bulmaktadır. Atarcalar o kadar yoğundur ki bir çay kaşığı kadar atarca maddesinin dünyadaki ağırlığı 100 milyon tonu geçmektedir.

2.1 Atarcaların Keşfi

İlk atarca 1967 yılında Cambirdge Üniversitesinden Jocelyn Bell BURNELL ve Antony HEWİSH tarafından keşfedilmiştir. Antony Hewish, radyo dalgaları yardımıyla kuasarlardaki (yıldızımsı cisim) parlamaları incelemek için dört dönümlük bir araziyi kaplayan ve yapımı iki yıl süren oldukça büyük bir radyo teleskop inşa etmiştir. Jocelyn Bell Burnell bu araştırma ekibine henüz asistanken antenin çalışmaya başlamasından kısa bir süre sonra 1967 yılının Temmuz ayında katılmıştır.

Kaynağın yaptığı radyo dalgalarının düzenliliğine şaşıran araştırma ekibi, keşiflerini LGM–1 (Küçük yeşil adam - little green man) olarak isimlendirdi. Çalışmalarını derinleştiren araştırma ekibi gökadanın başka bölgelerinden de düzenli radyo dalgaları geldiğini tespit etti. Bulunanlardan bir tanesinin ışınım dönemi sadece 16 ms'dir. Bu kadar küçük bir ışınım aralığı radyo kaynağının bir gezegen olma ihtimalini ortadan kaldırmaktadır.

2.2 Atarca Çeşitleri

Atarcalar ışınımlarına neden olan enerji kaynaklarına göre üçe ayrılır; dönen atarcalar, X-ışını atarcaları ve Magnetarlar.

2.2.1 Dönen Atarcalar

Dönen atarcaların ışınımı, adından anlaşılacağı gibi atarcanın kendi etrafında dönerken zaman içinde dönme enerjisini yitirmesinden kaynaklanmaktadır. Bu tip atarcalar dönme enerjisi tamamen bittiğinde ölürler.

2.2.2 X – Işını Atarcaları

X- ışını Atarcaları bir nötron yıldızı, çiftli sistem oluşturulduğunda ortaya çıkan bir gök cismidir. Bir atarcanın çifti, başka bir yıldız, bir gezegen, beyaz cüce hatta başka bir atarca olabilir. Çiftlerden birisi ömrünün sonuna yaklaştığında dış kabuk şişmeye ve bu eşten nötron yıldızına madde akmaya başlar. Madde akışıyla beraber nötron yıldızı kendi etrafında çok hızlı dönmeye başlayarak Milisaniye atarcaları olarak da adlandırılan atarcayı oluşturur. Bütün madde atarcayı geçip bittiği zaman atarcanın dönme periyodu artmaya başlar. Enerjisini tüketen atarcanın tamamen ölmesi milyarlarca yıl sürecektir.

X- ışını atarcası 1970 yılında fırlatılan Uhuru uydusuyla ilk defa gözlemlenmiştir. X-ışını kaynağı kabul edilen 300 X-ışını kaynağı

üzerinde 429 günlük bir gözlem dönemi ile çalışılmıştır. Bunlar arasında en göze çarpanlar, çift sistemlerdeki X-ışını atarcalarıdır. Bu atarcalar toplanma yapan nötron yıldızlarıdır. Toplanmayı, relativistik bir yoldaşa sahip dev yıldızdan, relativistik yıldızın üzerine maddenin düşmesi olarak tanımlarsak, bir gazın toplanması şu şekilde açıklanabilir.

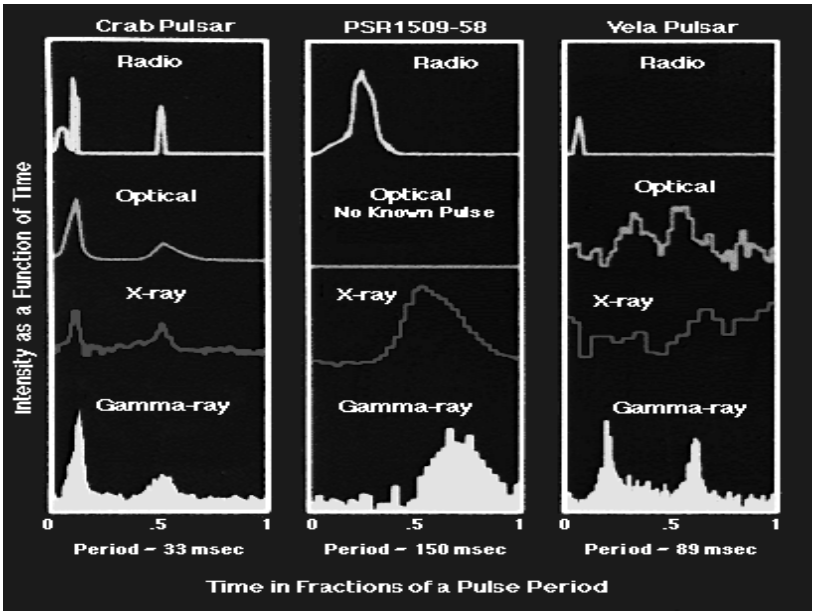
İlk gözlenen X-ışını atarcası Cen X- 3 ve Her X–1' dir. Bu atarcaların dönemleri sırasıyla 4.8 s ve 1.24 s' dir. Bu atarcaların salma tayfları, termal olmayan radyo atarca tayfından çok daha farklı, 108 K lik bir sıcaklıktaki plazmanın temel ışınımını hatırlatmaktadır. Bir çift sisteme ait X- ışını atarcası, X- ışınımı örtülmesinden ve yörüngesel hareketi nedeni ile tekrarlanan hareketinde atımın değişiminden bulunur.. X-ışını atarcalarının yoldaş yıldızların çoğu, mavi süper devler veya roche lobunu doldurmuş parlak yıldızlardır. Çift sistemlerin her iki tipide yıldızıl rüzgarlar ya da jetler şeklide, gaz akımında karakterize edilmiştir.

2.2.3 Magnetarlar

Magnetarlar, ışınım kaynağı çok şiddetli manyetik alanlardan kaynaklanan atarcalardır. Manyetik alanın belli bir seviye altına düşmesiyle ölürler.

2.3 Atarca Avı

Bir atarcayı araştıran gök bilimci, radyo teleskopunu gökyüzündeki belli bir bölgeye, birkaç dakikadan 12 saate kadar uzanan bir zaman dilimi için çevirir. Gözlem süresi ne kadar uzarsa zayıf atarcaları bulmak o kadar kolaylaşır. Teleskop çıkışına elde edilen verileri işleyecek bir bilgisayar bağlanır. Daha sonra elde edilen veriler içinde, kendini tekrar eden bir sinyal olup olmadığı araştırılır. Kendini tekrar eden ışınım arasındaki zamana atarca dönemi denir.



Şekil 3. Farklı dalgaboylarındaki yeğinlik değişimi.

Herbir atarca için, ışınımlar arasındaki zaman oldukça belirlidir ve çok kesin olarak ölçülebilir. Işınımlar arasındaki zaman dilimi ışınım dönemi olarak adlandırılır. Örnek olarak Şekli 3'te üç atarca için, faklı dalga boylarında elde edilmiş yeğinlik değişimleri ve dönemleri yer almaktadır. Crab atarcasının, PSR1509-58'in ve Vela atarcasının dönemi sırasıyla, 33 ms, 150 ms ve 89 ms'dir. Görüldüğü gibi ışınımlar hem biçim hem de genlik olarak birbirlerinden oldukça farklıdır.

Bir ışınımın en yüksek frekanslı bileşenleri düşük frekanslı bileşenlerinden daha önce radyo teleskopuna ulaşmaktadır. Bu olgunun nedeni, ışınımın yıldızlar arası ortam içinde ve farklı frekans bileşenlerinin farklı hızlarda yol almasıdır. Yıldızlararası ortamda bulunan serbest elektronların neden olduğu bu olaya ışınım yayılması denmektedir. Uzaktaki atarcalardan gelen sinyaller, yakındakilere göre frekans anlamında daha dağınıktır. Bu yüzden farklı frekans bileşenleri arasındaki gecikme, atarcanın yaklaşık olarak uzaklık hesaplanmasında kullanılır.

3. Atarcaların Saat Mekanizması

Atarcaların saat mekanizmasını yorumlamada kullanılan ilk veri, sinyal analizleri tarafından sağlanmıştır, atarca sinyallerini oluşturan atımlar birkaç düzine milisaniyeden birkaç yüz milisaniye ye kadar uzayabilir. Böyle atımların kaynağı, sade ve sadece, boyutları astronomi standartlarına göre küçük olan, bir nesne olabilir. Atımların dönemlerinin sıra dışı kararlılığı, atımların dönemliliği ve kaynağın özelliğine bağlıdır.

Atarcaların dönme yapan nötron yıldızları olduğunu gösteren daha fazla açıklamalar enerjinin korunumu tarafından sağlanacaktır. Eğer atarcaların eylemsizlik momenti I ise, atarcaların dönme hareketinin enerjisi Edönme = (2π2 / P2) I olur. Atarcanın dönemi kademeli olarak artar, böylece rotasyonel enerjisinin değişimi oranı,
Atarcanın rotasyonel enerjisi, belkide atarcaların manyetik alanı yoluyla bulutsuya aktarılmıştır. Peki, yengeç bulutsususu sürekli ışıma yapmak için bu kadar büyük enerjiyi nasıl sağlamaktadır?

Atarcaların dönme yapan nötron yıldızı modeli, PSR 0532+1 ve PSR 0833-45 atarcalarının dönemlerinde gözlemlenen ani değişiklikleri açıklamayı olası kılar. Yıldızın kabuğunun çatlamasının ve yer değiştirmesinin sebep olduğu dönemdeki ani değişiklikler hipotezini Dyson ve Ruderman geliştirmişlerdir. Atarcaların keşfi, nötron yıldızlarının varlığının dolaylı bir kanıtı olmuştur. Baade ve Zwicky 1932 yılında, Yengeç bulutsusundaki merkezi yıldızın bir nötron yıldızı olduğunu tahmin etmişlerdir. Bunu takiben bulutsunun daha geniş gözlemi, Bade ve Minkowski tarafından yerine getirilmiştir. Yengeç bulususunun 1054 yılındaki bir süpernova patlamasının ardından oluşan, genişleyen bir gaz bulutu olduğu uzun zaman bilinmekteydi. Merkezi yıldız garip bir yıldızdır. Tayfı ne salma ne de soğurma çizgileri içermektedir.

4. Atarca Işınım Mekanizması Modelleri

Atarca ışınım mekanizmasının modelleri iki gruba ayrılabilir. Işınım ışık silindirinin yanından çıktığı varsayılan modeller (ışık silindiri modelleri) ve kutupların yanında meydana gelen olaylara göre atarca ışınımını açıklayan modeller (kutupsal başlık modelleri).

İlk atarca modeli, atarcanın keşfinden bir yıl önce 1968 yılında Gold tarafından öne sürülmüştür. Pacini dönme ekseninde

eğimleşen, dipol manyteik alanlı dönme yapan bir nötron yıldızını göz önüne almıştır ve böyle bir sistemin güçlü bir elektromanyetik dalga kaynağı olması gerektiğini tahmin etmiştir. Işık modeli olarak bilinen Gold'un modeline göre, ışık silindirinin yanında bir grup yüklü parçacıkların relativistik hızlarla hareket ettiği varsayılmıştır.

Böyle bir ışınım demeti gök küresini süpürecek ve bunu gözlemleyen bir gözlemci dönemli atımlar algılayacaktır. Bütün bu modellerde izotropik bir ışınım kaynağı her zaman relativistik bir hızda ışık silindirinin yanına doğru hareket eder, bundan dolayı uzak bir gözlemci ışınımı dar bir demet içinde çizgi haline gelmiş gibi görür. Kaynağın ışınım mekanizması farklı modellere göre değişir. Bunlardan bahsedecek olursak cyclotron ışınımı ve maser etkisini örnek verebiliriz. Işınım yapan parçacık grubu ışınım reaksiyonu yüzünden kararsızdır.

En iyi atarca modellerinden birisi de Ruderman ve Sutherland (RS Modeli) tarafından önerilmiştir. Son zamanlarda bu model Cheng ve Ruderman tarafından geliştirilmiştir. İşin aslı bu model Sturrock'un atarcaların ışınımının kutupsal başlıklara yakın yerlerde çıktığı fikirdir.

Kaynaklar

Astronomi ve Astrofizik, 2005, Ed. Özdemir, S., Gürol, B., Dermircan, O.
Keskin C., Şen, O., 1998, Bitirme Tezi, Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
http://tr.vikipedia.org/wiki/Pulsar

ALGOLLERDE SALT PARAMETRELER VE AÇISAL MOMENTUM

Faruk Soydugan[1,2], Esin Soydugan[1,2], Cafer İbanoğlu[3] ve Osman Demircan[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Fen-Edebiyat Fak., Fizik Bölümü
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi
[3]Ege Üni. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü
fsoydugan@comu.edu.tr

Özet

Bu çalışma için literatürde salt parametreleri iyi belirlenmiş tüm ayrık ve yarı-ayrık Algollerin parametre değerleri toplandı. İlk olarak ayrık (DB) ve yarı-ayrık (SDB) sistemlerin kütle dağılımları incelendi. DB'lerin tüm bileşenlerinin anakol bandında yer aldığı görülmektedir. Diğer taraftan, SDB'lerin ikinci bileşenlerinin aynı kütle ve etkin sıcaklıktaki anakol yıldızlarına göre daha büyük yarıçap ve ışıtma değerlerine sahip oldukları açıktır. Ayrıca, SDB'lerin kütle alan bileşenlerinin izdüşüm dönme hızları toplanarak incelendi. Açısal momentum dağılımlarına bakıldığında, yörünge dönemi 5 günden büyük olan SDB'lerin öz açısal momentum değerlerinin kısa dönemlilere göre daha büyük olduğu belirlendi. Yörünge dönemi 5 günden büyük olan SDB'lerin öz açısal momentumlarının aynı kütledeki kısa dönemlilerden yaklaşık %65 oranında daha büyük olduğu hesaplandı. DB ve SDB'lerin açısal momentum dağılımları incelendiğinde, açısal momentum kaybının yakın çiftlerin evrimini önemli derecede etkilediği açıkça görülmektedir. Bu çalışmada ulaşılan sonuçlar, yakın çiftlerin evriminin DB olarak başladığını ve açısal momentum kaybıyla yörünge döneminin kısaldığını ve dolayısıyla yörüngenin küçüldüğünü göstermektedir. Bu aşamadan sonra, çiftin evriminin hızlandığı ve kütle aktarım oranlarının da büyüdüğü söylenebilir.

Anahtar kelimeler: çiftler: örten çiftler – yıldızlar : evrim

Abstract

We have collected the well-determined absolute parameters of detached (DB) and semi-detached (SDB) Algol type binaries. The distributions of the primary and secondary masses are investigated. The components of the DBs are almost all located in the main-sequence band. On the other hand, the secondary components of the SDBs have larger radii and luminosity with respect to the same mass and the same effective temperature of main-sequence counterparts. In addition, the projected rotational velocities of the gainer components in SDBs have been compiled and their distributions were examined. Morever, total and specific angular momenta are larger for SDBs of orbital periods with P > 5 d than those of the shorter period ones. The specific angular momenta of SDBs with periods longer than 5 d are 65 per cent greater than that of the short period group with the same mass. The distribution of the angular momentum for DBs and SDBs reveals that the angular momentum loss consirerably affects the evolution of close binary systems. Our results indicate that the evolution of close binaries begins as DB and losing angular momentum the period is shortened and orbit shrinks. Thereafter, the evolution of the system is accelerated and mass transfer rates are enhanced.

Key words: binaries: eclipsing – stars: evolution

1. Giriş

Güneş komşuluğundaki yıldızların yaklaşık yarısının çift veya çoklu sistem olduğu düşünülmektedir. Yaklaşık iki yüzyıl önce başlayan çift yıldız çalışmalarından bugün gelinen noktaya bakıldığında artık bazı çiftlerin bileşenlerinin kütle ve yarıçaplarının %1 duyarlılıkla belirlenebildiği görülmektedir. Bu da özellikle yıldız evrimini anlamada ve yapılan kuramsal modellerin denetmesinde önemli yol alınmasını sağlamıştır.

Tek yıldızların evrimi, iki temel parametre olan kütle ve kimyasal bileşim ile tanımlanırken, çift yıldızların evrimini ise, sistemin toplam kütlesi, kütle oranı ve yörünge dönemi veya bileşenler arası uzaklık belirler. Çiftlerin anakoldan önceki evrimlerinin çok iyi

bilinmemesi nedeniyle, kuramsal modeller genellikle sıfır-yaş anakolundan (ZAMS) başlar. Diğer taraftan çift yıldızların evrimini anlamada diğer bir güçlük, anakol öncesi ve anakol evrimindeki açısal momentum kaybının iyi bilinmemesidir.

Son yıllara kadar çift yıldızların evrimine ilişkin yapılan çalışmalarda, genellikle evrim sürecinde sistemin toplam kütle ve açısal momentumunu korunduğu varsayılmaktaydı (Kippenhahn ve Weigert 1967, Plavec 1968, Paczynski 1971). Ancak bu kuram, yörünge dönemi değişimleri ve düşük kütleli bileşenlerin ışıtma fazlalığı gibi konuları açıklamakta zorlanmaktaydı. Evrim sırasında, bir yıldızın yarıçapı önce büyür ve daha sonra küçülür. Eğer yıldız bir çiftin bileşeni ise, onun genişlemesi diğer bileşen tarafından kontrol edilir. Diğer taraftan, yıldız yarıçapı, Roche lobunu aşamaz. Büyük kütleli bileşen Roche lobunu doldurduğunda, bu bileşenden küçük kütleli bileşene doğru kütle aktarımı başlar. Kippenhahn ve Weigert (1967), kütle aktarımının başladığı iki farklı evre olduğunu ortaya koydu ve daha sonra buna bir evre daha eklendi. Bu kütle aktarım evreleri, Durum A, B ve C olarak adlandırılır. Durum A'da, büyük kütleli bileşen merkezinde Hidrojen yakarken Roche lobunu doldurur ve kütle aktarımı başlar. Bu evre çok hızlı gerçekleştiğinden, genellikle bu aşamada olan sistemler gözlenemez. Eğer kütle aktarımı, merkezdeki Hidrojen bitince başlar ise bu Durum B ile adlandırılır. Durum C'de ise daha ileri evrim aşamalarında kütle aktarımı başlar. Klasik Algollerin bu sınıflama içindeki yerine bakıldığında, üzerinde düşünce birliği olmasa da, yapılan modellerde en iyi uyum, kütle kaybı da tahmin edilerek, Durum AB (A ve B arası) ve Durum B'de sağlanmıştır (Hilditch, 2001). Ayrıca, Giuricin ve Mardirossian (1981), özellikle küçük kütleli Algollerin evrim aşamalarının büyük bir kısmının Durum B ile açıklanabileceğini belirtmiştir. Özellikle son yıllarda yapılan evrim modelleri ile birlikte, geri tayf türünde bileşen içeren (G veya daha geri) Algollerin evrimlerinin korunumlu madde aktarımı yaklaşımı ile açıklanamayacağı kesinlik kazanmıştır (Nelson ve Eggleton, 2001). Nelson ve Eggleton, yaptıkları çalışmada, korunumlu madde aktarımı ve Durum A yaklaşımı ile sıcak Algollerin (bileşenlerin her ikisi de B-G III-V arası) şu andaki parametrelerinin evrim modelleri ile tam olarak olmasa da uyuşma gösterdiğini belirtmişlerdir. Fakat geri türden bileşen içeren Algoller için (büyük çoğunluğu G-K III-IV tayf türünden bileşen içerir) bu yaklaşımlar

altında yapılan evrim modelleri kesinlikle gözlemleri açıklayamamaktadır.

Korunumlu olmayan, yani evrimi sırasında dizgenin kaybettiği kütle ve açısal momentumu göz önüne alarak model oluşturan ve Algollerin evrimlerini açıklamaya çalışan önemli çalışmalar M.J. Sarna ve grubu tarafından yapılmıştır (örneğin, Sarna, 1993; Yerli ve diğ. 2003 gibi). Sarna (1993) tarafından yapılan çalışmada, Algol'ün kendisinin Durum AB'de kütle aktarımına başladığı, evrimi sırasında toplam kütlesinin %15'ini ve toplam açısal momentumunun %30'unu kaybettiği gözönüne alınırsa, yapılan evrim modelinin gözlemlerle uyuşabileceği belirtilmiştir.

Klasik Algoller, yakın ve etkileşen çift sistemler olup Roche lobunu doldurmuş, soğuk dev veya alt-dev F-K yıldızı ile kütle ve açısal momentum alan sıcak ve daha büyük kütleli B-A türü anakol yıldızından oluşur. Bu tür yıldızlar, kütle ve açısal momentum aktarımı ve kaybı, toplanma yapıları ve çift yıldız evrimine etkileri, konvektif zarflı bileşenlerin manyetik etkinliği ile çift yıldızların açısal momentum ve yörünge evrimlerinin incelenmesi açısından önemli astrofizik laboratuarlardır. Ancak, bu önemli süreçlerin çalışılması ve anlaşılması için yıldızların salt parametrelerinin ve yörünge öğelerinin iyi bilinmesi gerekir.

Klasik Algollere ilişkin farklı alanlarda çalışmalar yürütülmektedir (bakınız Çizelge 1). Ancak kütle aktarımı bu dizgelerin en karakteristik özelliğidir. Klasik Algoller, yavaş kütle aktarımı evresindedir ve aktarım oranları 10^{-7} – 10^{-11} $M_{\odot}$/yıl aralığındadır. Bu dizgelerin kütle aktarımı ve toplanma süreçlerine ilişkin gözlemsel kanıtları şu şekilde verilebilir: (i) Işık ve renk eğrilerindeki değişimler, (ii) Kütle alan bileşenlerin dikine hız eğrilerindeki bozulmalar, (iii) kütle alan bileşenlerin eş-dönmeden büyük dönme hızları, (iv) Hα ve Hβ gibi güçlü tayf çizgilerindeki ek salma ve/veya soğurma yapıları. Bazı kuramsal çalışmalarda da, kütle aktarımı problemini ele alarak akan maddenin izlediği yol ile sıcak bileşen etrafındaki toplanma yapılarına ilişkin modeller yer almaktadır (örneğin, Lubow ve Shu 1975). Bu durumda, bir klasik Algol için hem kuramsal öngörüler hem de gözlemsel kanıtlar, kütle aktarımı ve toplanma yapılarının varlığını ortaya çıkarma ve anlamamızda önemli bilgiler vermektedir.

Çizelge 1. *Klasik Algollere ilişkin yürütülen temel araştırma konuları ve örnek çalışmalar*

Çalışma Konusu	Örnek Çalışma
Işık eğrileri ve analizleri	Richards et al. (1988), van Hamme & Wilson (1990)
Yörünge dönemi değişimleri	Hall (1989), Simon (1999), Qian (2000), Demircan (2003), Soydugan (2008)
Dikine hız eğrileri ve yörünge çözümleri	Popper (1989), Soydugan vd. (2007)
Kütle aktarımı ve tayfsal kanıtlar	Richards & Albright (1999), Vesper et al. (2001), Soydugan ve diğ. (2007)
Sıcak bileşenlerin dönme hızları	Etzel & Olson (1993), Mukherjee et al. (1996)
Evrim durumları – modelleri	de Greve (1993), Sarna (1993), Nelson ve Eggleton (2001)
Sıcak bileşenlerde δ Scuti türü zonklama	Rodriguez et al. (2000), Mkrtichian et al. (2004), Soydugan (2005), Soydugan vd. (2006)
Soğuk bileşen ve manyetik etkinlik	Sarna ve diğ. (1997), Retter ve diğ (2005)

Son yıllarda, kısa ve uzun dönemli Algollerin yüksek çözümleme gücüne sahip tayflarında, farklı özelliklerde ek salma ve/veya soğurma özellikleri ile (özelikle Hα çizgisinde) karşılaşıldı (Richards ve Albright 1999). Bu durum, daha çok örnek üzerinde çalışıldığında, P>5-6 gün (uzun dönemli) ve P ≤ 5-6 gün (kısa dönemli) dönemli sistemlerde, tayfsal özelliklerinin kütle aktarımı ve toplanma yapılarının farklılığından kaynaklandığı ortaya çıkarıldı: Uzun dönemli dizgelerde, akan madde, kütle alan yıldız bileşenin bileşenler arası uzaklığa göre oldukça küçük yarıçaplı olduğundan akan madde, yıldıza çarpmadan etrafında bir kalıcı "toplanma diski" oluşturur. Kısa dönemli sistemlerde ise durum çok daha karmaşıktır. Kütle alan yıldızın göreli yarıçapı oldukça büyük olduğundan akan madde yıldız yüzeyine çarpar. Yörünge dönemi 4.5-6 gün aralığında olan sistemlerde oluşan toplanma yapısı ise "geçici toplanma diski" (Kaitchuck ve Honeycutt 1982) olarak adlandırılırken, P<4.5 gün olanlarda ise "toplanma halkası" olarak adlandırılır (Richards, Jones ve Swain 1996).

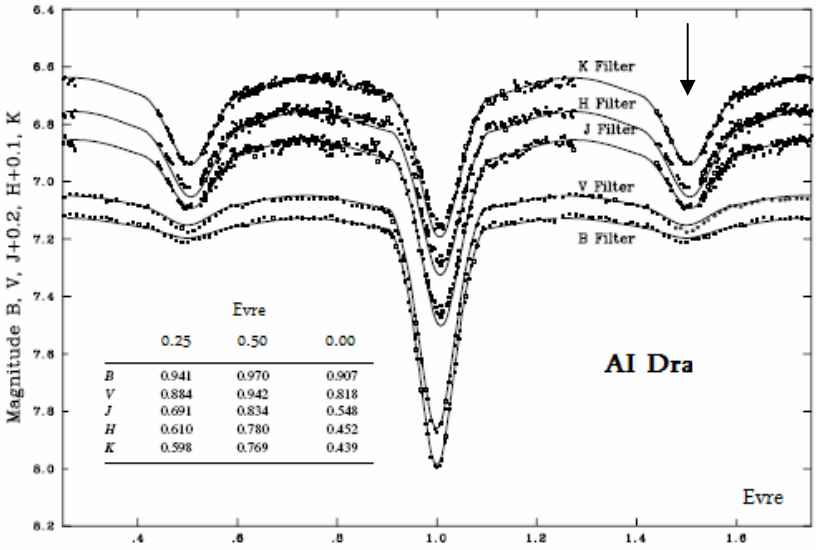
Bu çalışmada, ayrık (DBs) ve yarı-ayrık (SDBs) klasik Algollerin salt parametreleri derlenerek, salt parametreler ve dönme hızları dağılımları, açısal momentum hesapları, açısal momentum ile salt parametreler arasındaki ilişkiler ve farklı türlerdeki çift yıldızlarındaki açısal momentum farklılıkları tartışılacaktır.

2. Algollerin Salt Parametreleri

Bir örten çift yıldızın salt parametrelerinin duyarlı bir şekilde belirlenmesi için en temel gereksinim, ışık eğrileri ve iki bileşenin de dikine hız eğrileridir. Bu iki grup verinin birlikte çözümleri, yörünge parametreleri ile bileşenlerin salt parametrelerini yüzde birkaç duyarlılığa kadar hassas bulmamıza olanak sağlar. Ayrık örten çiftlerde, ışık ve dikine hız eğrilerinin yakınlık etkilerini içermemesi, bileşenlerin toplan ışığa katkılarının karşılaştırılabilir düzeyde olması ve böylece dikine hızların daha duyarlı ölçülebilmesi sonuçların çok daha duyarlı olması sonucunu getirir. Klasik Algollerde ise durum farklıdır çünkü bu dizgelerde soğuk yıldız evrimleşmiş ve küresellikten uzaklaşmıştır. Bunun yanında, büyük kütleli bileşene doğru kütle aktarımı sürecinde olmaları, onların ışık, renk ve dikine hızlarında bozulmalar meydana getirebilir. Diğer önemli bir özellik ise, klasik Algollerin soğuk bileşenlerinin, optik bölgede, çiftin toplam ışığına katkılarının genellikle %10'dan daha az düzeyde olmasıdır. Bu durum, optik ışık eğrilerinde çok sığ bir ikinci minimum karşımıza çıkarırken, soğuk bileşenin dikine hızlarının da belirlenmesini güçleştirmektedir.

Klasik Algollerde, duyarlı çözümlere ulaşmak için çok sayıda süzgeçle ve özellikle kırmızı ve/veya kırmızı öte bölgeye duyarlı süzgeçlerle elde edilmiş ışık eğrileri analiz edilmelidir. Şekil 1'de farklı süzgeçler ile edilmiş ışık eğrilerindeki özellikle ikinci minimum derinliğindeki farklar kendini açıkça gösterirken, şekil içinde yer alan çizelgede de sıcak bileşinin toplam ışığa katkısının B süzgecinde %94 yöresinde iken, K süzgecinde yaklaşık %60 düzeylerine indiği belirlenmiştir (Lazaro ve diğ. 2004).

Klasik Algollerin ışık eğrilerindeki bozucu etkiler, kütle aktarımı ve toplanması ile bunun sonucu sıcak bileşenin yüzeyindeki çarpma bölgesinde sıcak leke ve konvektif zarflı bileşen üzerinde soğuk lekeler olarak sıralanabilir. Bu etkilerin modellenmesindeki güçlükler, bileşen parametrelerinde belirsizlikler ortaya çıkarmaktadır.



Şekil 1. *AI Dra'nın farklı süzgeçlerle elde edilmiş ışık eğrileri. Ayrıca, çizelgede farklı evre ve süzgeçlerde sıcak bileşenin sistemin toplam ışığına yaptığı katkılar yer almaktadır (Lazaro ve diğ. 2004).*

Çift yıldızlarda dikine hız eğrileri uzun yıllardır ortaya çıkarılmasına rağmen, duyarlı dikine hız ölçümleri, yüksek çözümleme gücüne sahip tayfların analizleri sonucunda, son 20-30 yıldır yayınlanmaktadır. Ayrık örten çiftlerde, bileşenlerin toplam ışığa katkıları birbirine çok yakın olduğundan, ayrı ayrı bileşen çizgileri ve kaymalarını duyarlı ölçmek olası iken, yarı-ayrık klasik Algollerde soğuk bileşenlerin katkıları optik tayflarda genellikle %10 düzeyinde olduğundan bu bileşenlerin dikine hız değişimlerini çıkarmak oldukça zordur. Bu nedenle, klasik Algollerde düşük çözünürlükle alınmış tayflarda sadece sıcak bileşenin dikine hız eğrileri elde edilebilmektedir. Özellikle uzun dönemli sistemlerde, sıcak bileşenlerin etrafındaki maddenin varlığı, doğru dikine hız ölçümüne ve sonuç olarak doğru yörünge çözümüne ve duyarlı salt öğelere ulaşmamızı engelleyebilir. Bu nedenle son yıllarda bazı sistemlerin sıcak bileşenleri için dikine hız ölçümleri "optik bölge dışında" – özellikle morötede alınan tayflar veya bu etkilerden arındırılmış çizgiler kullanılarak yapıldığında bu bozulmanın görülmediği ve dikine hız değişimlerinin soğuk bileşenler gibi simetrik bir sinüslü değişim gösterdiği belirlenmiştir (örneğin, Barai

ve diğ. 2004). Dikine hız eğrilerinde yakınlık etkileri ve özellikle, kütle alan bileşenin yüksek dönme hızlarının neden olduğu *Rossiter etkisi* (örneğin Lehmann & Mkrtichian, 2004), dikine hızların modellenmesinde güçlükler çıkarmaktadır.

Buraya kadar anlatılan özellikle klasik Algollerin ışık ve dikine hız eğrilerinde ortaya çıkan etkiler, klasik Algollerin, ayrık dizgelere göre salt parametrelerinin daha güç ve az duyarlı belirlenebileceğini ortaya koymaktadır.

Bu çalışmada, bugüne kadar salt parametreleri yayınlanmış ayrık ve yarı-ayrık dizgeler listelenmiş ve ayrıntılı liste İbanoğlu ve diğ. (2006)'nın çalışmasında verilmiştir. Klasik Algollerin salt parametreleri, Budding ve diğ. (2004)'nin hazırladığı son katalog çalışmasından alındı. Ayrık yıldızlar, tümü çift çizgili olmak üzere 74 sistem içerirken, klasik Algoller ise 61 dizge içermekte ancak bunlardan 38'i çift ve geriye kalan 23'ü ise tek çizgili örten çift sistemler olarak karşımıza çıkmaktadır. Oluşturulan veri tabanında, ayrık ve yarı-ayrık yıldızların tayf türleri, yörünge dönemleri, kütle oranları, bileşenlerin kütle, yarıçap, sıcaklık ve ışıtmaları yer almaktadır.

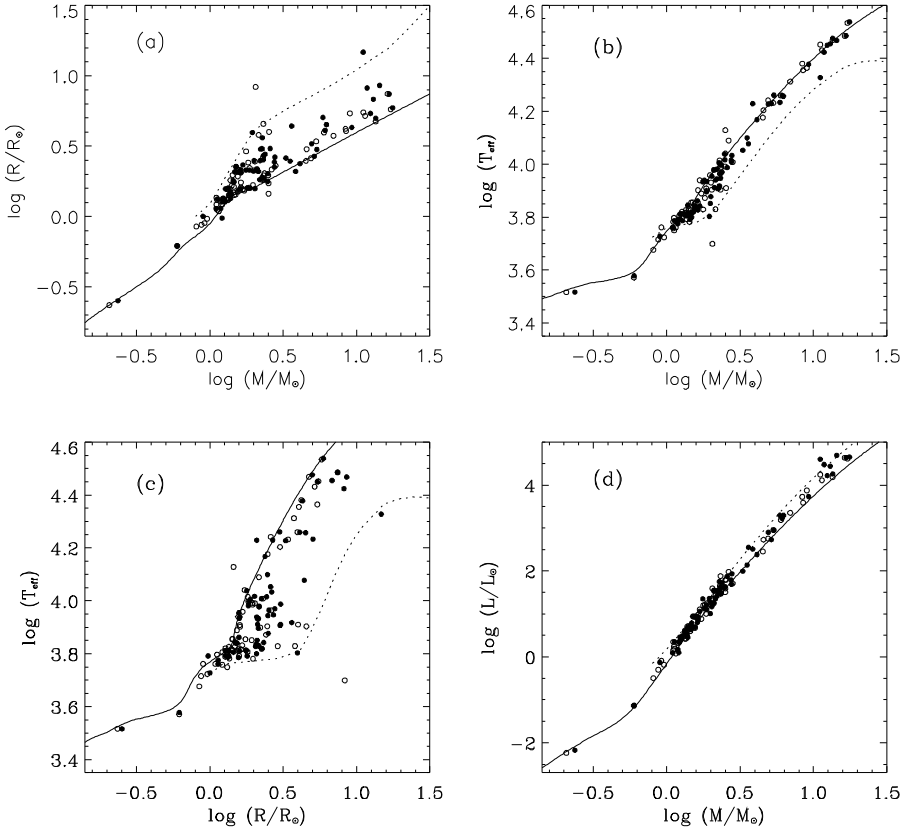
İlk olarak bu iki grup için salt parametrelerin dağılımlarına bakıldı. Çizelge 2'te ayrık ve yarı-ayrık dizgelerin (P>5 gün, P<5 gün olarak iki ayrı grup olarak da ele alındı) yörünge dönemleri, kütle oranları, salt parametreleri (kütle, yarıçap, ışıtma ve sıcaklık) ve yörünge açısal momentumlarının ortalama değerleri verilmiştir.

Çizelge 2. DBs ve SDBs'lerin parametrelerinin ortalama değerleri

Sistem	N	$\langle P_{orb} \rangle$	$\langle q \rangle$	$\langle M_1 \rangle$ $\langle M_2 \rangle$	$\langle M \rangle$	$\langle R_1 \rangle$ $\langle R_2 \rangle$	$\langle L_1 \rangle$ $\langle L_2 \rangle$	$\langle T_1 \rangle$ $\langle T_2 \rangle$	$\langle J'(P) \rangle$
DBs	72	5.2	0.88	3.6 3.1	6.7	2.8 2.4	3922 2132	11 242 10 400	15.0
SDBs	61	6.1	0.27	3.7 1.0	4.8	3.2 5.3	989 122	11 066 5441	4.6
SDBs ($P < 5$ d)	42	2.6	0.30	3.3 1.0	4.4	2.8 3.4	339 25	10 634 5400	3.1
SDBs ($P > 5$ d)	19	13.8	0.22	4.6 1.1	5.7	4.2 9.6	2425 337	12 020 5533	7.8

3.1 Ayrık Dizgelerin Salt Parametreleri ve Standart Düzlemler

Ayrık dizgeler için literatürden derlenen salt parametreler, farklı düzlemlerde (log M – log R, log M – log T_{eff}, log R – log T_{eff} ve log M – log L) Şekil 2'de gösterildi.

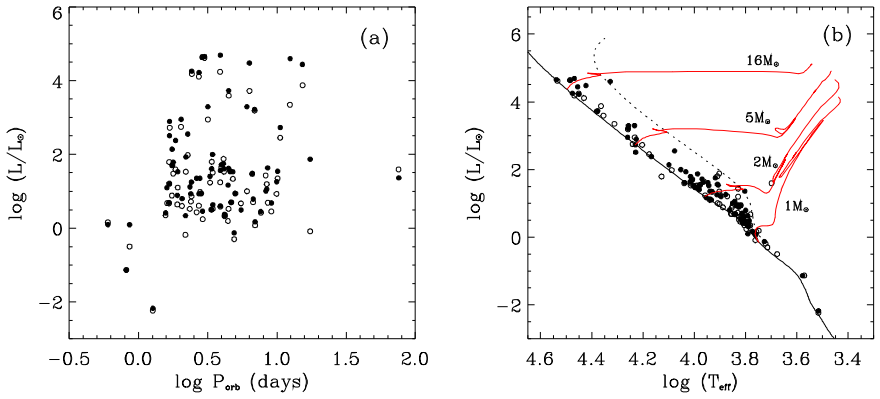


Şekil 2. DB'lerin birinci (içi dolu noktalar) ve ikinci bileşenlerinin (içi boş noktalar) farklı diyagramlardaki konumları. Sürekli ve kesikli çizgiler sırasıyla ZAMS ve TAMS'ı göstermektedir (Pols ve diğ. 1998).

Bazı sistemler dışında, DB bileşenlerinin salt öğeleri, tek yıldızların salt parametreleri ile uyumludur (Drilling ve Landolt 2000). Farklılık gösteren yıldızlardan, CM Dra, BY Dra türü lekeli bir yıldız iken, YY Gem'in her iki bileşeni de UV Cet türü değişendir. Ayrık bir dizge

olduğu bilinmesine rağmen, TZ For, birinci bileşeni alt-dev ve ikinci bileşeni bir dev yıldız olan farklı evrim aşamasındaki bir sistemdir. Başka bir ilginç sistem V380 Cyg'nin birinci bileşeni evrimleşmiş büyük kütleli bir yıldız iken, ikinci bileşeni tüm diyagramlarda ZAMS'a çok yakın görünmektedir.

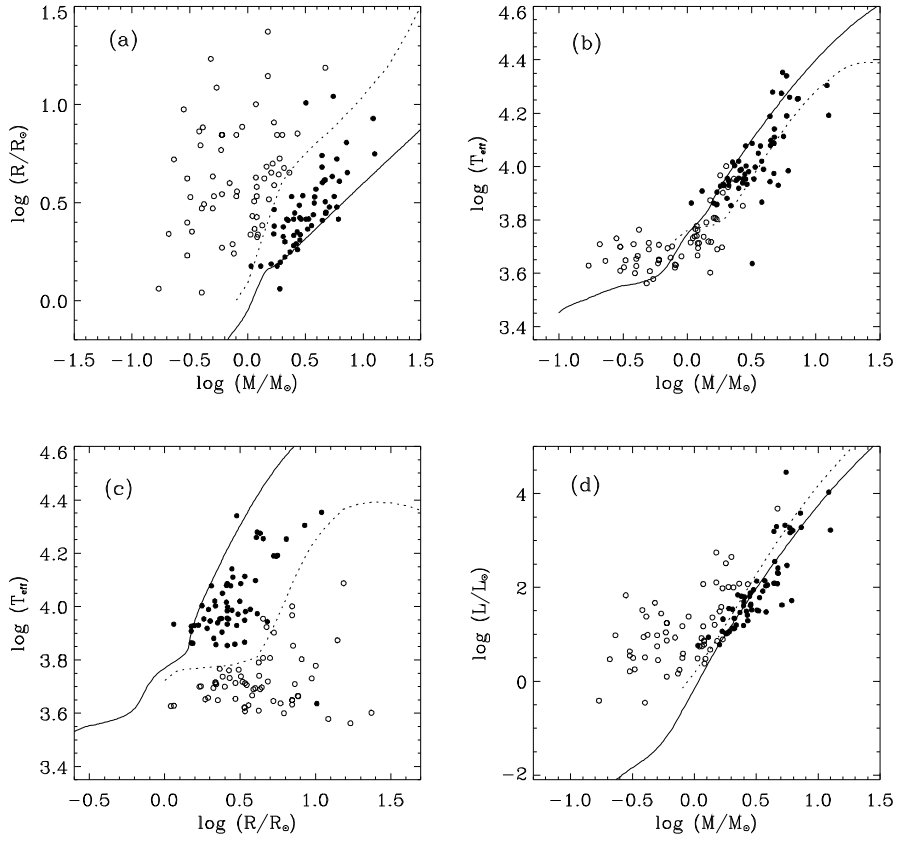
Işıtma-yörünge dönemi dağılımı ile HR diyagramını içeren Şekil 3'nin sol bölümünde, uzun dönemli dizgelerin daha büyük ışıtmaya sahip oldukları görülmektedir. Sağ paneldeki HR-diyagramında ise, sistemlerin anakol bandında yer alan evrimleşmemiş sistemler oldukları açıktır.



Şekil 3. *DB'lerin ışıtma-yörünge dönemi dağılımı (a) ve HR diyagramı (b). Sağ paneldeki evrim yolları Pols ve diğ. (1998)'den alınmıştır.*

3.2 Yarı-Ayrık Dizgelerin Salt Parametreleri ve Standart Düzlemler

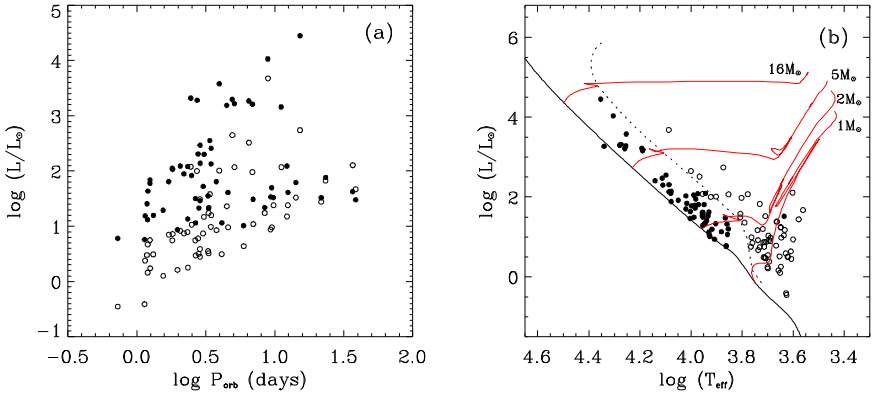
Şekil 4, SDB'ler için M-R, M-T, R-T ve M-L diyagramlarındaki dağılımlarını göstermektedir. Bu sistemlerin, yörünge dönemlerine karşı ışıtma dağılımları ve HR diyagramları ise Şekil 5'te verilmektedir.



Şekil 4. *SDB'lerin M-R, M-T, R-T ve M-L diyagramlarındaki dağılımları. İçi dolu noktalar birinci bileşenleri, boş olanlar ise ikinci bileşenlere karşılık gelmektedir. Sürekli ve kesikli çizgiler ise yine ZAMS ve TAMS'a karşılık gelmektedir (Pols ve diğ. 1998)*

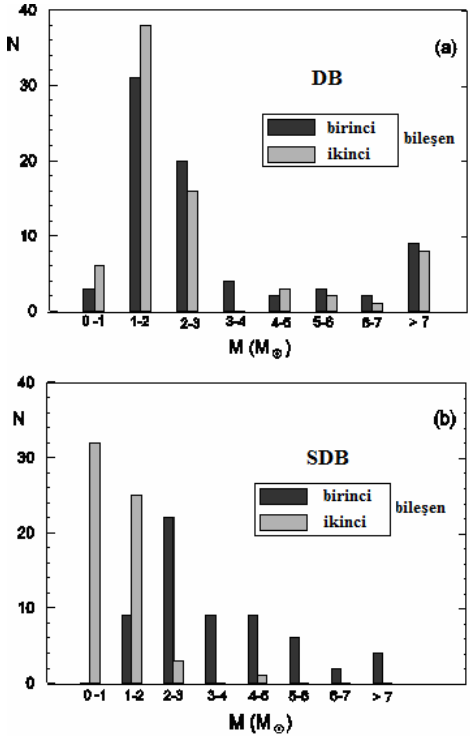
M-R diyagramında, SDB'lerın birinci bileşenleri, anakolda yer alırken, ikinci bileşenlerinin tümü anakoldaki evrimlerini tamamlayarak buradan ayrılmışlardır. Bu bileşenler, aynı kütleli bir anakol yıldızından daha büyük yarıçapa sahiptirler. Ancak, RZ Cnc'nin birinci bileşeni bir dev iken RZ Sct'nin ise bir süper dev yıldızdır. Diğer taraftan, SDB'lerin birinci ve ikinci bileşenleri için M-T dağılımı oldukça farklıdır. İkinci bileşenlerin kütleleri azaldıkça, sıcaklıkları aynı kütlede ZAMS'ta olan bir yıldıza göre artar. R-T düzleminde ise, ikinci bileşenler, aynı kütledeki ZAMS yıldızlarından daha büyük yarıçapa sahiptirler. Ayrıca bu bileşenler, M-L

düzleminde, aynı kütledeki ZAMS yıldızlarından daha büyük ışıtmalıdırlar. Her iki bileşenin de ışıtmaları, daha uzun dönemli sistemlere doğru gidildiğinde büyüme göstermektedir (Şekil 5a). SDB'lerin hemen hemen tüm birinci bileşenleri anakol bandında yer alırken (RZ Cnc, RZ Sct ve XZ Sgr dışında), ikinci bileşenler evrimleşerek anakoldan ayrılmışlardır. Buna bağlı olarak, bu bileşenler benzer kütleli anakol yıldızlarından daha büyük yarıçaplı ve dolayısıyla daha büyük ışıtmalıdırlar.



Şekil 5. *SDB'lar için yörünge dönemi – ışıtma dağılımları (a) ve HR diyagramı (b). Semboller, Şekil 3 ile aynıdır.*

DB ve SDB'lerin birinci ve ikinci bileşenlerinin kütle dağılımları, Şekil 6'da verilmektedir. Bu dağılımda, sadece birkaç sistem 0.25-1 $M_{\odot}$ aralığında yer almaktadır. Bu tür sistemler, küçük ışıtmaya sahip geri tayf türünden oldukları için belirlenmeleri oldukça güçtür. DB'lerin birinci bileşenlerinin yaklaşık %70'lik bölümü 1-3 $M_{\odot}$ aralığında yer alır. İkinci bileşenlerin dağılımına bakıldığında, birinci bileşenlerle oldukça benzer olduğu görülür. Bunlar da dağılımlarının maksimumunu 1-2 $M_{\odot}$ aralığında yaparlar. SDB'ler ise kütle dağılımlarında DB'lere göre farklılık gösterirler. İkinci bileşenlerin kütlelerinin 2 $M_{\odot}$'den daha küçük olduğu görülürken çoğunluk 0.21-1 $M_{\odot}$ aralığında yer alır. DB ve SDB'lerin birinci bileşenlerinin kütle dağılımları tam olarak olmasa da benzerlik göstermektedir.



Şekil 6. *Evrimleşmemiş DB'ler ile (a), evrimleşmiş SDB'lerin (b) birinci ve ikinci bileşenlerinin kütle dağılımları*

Çift yıldızlarda kütle oranı (q), ikinci bileşenin kütlesinin birinci bileşene olan oranı ile verilir. DB'lerde ortalama kütle oranı 0.88±0.14 ve bunun medyan değeri 0.92 yöresindedir. Bu da, evrimleşmemiş DB'lerin birbirine yakın özelliklerde bileşenlerden oluştuğunu göstermektedir. Diğer taraftan, yörünge dönemi 5 günden büyük olan SDB'ler için ortalama kütle oranı 0.22 iken, dönemi 5 günden küçük olanlar için bu değer 0.30'dır. SDB'lerin ortalama kütle oranları 0.27±0.12'dir. Bu sonuç, yakın çiftlerin evrimleri sırasında kütle aktarımının varlığını açıkça ortaya koyar. DB ve SDB'lerin birinci bileşenlerinin ortalama kütle değerleri sırasıyla, 3.6 ve 3.7 $M_{\odot}$ olarak bulunur. İkinci bileşenlerde ise bu değerler, 3.1 ve 1.0 $M_{\odot}$ yöresindedir.

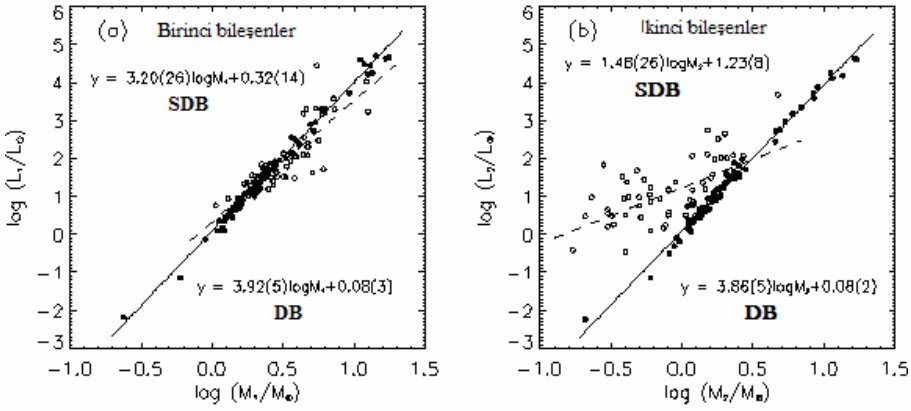
4. Kütle-Işıtma Bağıntısı

Çift yıldızların duyarlı fotometrik ve tayfsal gözlemleri ve sonucunda bulunan duyarlı salt parametreler, bir yıldızın kütlesi ve ışıtması arasındaki ilişkiyi ortaya koymaktadır. Buna, "*kütle-ışıtma bağıntısı"* veya kısaca MLR adı verilir. Bu bağıntı yaklaşık bir yüzyıldır bilinmekte (Hertzsprung 1923, Eddington 1926) olup sadece anakol yıldızları içindir. Üstel bir ilişkinin olduğu bu bağıntı şu şekilde tanımlanabilir:

$$L \alpha M^{a} \qquad \ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots(1)$$

Burada a değeri genellikle 3-5 arasında yer alır. Buradan, bir yıldızın ışıtmasının kütlesine güçlü bir şekilde bağlı olduğu söylenebilir. MLR kullanılarak, küçük kütleli yıldızların anakolun sağ-alt bölümünde, büyük kütlelilerin sol-üst bölümde yer aldığı söylenebilir. Örten çift dizgelere ilişkin en son türetilen MLR bağıntıları, Gorda ve Svechnikov (1998), Kovaleva (2000) ve Malkov (2003) tarafından yayınlanmıştır.

DB ve SDB'lerin birinci ve ikinci bileşenlerinin kütlelerine karşın ışıtma dağılımları Şekil 7a ve b'de verilmektedir. DB'lerin birinci bileşenleri için $L_1 \alpha M_1^{3.92(5)}$ (korelasyon katsayısı 0.99) iken, SDB'lerin birinci bileşenleri için bu ilişki $L_1 \alpha M_1^{3.20(26)}$ (korelasyon katsayısı 0.72 değerine düşer) olarak bulundu. Bunu anlamı, DB'lerin birinci bileşenlerinin ışıtmaları, aynı kütledeki SDB'lerin ışıtmasından daha büyüktür. Diğer taraftan, her iki türün ikinci bileşenler için oluşturulan deneysel MLR ilişkisi birbirinden oldukça farklıdır. DB ve SDB'lerin ikinci bileşenleri için bu bağıntı sırasıyla, $L_2 \alpha M_2^{3.86(5)}$ ve $L_2 \alpha M_2^{1.48(26)}$ olarak bulundu. SDB'lerin ikinci bileşenlerinin ışıtmaları, DB'lerinki gibi kütleye sıkıca bağlı değildir. Örneğin, 0.60 $M_{\odot}$ kütleli bir ikinci bileşen, eğer DB'nin bileşeni ise ışıtması 8 $L_{\odot}$ olacak iken, eğer SDB'nin bileşeni ise ışıtması sadece 0.17 $L_{\odot}$ olacaktır. Bu ilişki de SDB'lerin ikinci bileşenlerinin aynı kütleli tek yıldızlara göre evrimleşmiş olduğunu gösterir. Şekil 5b'den de görüldüğü üzere, bu bileşenler dev veya alt-dev yıldızlardır.



Şekil 7. *DB ve SDB'lerin birinci (a) ve ikinci (b) bileşenlerinin kütlelerine karşın ışıtma dağılımları. İçi dolu daireler DB'lerin bileşenlerini gösterirken içi boş olanlar ise SDB'lerin bileşenlerini göstermektedir.*

5. SDB'lerin Sıcak Bileşenlerinin Dönme Hızları

Konvektif veya ışınım zarflı yıldızlar için, yörüngelerinin daireye dönüşme (t_{circ}) ve bileşenlerinin eş-dönmeye ulaşma (t_{sync}) zaman ölçekleri karşılaştırıldığında, genellikle $t_{circ} \approx 10^{2\text{-}3} \, . \, t_{sync}$ olduğu görülür (Hilditch, 2001). Genel bir ifade ile çift yıldızların yörüngelerinin daireye dönüşme zamanı, onların bileşenlerinin eş-dönmeye ulaşma zamanlarından 100–1000 kat daha uzundur. Bu durumda, eğer bir dizgenin yörüngesi dairesel ise, onun bileşenlerinin eş-dönmeye sahip oldukları söylenebilir.

Özellikle son yıllarda elde edilen yüksek çözümleme gücündeki tayf verileri ile çalışılması, çiftlerde bileşenlerin dönme hızlarının duyarlı olarak ölçülmesini sağlamıştır. Bu ölçümler, Algollerin sıcak bileşenlerinin genellikle eş-dönme hızından daha büyük hızlarla döndüğünü göstermektedir. Algollerin evrim durumları onların eş-dönmeye ulaşmış olmaları gerektiğini söylemektedir. Fakat gözlem sonuçları bunu doğrulamamaktadır.

Algollerin sıcak bileşenleri neden eş-dönmeden daha büyük hızlarla dönerler? Bunu iki nedeni olabilir: (i) Algoller, eş-dönmeye ulaşacak kadar yaşlı değildirler. Henüz hızlı kütle aktarımı evresini yeni geçmiş, genç dizgeler olduklarından sıcak bileşenler eş-dönme göstermezler. (ii) Algollerde kütle aktarımı süreci, ölçülen dönme

hızlarını (*v sini*) etkilemektedir. Sıcak bileşen etrafında toplanan madde, yıldız yüzeyinin bir bölümünün görülmesini önleyecek ve ölçülen *v sini* değerlerine katkıda bulunacaktır. Başka bir deyişle, ölçülen *v sini* hızları, yıldızın ve etrafındaki toplanan maddenin *v sini* değerlerinin bileşkesi olacaktır.

Algollerin dikine hız ve ışık eğrilerinin analizleri, onların genellikle dairesel yörüngeye sahip olduklarını ortaya koymaktadır. Çift yıldızların yörüngesi dairesel ise, yukarıda tanımlanan zaman ölçeklerine göre, onların bileşenleri daha önce eş-dönmeye ulaşmalıdır. Bu durumda, gözlemler sıcak bileşenlerin neden hızlı döndükleri açıklamak için geriye sadece ikinci neden, yani "kütle aktarımı ve toplanması" süreci kalmaktadır.

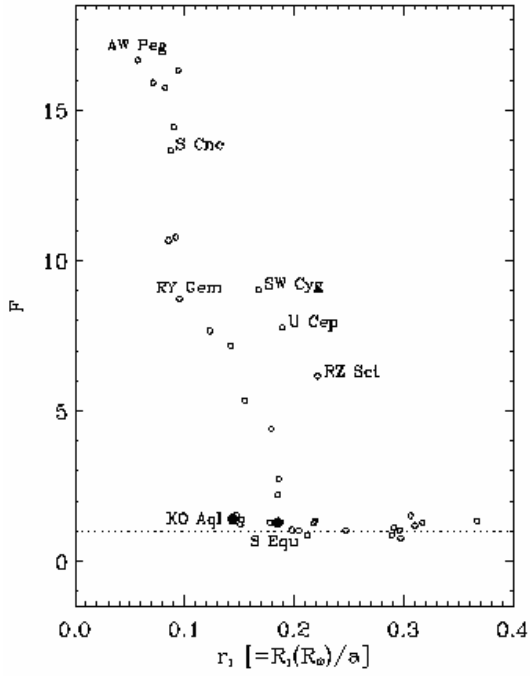
Algollerin sıcak bileşenlerinin hızlı dönmesi, kütle aktarımı ve toplanması için önemli bir belirteçtir. Algollere ilişkin özellikle Hα çizgi kesiti çalışmaları ve Doppler görüntüleme yöntemi, toplanma yapıları veya diskleri ile ilgili önemli bilgiler vermektedir. Bu tür yıldızların *v sini* değerlerinin beklenenden büyük çıkması, *v sini* değerlerinin bu süreç için önemli bir kanıt olduğunu gösterir.

Algollerin sıcak bileşenlerinin *v sini* değerlerinin ölçümü ile ilgili önemli çalışmalar, van Hamme ve Wilson (1990), Etzel ve Olson (1993) ve Mukherjee ve ark. (1996) tarafından yapılmıştır. Algollerin sıcak bileşenleri için tayf verisi kullanırak ölçülen $(v\ sini)_{\text{gözlem}}$ değerleri ile hesaplanan eş-dönme hızları - $(v\ sini)_{\text{eş}}$ ve onları hesaplamakta kullanılan parametreler Soydugan (2005) tarafından oluşturulan veri tabanında verilmektedir. Diğer parametreler ise Budding ve ark. (2004)'dan alınmıştır. Bunun yanında, çizelgeye ayrıca, eş-dönmeden ayrılmanın ölçüsü olan $F = (v\ sini)_{\text{gözlem}} / (v\ sini)_{\text{eş}}$ değerleri de hesaplanarak konulmuştur. Bu veri tabanında, kısa dönemli dizgelerin (akan madde doğrudan sıcak bileşen ile çarpışır) sıcak bileşenlerinin dönme hızlarının eş-dönme değerlerine çok yakın veya biraz üzerinde olduğu (genellikle $F \geq 1$) görülür. Buna karşın, uzun dönemli dizgelerin (genellikle akan madde sıcak bileşen etrafında kararlı toplanma diski oluşturur) sıcak bileşenleri ise oldukça yüksek dönme hızlarına sahiptir (eğer $P_{\text{yör}} > 6$ gün ise $F > 5$ olduğu görülmektedir).

Algollerde akan maddenin sıcak yıldızla çarpıştığı kısa dönemli dizgelerde (TW Dra, RZ Cas gibi), sıcak bileşenlerin dönme hızının eş-dönmeye yakın olması, akan maddenin sıcak yıldızın

fotosferinin derinliklerine doğru sızması ve dolayısıyla açısal momentumun da derin bölgelere dağıtılmasının sonucu ortaya çıktığı düşünülmektedir. Bunun yanında, uzun dönemli dizgelerde (RS Cep, RX Gem gibi) karşılaşılan yüksek dönme hızlarının ise, aktarılan madde ve dolayısıyla açısal momentumun diskte biriktirilmesinin sonucu olduğu önerilmektedir (Olson ve Etzel, 1994).

SDB'lerin baş bileşenlerinin kesirsel yarıçaplarına karşın F dönme parametrelerinin değişimi Şekil 8'de gösterilmektedir. Küçük kesirsel yarıçaplı baş bileşenlerin eş-dönmeden oldukça fazla ayrıldıkları görülmektedir.



Şekil 8. *Algoller için baş bileşenlerin kesirsel yarıçapına karşın F dönme parametresinin değişimi.*

Özellikle $r_1 < 0.15$ olan dizgelerin büyük çoğunluğu için sıcak bileşenlerin eş-dönme değerine göre 5 kat daha hızlı döndükleri görülmektedir. Bu yüksek dönme hızına sahip dizgelerin hemen hepsinde de klasik toplanma diskleri belirlenmiş veya r_1-q diyagramındaki konumları nedeniyle de kararlı disk yapısı oluşturmaları beklenmektedir. Bu durumda, özellikle toplanma diski

gösteren dizgelerde, sıcak bileşene ilişkin büyük bir alan disk tarafından örtüldüğünden disk yapısına özgü çok büyük dönme hızları ile karşılaşılmaktadır. Bazı kısa dönemli dizgeler de etkin kütle aktarımı gösterdiklerinden benzer özelliklerdeki yıldızlara göre daha hızlı dönen baş bileşenlere sahiptirler (U Cep, SW Cyg gibi).

Algollerde gözlenen sıcak bileşenlere ilişkin yüksek dönme hızları, kütle aktarımının eşlik ettiği açısal momentum toplanmasının sonucu olarak gözlenmektedir. Bu durumda, kütle alan bileşenlerin dönme hızları, kütle toplanması sürecinin yanında açısal momentum evrimi ile ilgili de bilgi vermektedir.

6. Açısal Momentum

Son yıllarda, asteroitlerden gökadalara kadar farklı türlerdeki gökcisimleri için kütleye karşı açısal momentum (J) değişimleri incelenmiştir. Bu ilişki genellikle aşağıdaki şekilde verilir:

$$J = C\,M^{b} \qquad \text{…..……..…..(2)}$$

Burada C katsayı olup, cgs biriminde 10^{-8} – 10^{-13} arasında değişirken kuvvet terimi *b* ise 1.5-2 arasında yer alır. Yörünge açısal momentumu, dairesel yörünge için farklı biçimlerde yazılabilir:

$$J(A) = G^{1/2}\; q(1+q)^{-2}\; M^{3/2} A^{1/2} \qquad \text{……(3)}$$

$$J(A) = 8.88\,10^{49}\; q(1+q)^{-2}\; M^{3/2} A^{1/2} \qquad \text{……(4)}$$

$$J(P) = \left(\frac{G^2}{2\pi}\right)^{1/3} \frac{q}{(1+q)^2} M^{5/3} P^{1/3} \qquad \text{……(5)}$$

$$J(P) = 1.24\,10^{52}\; q(1+q)^{-2}\; M^{5/3}\; P^{1/3} \qquad \text{……(6)}$$

Burada A, Güneş biriminde yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu, P gün biriminde yörünge dönemi, M_1 ve M_2, birinci ve ikinci bileşenlerin Güneş biriminde kütleleri, M yine Güneş biriminde toplam kütle ve *G* evrensel çekim sabitidir.

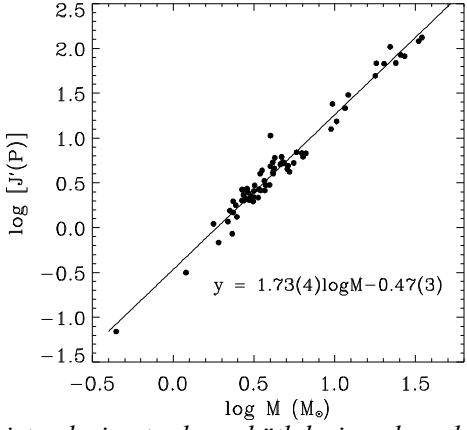
Buradaki hesaplamalarda, dönme açısal momentumu, yörünge açısal momentumu yanında küçük değerler aldığından ihmal edilmiştir.

6.1. Ayrık Sistemlerde Açısal Momentum

Ayrık dizgelerin salt öğeleri literatürden derlenip veri tabanı oluşturulduktan sonra (ayrıntılar için bakınız İbanoğlu ve diğ. 2006), bu dizgeler için yörünge açısal momentumları hesaplandı ve $J'(P) = J(P)/1.24x10^{52}$ değerleri, dizgelerin toplam kütlesine karşı çizildi (Şekil 9). Bu dağılıma en küçük kareler yöntemi uygulandığında aşağıdaki ilişki belirlendi:

$$\log J'(P) = 1.73\,(\pm 0.04)\log M - 0.47\,(\pm 0.03) \quad \ldots\ldots\ldots\ldots (7)$$

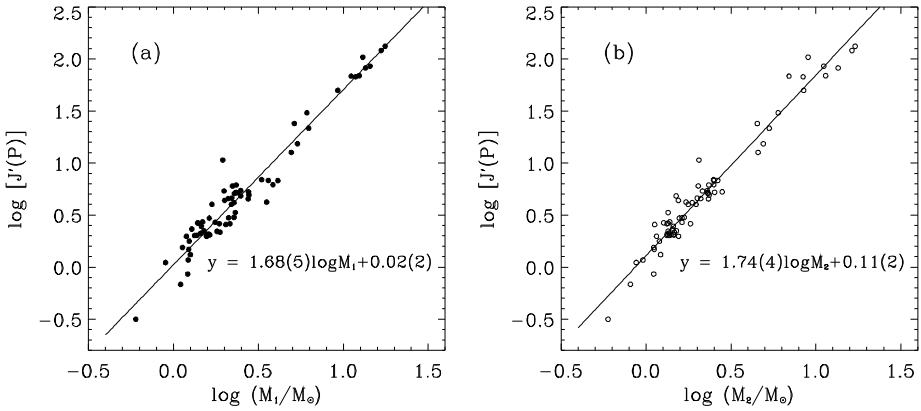
Bu türetilen deneysel ilişki, DB'lerin yörünge açısal momentumunun $M^{1.73}$ ile değiştiğini göstermektedir. Daha önceki çalışmalardan, Trimble (1984), bu değeri yörünge eğimi bilinen çift çizgili sistemler için 1.77 olarak bulurken, Sistero ve Marton (1983) ise 719 DB için, $J \alpha M^{1.865}$ ilişkisini ortaya koydu. Quirago ve Vaz (1988) ise, aynı bağıntıdaki güç katsayısının ışınım zarflı yıldızlar için 1.82 iken konvektif olanlar için 1.96 yöresinde olduğunu ortaya koydu.



Şekil 9*. Ayrık sistemlerin toplam kütlelerine karşılık yörünge açısal momentumlarının değişimi.*

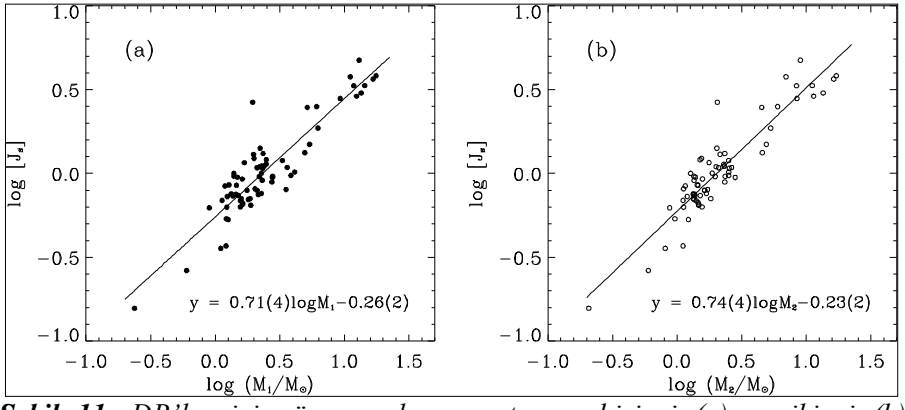
DB'lerin yörünge açısal momentumlarının tek yıldızlardan biraz daha büyük olup, değer gezegen yapıları ile gökadalar için hesaplanan

değerler arasında yer alır. DB'lerin birinci ve ikinci bileşenlerinin kütlelerine göre yörünge açısal momentum dağılımları ise Şekil 10'da verilmiş olup dağılımdaki fark göze çarpmaktadır.



Şekil 10. *DB'lerin birinci (a) ve ikinci bileşenlerinin (b) kütlelerine göre yörünge açısal momentum dağılımları.*

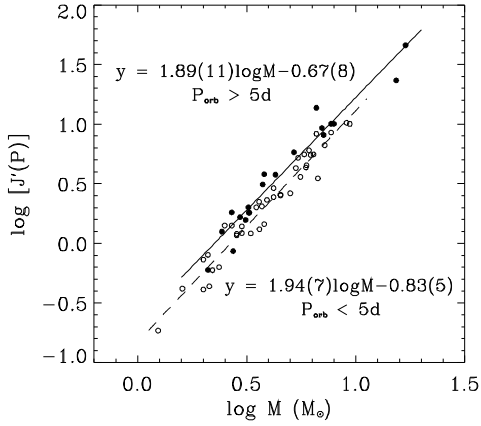
Diğer taraftan, yörünge açısal momentumun sistemin toplam kütlesine bölünerek *"öz açısal momentum (J_s)"* şeklinde yeni bir tanım yapabiliriz. Bu J_s değeri, DB'ler için hesaplanıp yine birinci ve ikinci bileşenlerin kütlelerine karşılık çizildiğinde Şekil 11'de dağılım ortaya çıkmaktadır. Bu dağılımdan, öz açısal momentumun ikinci bileşenin kütlesine birinciden daha sıkı bağlı olduğu söylenebilir.



Şekil 11. *DB'ler için öz açısal momentumun birinci (a) ve ikinci (b) bileşenlerin kütlelerine göre dağılımları.*

6.2. Yarı-Ayrık Sistemlerde Açısal Momentum

Yarı-ayrık dizgelerin açısal momentumlarının sistemlerin toplam kütlelerine göre dağılımları Şekil 12'de verilmiştir. Bu sistemlerde, eğer P < 5-6 gün ise, madde doğrudan kütle alan yıldızın yüzeyine çarpıp zayıf ve değişken toplanma yapıları oluştururken, P > 5-6 gün olan sistemlerde ise akan madde kararlı disk yapıları meydana getirir. Bu nedenle, burada SDB'lerin açısal momentum dağılımlarını P<5 ve P>5 gün olarak iki ayrı grupta incelenmiştir.

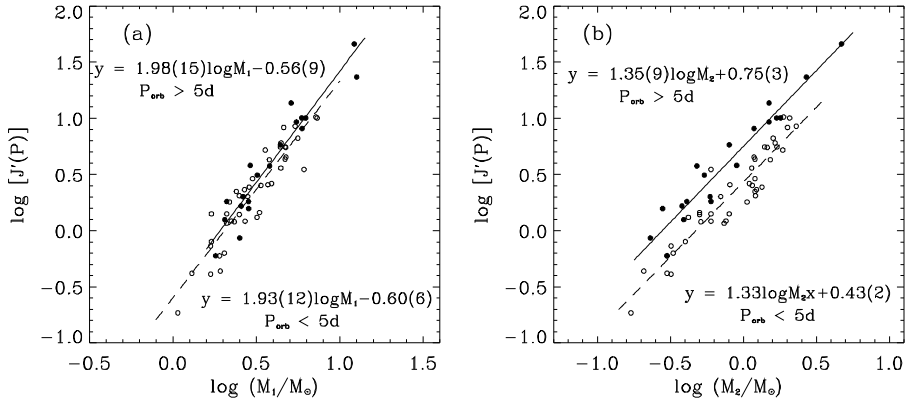


***Şekil 12**. Yarı ayrık dizgelerin yörünge açısal momentumlarının sistemin toplam kütlesine göre dağılımları.*

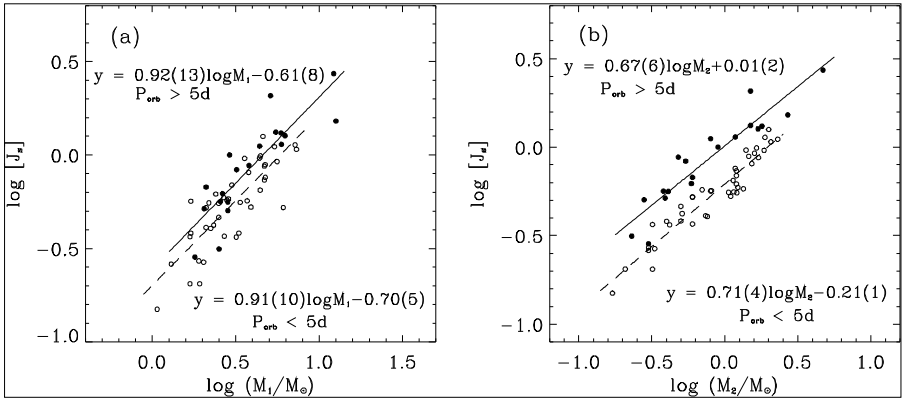
En küçük kareler yöntemi uygulanarak, SDB'lerin toplam kütlelerine karşın açısal momentum dağılımlarından, P > 5 gün dönemliler için $J'(P) \alpha M^{1.89(11)}$ ilişkisi ve P < 5 gün dönemliler için $J'(P) \alpha M^{1.94(7)}$ bulundu. Örneğin, 3 $M_{\odot}$ bir toplam kütle için, P < 5 gün ve P > 5 gün SDB'lerin yörünge açısal momentumları sırasıyla, DB'lerden % 32 ve % 80 daha küçük bulunur. Şekil 13'te ise, SDB'lerin birinci ve ikinci bileşenlerinin kütlelerine göre toplam yörünge açısal momentum dağılımları verilmiştir.

Şekil 13'te verilen dağılımlarda, özellikle ikinci bileşenlerin kütlelerine göre toplam yörünge açısal momentum değişimine bakıldığında, aynı kütleli ikinci bileşene sahip bir dizge için, P>5 gün olanların yörünge açısal momentumlarının P<5 gün olanlardan iki kat daha büyük olduğu açıkça görülmektedir. Şekil 14'te ise, öz açısal

momentumun (J_s), yine iki ayrı grup için bileşen kütlelerine göre değişimleri verilmiştir.



Şekil 13. *SDB'lerin birinci (a) ve ikinci (b) bileşenlerinin kütlelerine göre yörünge açısal momentumunun değişimi.*

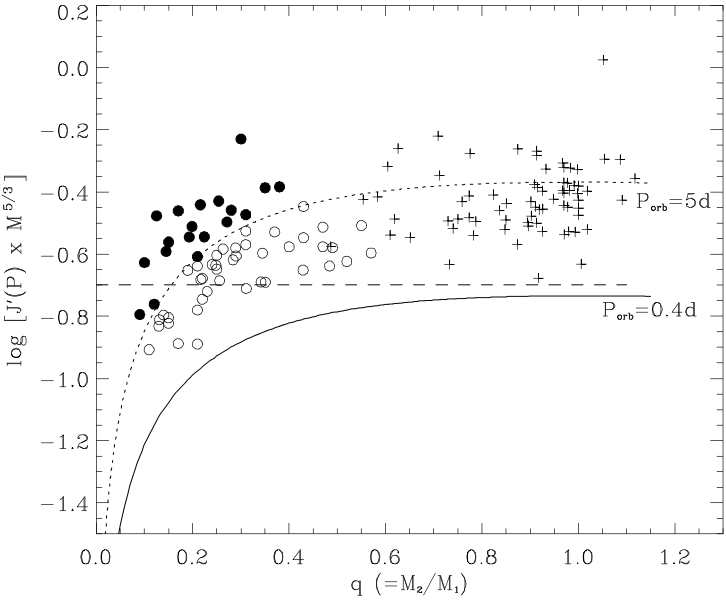


Şekil 14. *SDB'lerin birinci (a) ve ikinci (b) bileşenlerinin kütlelerine göre öz yörünge açısal momentumunun değişimi.*

Öz yörünge açısal momentumun, birinci bileşen kütlelerine göre değişimine bakıldığında, P<5 ve P> 5 gün dönemliler için hemen hemen aynı dağılıma sahip olduğu görülmektedir. Ancak kütle veren ikinci bileşenin kütlesine göre öz açısal momentum dağılımı, kısa ve uzun dönemli SDB'ler için oldukça farklıdır. Öz açısal momentumun

uzun dönemli sistemler için yaklaşık %65 kadar daha büyük olduğu açıktır.

Şekil 15'de ise, DB ve SDB'ler için her bir sistemin kütle oranına karşın log $[q(1+q)^{-2} P^{1/3}]$ değişimi görülmektedir. Burada, y-ekseni aynı zamanda, log $[J'(P)/M^{5/3}]$ değerine karşılık gelmektedir. Burada üç ayrı grup incelenmektedir. DB'ler maksimum kütle oranına sahip iken yörünge açısal momentumları çok farklılık göstermez. Uzun ve kısa dönemli SDB'lerin kütle oranları birbirine yakın olmasına rağmen, kısa dönemlilerin açısal momentumları en küçüktür. Şekilde, ayrık sistemlerden kısa dönemli dizgelere doğru bir açısal momentum evriminden söz edebiliriz.



Şekil 15. DB ve SDB'ler için log $[q(1+q)^{-2} P^{1/3}]$ – q değişimi. Artı, içi dolu daireler, ve içi boş daireler sırasıyla DB'leri, P>5 gün olan SDB'leri ve P<5gün olan SDB'leri göstermektedir. Sürekli ve noktalı çizgiler ise, sırasıyla P=5 ve P=0.4 gün yörünge dönemi için log $[J'(P)/M^{5/3}]$ – q değişimini vermektedir. Kesikli çizgi ise, değen çiftleri DB ve SDB'lerden ayırır ki değen çiftler bu çizginin altında yer alırlar (bkz Hilditch ve diğ. 1988).

Diğer taraftan, değen sistemler, bu düzlemde kısa dönemli SDB'lerin altında yer almaktadır. Şekil 15 aynı zamanda, çift sistemlerin evriminin, uzun dönem ve büyük kütle oranlarından (yaklaşık 1) başladığını göstermektedir. Bileşenlerin nükleer evrimi sırasında, büyük kütleli bileşen Roche lobunu doldurur. Bileşenler arasında başlar ve evrim daha küçük kütle oranlarına doğru ilerler (Şekil 15'te ilerleme açısal momentum kaybının olmadığı varsayımı ile sağdan sola doğrudur). Kütle oranı yaklaşık 0.4 değerinden daha küçük olduğunda, sistemin açısal momentum kaybı hızla artar. Bu aşamada, büyük açısal momentum kaybı, sistemi diyagramda, aşağıya ve sola doğru sürükler. Eğer SDB'nin başlangıçtaki yörünge dönemi 5 günden küçük ise, sistem 5 günden daha uzun dönemlilere göre daha fazla açısal momentum kaybetmelidir.

7. Sonuçlar

Çift sistemlerin evrimlerine ilişkin bugün hala gizemini koruyan en önemli sorulardan biri, çift sistemlerin ayrıklardan, yarı-ayrıklara ve daha sonra değen sistemlere nasıl evrimleştikleridir. Klasik Algollerde, küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru olan kütle aktarımı iyi modellenebilmektedir. Fakat bileşenler arasındaki açısal momentum değişimi ve evrimi sırasında açısal momentum kaybının miktarı henüz anlaşılamamıştır.

Çift sistemlerde açısal momentum kaybının üç mekanizma ile olabileceği önerilmektedir: (i) kütle kaybı, (ii) manyetik frenlenme ve (iii) çekimsel ışıma. Aktarılan kütle ve dolayısıyla açısal momentumun, kütle alan bileşeni hızlandırması beklenir. Önceki bölümlerde gösterildiği gibi, klasik Algollerde özellikle uzun dönemli sistemlerin baş bileşenlerinin eş-dönmeden daha hızlı döndükleri bilinmektedir. Eğer çift sistemin bileşenlerinden biri kütle kaybederse, açısal momentum değişecektir. Güneş gibi manyetik etkinlik gösteren yıldızlarda manyetik frenleme olayı (yıldız rüzgarı ve manyetik alanının oluşturduğu etki), kilitli sistemler olduklarından sistemin açısal momentumunun değişmesine de neden olur. Weber ve Davis (1967), Güneş rüzgarını ele alarak açısal momentum kayıp oranının P^{-3} ile orantılı olduğunu ortaya koydu.

Diğer bir açısal momentum kayıp mekanizması, çekimsel ışınım ile ortaya çıkar. Ancak bu kaybın, çiftlerde açısal momentumu açıklaması çok olası görünmemektedir. Ancak bileşenlerden biri

nötron yıldızı veya kara delik veya bunlara yakın kütlede bir yıldız ise, bu mekanizma önemli açısal momentum kaybı ortaya çıkarır. Bu açısal momentum kayıp mekanizmalarının açısal momentum evriminde etkin olduğu, DB, SDB ve X-ışın çiftlerinin açısal momentumları karşılaştırdığında kendini göstermektedir. Bu farklı türlerin açısal momentum büyüklükleri karşılaştıtıldığında, J (DB) > J (SDB, P>5 gün) > J (SDB, P<5 gün) > J (X-ışın çiftleri) olduğu görülmüştür (Saygan 2008).

Önceki bölümlerde çizilen diyagramlarda görüldüğü gibi, SDB'lerin ikinci bileşenleri alt-dev veya dev yıldızlar olup kütlelerinin büyük bölümünü büyük kütleli bileşene aktarır. Şekil 15'de, çiftin evrimi sırasında kütle oranı tersine döndüğü ve daha sonra küçüldüğü açıkça görülebilir. Kütle aktarımının hızlı olduğu bu süreçte, açısal momentum kaybı çok büyük değerlerde değildir. Açısal momentum kaybının büyük değerlere ulaştığı süreç, yavaş kütle aktarımı evresidir ki kütle oranı bu durumda genellikle 0.3-0.4 aralığındadır. Bunun yanında, P<5 gün olan SDB'lerin ikinci bileşenleri uzun dönemlilere göre daha fazla açısal momentum kaybeder. Eğer akan madde alıcı yıldız tarafından yakalanmaz ise, ortak zarf veya diskte birikir. Toplanma disklerinin çiftin evrimi üzerine etkisi kataklismik çift yıldızlar için Spruit ve Taam (2001) ve Taam ve Spruit (2001) tarafından çalışılmıştır. Ayrıca, klasik Algollerde toplanma disklerinin, yörünge dönemi değişimlerini açıklamada önemli rol oynadığı belirtilmiştir (Chen ve diğ. 2006). Bu çalışmada, Algollerin evrim çizgisinde hem manyetik frenlemenin hem de toplanma disklerinin etkisi hesaplanmış ve Algollerin evriminin daha çok toplanma disklerinden etkilendiği sonucuna varılmıştır. Ayrıca, toplanma disklerinin kütle aktarım oranlarını arttırdığı ve evrimi hızlandırdığı sonucuna varılmıştır.

Kaynaklar

Barai, P., Gies, D. R., Choi, E., ve diğ., 2004, ApJ 608, 989.
Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakış, V. and Demircan, O., 2004, A&A 417, 263.
Chen, W.-C., Li, X.-D., Qian, S.-B., 2006, ApJ 649, 973
de Greve, J.P., 1993, A&AS 97, 527.

Demircan, O., 2003, "Period Variation of Algol Type Binaries", in the Proceedings of the Astrophysics Workshop: New Directions for Close Binary Studies: The Royal Road to the Stars, eds. O. Demircan & E. Budding, Publ. of ÇOMÜ Astrophysics Research Center, Vol. 3, p.130.
Drilling, J.S., Landolt, A.U., 2000, in Allen's Astrophysical Quantities, Fourth edition, ed. A.N.Cox, Springer-Verlag
Eddington,A.S. 1926, The Internal Constitution of the Stars, Cambridge Uni. Pres
Etzel, P.B. and Olson, E.C., 1993, AJ 106, 1627.
Giuricin, G.; Mardirossian, F., 1981, ApJS 46, 1
Gorda,S. Yu., Svechnikov,M.A. 1998, Astron.Rep., 42, 793
Hall, D.S., 1989, SSRv 50, 219.
Hertzsprung, E. 1923, Bull. Astron. Inst. Neth. 2, No. 43
Hilditch, R.W., 2001, "An Introduction to Close Binary Stars", Cambridge University Press.
Hilditch, R.W., King, D.J., McFarlane, T.M., 1988, MNRAS 231, 341
İbanoğlu, C., Soydugan, F., Soydugan, E. ve Dervişoğlu, A., 2006, MNRAS 373, 435
Kaitchuck, R.H. and Honeycutt, R.K., 1982, PASP 94, 532.
Kippenhahn,R.,Weigert, A., 1967, Z. Astrophys. 65, 251
Kovaleva, D.A. 2001, Astron.Z. 78, 1104
Lazaro, C., Martínez-Pais, I. G., Arévalo, M. J., 2004, MNRAS 351, 707
Lehmann, H.; Mkrtichian, D. E., 2004, A&A 413, 293.
Lubow, S.H. and Shu, F.H., 1975, ApJ 198, 383.
Malkov,O.Yu. 2003, AA 402, 1055
Mkrtichian, D. E., Kusakin, A. V., Rodriguez, E., Gamarova, A. Yu., Kim, C., Kim, S.-L., Lee, J. W., Youn, J.-H., Kang, Y. W.; Olson, E. C.; Grankin, K., 2004, A&A 419, 1015.
Mukherjee, J., Peters, G.J. and Wilson, R.E., 1996, MNRAS 283, 613.
Nelson, C.A. and Eggleton, P.P., 2001, ApJ 552, 664.
Olson, E.C. and Etzel, P.B., 1994, Interacting Binary Stars, ASP Conferance Series, Vol. 56, 13.
Paczynski, B. 1971, Ann.Rev. Astron. Astrophys.9,183
Plavec, M.,1968, Adv. Astron. Astrophys. 6, 201
Pols, O.R., Schroder, K.-P., Hurley, J.R. ve diğ., 1998, MNRAS 298, 525
Popper, D.M., 1989, ApJS 71, 595.
Qian, S., 2000, A&ASS 146, 377.
Quirago, R.J., Vaz, L.P.R., 1988,ApSS 146,99
Retter, A., Richards, M.T. and Wu, K., 2005, ApJ 621, 417.
Richards, M.T., Albright,G.E., 1999,ApJS 123, 537
Richards, M.T., Jones, R.D. and Swain, M.A., 1996, ApJ 459, 249.
Richards, M.T., Mochnacki, S.W. and Bolton, C.T., 1988, AJ 96, 326.
Rodriguez, E., López-González, M. J. and López de Coca, P., 2000, A&AS 144, 469.
Sarna, M.J., 1993, MNRAS 262, 534.
Sarna, M. J., Muslimov, A., Yerli, S. K., 1997, MNRAS 286, 209.
Saygan, S., 2008, Ege Üni. Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi.

Simon, V., 1999, A&AS 134, 1.
Sistero, R.F., Marton,S.,1983, ApSS 94, 165
Soydugan, E., Soydugan, F., Demircan, O. ve İbanoğlu, C., 2006, MNRAS 370, 2013
Soydugan, E., 2005, Ege Üni. Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi.
Soydugan, F., 2008, AN 329, 587
Soydugan, F., 2005, Ege Üni. Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi.
Soydugan, F., Frasca, A., Soydugan, E. ve diğ., 2007, MNRAS 379, 1535
Spruit, H.C., Taam, R.E.,2001, ApJ, 548, 900
Taam, R.E., Spruit, H.C.,2001,ApJ, 561, 329
Trimble, V., 1984, ApSS 104,133
Van Hamme W. and Wilson, R.E., 1990, AJ 100, 1981.
Vesper, D., Honeycutt, K., Hunt, T., 2001, AJ 121, 2723.
Weber, E.J.,Davis,L.,1967, ApJ, 148,217
Yerli, S.K., Sarna, M. J., Zoła, S., Connon S., R., Tovmassian, G., 2003, MNRAS 342, 1349.

Be BİLEŞENLİ ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEM R ARA

Hicran BAKIŞ[1,3], Volkan BAKIŞ[2,3], Osman DEMİRCAN[2,3]

1-Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale Meslek Yüksek Okulu, Teknik Programlar,
2-Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü,
3-Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi
17040, Çanakkale. Tel. 0286 2180018/1526
e-posta adresleri: bhicran@comu.edu.tr, bakisv@comu.edu.tr, demircan@comu.edu.tr

Özet

R Arae sisteminin literatürde yetersiz olan tayfsal verisi nedeniyle, 2006 yılı bahar ve yaz sezonunda Yeni Zellanda Canterbury Üniversitesi Mt. John Gözlemevinde bulunan 1-m McLennan teleskobuna bağlı HERCULES echelle tayfçekeri ile yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilmiş ve ilk kez tayfında ikinci bileşene ait çizgiler belirlenmiştir. Sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin çözümünden bileşenlerin kütleleri ve yarıçapları bulunmuştur. Sistemin var olan minimum zamanları ve yeni elde edilen minimum zamanı kullanılarak elde edilen (O-C) verilerinin analizinden ikinci bileşenden birinci bileşene korunumlu madde aktarım miktarı belirlenmiştir. Bulunan sonuçların yavaş kütle aktarımında olan bu tür sistemler için verilen ortalama değerden fazla olduğu görülmüştür. Bu durum aynı zamanda R Ara'da görülen kuvvetli salmaların varlığını da desteklemektedir. R Ara'nın elde edilen tayflarında özellikle H_α'da olmak üzere He I ve bazı metal çizgilerinde de baskın salmalar gözlenmektedir. Bu salma yapılarını incelemek amacıyla fark tayfları elde edilerek bu yapıların çiftin yörünge dönemi ile ilişkisi incelenmiştir.

Anahtar kelimeler: Etkileşen Çift Yıldızlar, Be Yıldızları, Salma Yapıları, Tayfbilim, Yıldızların Mutlak Parametreleri

Abstract

Due to insufficient spectroscopic data of R Arae in literature, its high resolution spectra were obtained with 1-m McLennan telescope and HERCULES echelle spectrograph at Mt John Observatory of University of Canterbury during the 2006 spring and summer seasons and the secondary component was identified in the spectra for the first time. From the solution of light and radial velocity curves, masses and radii were determined for the primary and secondary component. Conservative mass transfer rate from the secondary to the more massive primary was determined from the O-C data constructed by using newly obtained and old times of minima. The mass transfer rate of R Ara was found rather high compared to the average mass transfer rate determined for this type of binary stars. This high mass transfer rate support the strong emission features in spectra. The emission features are visible especially in Balmer and Helium lines and even in some metallic lines. To investigate these emission features, difference profiles of H_α lines were constructed and the relationship of the emission with the orbital motion was studied.

Keywords: Interacting Binary Stars, Be Stars, Emission Structures, Spectroscopy, Absolute Parameters of Stars

1. Giriş

R Arae (HD 149730A, HJ4866A) göreli olarak parlak (7^m) örten bir çift sistemdir. Yıldızın ilk gözlemi John Herchel (1833) tarafından yapılarak, sistemin aralarındaki ayrıklığı $4''$ olan bir görsel çift sistemin üyesi olduğu bildirildi. Forbes ve diğ. (1988, 1989) R Ara sistemini U, B ve V filtrelerinde gözleyerek yıldızın gözlendiği çoğu gecede özellikle tutulmalar dışında açıkça görülen değişimler gösterdiğini ve farklı gecelerde elde edilen ışık eğrisinin ortalama seviyesinde saçılmanın olduğunu belirledi. Yapılan çözümlerindeki en büyük sorun bu yıldızın çok yakınında görsel çiftinin olmasıdır. Daha sonra Banks (1990), R Ara sistemini leke modelini kullanarak çözmüştür. Sonuç olarak R Ara'nın ikinci bileşeninin Roche şişimini

doldurmuş olduğunu ve kütle aktarmakta olduğunu belirtmiştir. Daha sonra, Nield (1991) elde ettiği ışık eğrilerini kullanarak sistemi yeniden çözülmüştür. Işık eğrisi analizlerinde üçüncü cismin ışık katkısını da gözönüne almıştır, çözümleri sonucunda, sistemin B9V tayf türünden birinci bileşen ile ön-tür F tayf türünden ikinci bileşenden oluştuğunu belirlemiştir. Çözümleri sistemin yarı-ayrık (klasik Algol) bir sistem olamayacağını göstermektedir.

R Arae örten çift sisteminin tayfları, Sahade (1952) tarafından elde edilmiştir. Yıldızın elde edilen tayflarından ikinci bileşenin tayf çizgisi elde edilememiştir. Yıldızın ışık değişim dönemi boyunca tayfsal değişimler sergilediğini ve çevrimden çevrime de değişimlere sahip olduğunu bildirmiştir. Sahade aynı makalesinde Gaposchkin'in (1953) fotometrik çalışmasını kendi elde ettiği tayfsal çalışma ile birleştirerek sistemin parametrelerini $f(m)= 0.1M_{\odot}$, $m_1=4M_{\odot}$ ve $K_1=$ 60 km/s şeklinde belirlemiş ve eğer birinci yıldız B9 tayf türünden ve kütlesi $4M_{\odot}$ olarak alınırsa ikinci yıldız kütlesi $1,4M_{\odot}$ civarında olan F türü bir yıldız olmalıdır sonucuna varmıştır.

R Ara üzerine daha sonraki bir çalışma Kondo ve diğ. (1981) ve McCluskey ve Kondo (1983, 1984) tarafından uydu gözlemlerine dayanarak yapılmıştır. IUE uydusu tarafından elde edilen veriler R Ara'nın etrafındaki madde hakkında ipuçları sunmaktadır. Ayrıca, yıldızın tayflarında gözlenen SiIV ve MgII çizgilerindeki kısa dalgaboylarına kaymış soğurma bileşeni –500 km/s gibi çok büyük hızlara sahiptir. Tüm bunlar aslında R Ara'nın oldukça karmaşık bir evrim aşamasından geçtiğinin göstergesi olmalıdır. R Ara aynı zamanda EINSTEIN uydusu tarafından da gözlenmiştir. Bu dalgaboyunda gözlemler tüm evre aralığını kapsamadığından dolayı yıldızın özel bir X-ışın kaynağı olduğu ile ilişkili sağlam bir sonuç bulunmamaktadır.

Yıldızın literatürde yapılan çalışmalarının sonucunda, R Arae hakkında daha etkili fiziksel yorumlar yapabilmek için yıldızın yeni tayfsal gözlemi yapılarak ikinci bileşene ait çizgiler araştırılabilir ve yeniden dikine hız eğrisi elde edilerek bu eğrideki bozulmalar ve/veya çizgilerdeki değişimler hakkında yeni bilgilere ulaşılabilir.

2. Gözlemler ve İndirgeme

R Ara göreli olarak ($\sim 7^m$) parlak bir sistem olmasına rağmen literatürde az çalışılmıştır. Özellikle tayfsal olarak detaylı bir

çalışması 1952 yılındaki makaleye dayanmaktadır. Bu nedenle yıldızın yeni ve daha yüksek çözünürlüklü tayflarına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu amaçla R Ara sisteminin 2006 yılında, Nisan ve Ağustos aylarında tayfsal gözlemleri yapılmıştır. R Ara sisteminin tayfları Yeni Zelanda, Mt John Universite Gözlemevinde (MJUG) bulunan 1-m çaplı McLellan teleskopuna bağlı HERCULES tayfçekeri ile alınmıştır. Tayfçeker 380nm ile 880 nm arasında sürekli dalgaboyu aralığını kapsamaktadır. 41000 olan orta büyüklükteki çözümleme gücüne sahip, yarık içermeyen 100 μm kalınlığındaki birinci fiber R Ara'nın gözlemleri için seçilmiştir. Gözlemler iki farklı gözlem sezonunda yapılmıştır. İlk gözlem döneminde toplam 7 gecede 13 adet tayf elde edilmiştir. Bu dönemde yapılan gözlemlerde saniyelik ortalama 1200s poz süresi ile 500 nm'de ortalama S/G oranı 120 elde edilmiştir. İkinci gözlem döneminde 16 gecede 29 adet tayf elde edilmiştir. Bu dönemde yapılan gözlemlerde saniyelik ortalama 1400 s poz süresi ile 500 nm'de ortalama S/G oranı 100 elde edilmiştir. İki farklı gözlem döneminde R Ara'ya ait toplam 42 adet tayf alınmıştır. Tayflar Canterbury Üniversitesi, Fizik ve Astronomi bölümünde geliştirilen Hercules İndirgeme (HRSP) programı ile indirgenmiştir. İndirgeme basamakları echelle tayflar için yapılan standart basmakları içermektedir (Skuljan, 2004).

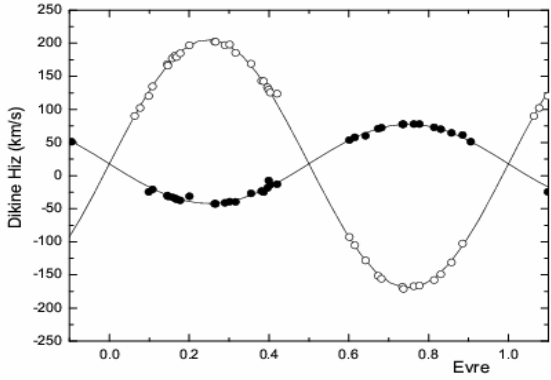
3. Dikine Hızların Ölçümü ve Yörünge Çözümü

Dikine hızların ölçümü, dalgaboyu kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılan tayflardan iki farklı yöntem kullanılarak, çapraz eşleşme (cross-correlation) ve Fourier ayıklama (Fourier disentangling, KOREL) tekniği ile yapılmıştır. Dikine hızlar ilk olarak, IRAF paketi içinde yer alan FXCOR programı kullanılarak Çapraz eşleme yöntemi ile okunmuştur. Yıldızın elde edilen tayfları incelendiğinde literatürde daha önce belirlenememiş olan ikinci bileşenin çizgileri elde edilmiştir. Çapraz eşleme yöntemi ile elde edilen ikinci bileşene ait dikine hızlara en küçük kareler yöntemi ile teorik dikine hızların fit edilmesinden sistemin tayfsal yörünge çözümleri elde edilmiştir. Çözümler sırasında yörünge dönemi Kreiner (2001) tarafından verilen dönemde (P=4.4251133 gün), basıklık (e=0) ve enberinin boylamı (w=90°) ise çember yörünge varsayımı altında sabit tutulmuş, hız yarı-genliği K_2 ve tutulum zamanı T_0, en küçük kareler yöntemi ile yapılan çözümde serbest bırakılmışlardır. Sistemin

kütle merkezinin hızı, Vγ, 93. tayf dizisindeki Fe I 6102.16 Å ve 92. tayf dizisindeki Ca I 6169.56 Å çizgisine gauss fiti yapılarak belirlenmiştir. İkinci yöntem olan KOREL programında, çapraz eşleme yönteminde elde edilen yörünge parametreleri girdi olarak kullanılmıştır. KOREL çözümleri süresince çember yörünge varsayımı altında basıklık, enberinin boylamı parametresi ile yörünge dönemi P sabit tutulmuş, diğer yörünge parametreleri tutulum zamanı T_0, dikine hız yarı genlikleri K_1 ve K_2 analize serbest parametre olarak sokulmuşlardır. KOREL programı ve kullanılan yöntem, çizgileri sığ ve/veya blend olmuş tayf çizgilerinin dikine hız ölçümü ve yörünge parametrelerinin belirlenmesinde oldukça kullanışlı ve önemlidir. Sonuç olarak, her iki sezonda farklı tayf dizilerinin ayrı ayrı analizinden elde edilen dikine hız değerlerinin ortalaması alınarak elde edilmiş dikine hız eğrisi ve yapılan teorik fit Şekil 1'de verilmektedir. KOREL programı çözümde basıklık ve yansıma etkilerini göz önüne almadığı için tutulmalar civarındaki noktalar çözümde dikkate alınmamıştır. Tablo 1'de KOREL ile yörünge çözümü sonucunda elde edilen tayfsal yörünge parametreleri ve bu parametrelerden hesaplanan kütleler ve bileşenler arası uzaklık da verilmektedir. Karşılaştırma amacıyla daha önce Sahade (1952) tarafından bulunan sonuçlar da tablo 1'de eklenmiştir.

Tablo 1. R Ara sisteminin elde edilen tayfsal yörünge parametreleri ile Sahade (1952) tarafından verilen değerlerin karşılaştırılması.

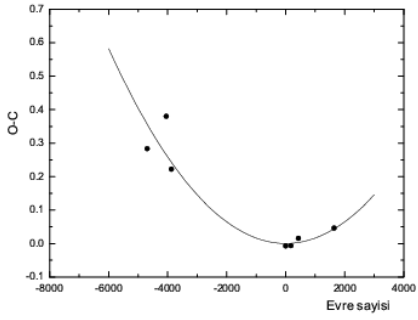
Parametre	Değer	Sahade (1952)
P (gün)	4.4251133	4.42509
T_0 (HJD)	2452501.7515 ± 0.0062	2429433.348
e	0	~0.3
w (°)	90	…….
Vγ (km/s)	17.7 ± 3.6	
K_1 (km/s)	60.1 ± 0.6	60
K_2 (km/s)	187.9 ± 0.7	…….
q (K_1/K_2)	0.319 ± 0.005	f(m)=0.10 $M_\odot$ m_1= 4 $M_\odot$(B9 tayf türü ise) m_2= 1.4 $M_\odot$ ve q=0.35
$m_1 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	5.30 ± 0.08	
$m_2 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	1.69 ± 0.04	
asini ($R_\odot$)	21.68± 0.12	$a_1 \sin i = 3.6 \times 10^6$ km/s



Şekil 1. *Belirlenen dikine hızlar ve çözüm sonucunda elde edilen en iyi fit. Dolu daireler birinci bileşen, içi boş daireler ikinci bileşenin dikine hızlarını göstermektedir.*

1. Sistemin O-C Analizi

Sistemin literatürde çok fazla fotometrik veya minimum zamanı gözlemi bulunmamaktadır. R Ara'nın yeni olarak sadece bir tane fotometrik minimum zamanı elde edilmiştir. Sistemin toplam 7 tane olan minimum zamanları 1942 ile 2006 yılları arasında 60 yılık bir zamanı kapsamaktadır. (O-C) diyagramı, Nield (1991) tarafından verilen, Min I = HJD 24 46585,1597 + 4,425132 x E, değerlerine göre hesaplanmıştır. Gözlenen tüm minimum zamanları



Şekil 2. *R Ara sistemine ait (O-C) diyagramı.*

Şekilden, sistemin yörünge değişiminin kolları yukarı doğru olan parabolik bir değişim ile çok iyi temsil edildiği görülmektedir. Bu tür bir dönem değişimi küçük kütleli bileşenden daha büyük kütleli olana madde aktarımı ile ilişkili açıklanmaktadır. Dönem artışının doğrusal olduğu ve korunumlu kütle aktarımı olduğu varsayılırsa aktarılan kütle miktarı $5{,}23\times10^{-7}\,M_{\odot}$/yıl olarak hesaplanır. Kütleler için $M_1\sin^3 i = 5{,}296 \pm 0{,}0831$ ve $M_2\sin^3 i = 1{,}692 \pm 0{,}044$ (bu çalışma)

değerleri kullanılmıştır. Eğiklik açısı olarak ışık eğrisi çözümlerinden belirlediğimiz yaklaşık 80° alınmıştır. Ayrıca, daha önce Nield (1991) ikinci bileşenden birinci bileşene olan kütle aktarım miktarını $1{,}5\times10^{-7}$ $M_{\odot}$/yıl olarak belirlemiştir. Bulunan bu sonuçlar yavaş kütle aktarımında olan bu tür sistemler için verilen $\Delta M \sim 10^{-11} - 10^{-7}$ $M_{\odot}$/yıl (Richards ve Albright, 1999) değer aralığındaki kütle aktarımıyla mukayese edildiğinde oldukça fazla olduğu görülmektedir. Bu durum aynı zamanda R Ara'da görülen salmaların varlığını da desteklemektedir.

4. Dönme Hızları ve Eş-Dönme

Yıldızların dönme hızlarının belirlemesi amacıyla Slettebak ve diğ. (1975) tarafından verilen dönme hızı standart yıldızları tablolarından seçilen 10 tane yıldız bu sezonda gözlenmiştir. Yıldızların Mg II çizgilerinin ölçülen FWHM değerleri aralarındaki ilişkiyi belirlemek amacıyla tablolarda verilen değerler ile karşılaştırıldı. Belirlenen kalibrasyon eşitliği kullanılarak birinci bileşenin izdüşüm dönme hızı 223 ± 30 km/s olarak belirlenmiştir. Bu oldukça yaklaşık bir sonuçtur. Birinci bileşenin dönme hızının belirlenmesinde ikinci yöntem olarak, bileşenin model atmosfer ve sentetik tayfı yıldızın gözlenen tayfı ile karşılaştırmak amacıyla hesaplanmıştır. Model atmosferler ATLAS9 kodu (Kurucz, 1993) kullanılarak hesaplanmıştır ve sentetik tayflar birinci ve ikinci bileşen için SYNTHE kodu (Kurucz, 1993) ile Linux'de oluşturulmuştur. Sonuç dönme hızı, $(v_{\text{dönme}}\sin i)_1$=200±5 km/s şeklinde belirlenmiştir. İkinci bileşenin senkronize döndüğü varsayılarak izdüşüm dönme hızı $(v_{\text{dönme}}\sin i)_2$=72±3 km/s olarak hesaplanmıştır. Buradan da görüldüğü gibi birinci bileşen oldukça hızlı dönmektedir. Bu birinci bileşen üzerine akan maddenin varlığının göstergesidir.

5. Fotometrik Analiz

Sistemin tayfsal çözümlerinden ikinci bileşenin belirlenmesi sonucunda sistem literatürde bulunan ışık eğrileri ile yeniden çözülmüştür. R Ara sisteminin çözümünde ışık eğrisi olarak Hipparcos, ASAS (Pojmanski, 2002) ve Nield (1991) tarafından elde edilen ışık eğrileri ve bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrisi kullanılmıştır. Kızıllaşmadan arındırılmış renkleri ve yıldızlararası

soğurmayı belirlemek için Johnson ve Morgan (1953) tarafından verilen Q-yöntemi kullanıldı. Nield (1991) tarafından verilen (U-B) ve (B-V) renk değerleri kullanılarak, Q-parametresi hesaplandı. R Ara sistemi için kızıllaşmadan arındırılmış renk indislerinden sıcaklık, Budding ve Demircan (2007) tarafından verilen anakol yıldızlarının sıcaklıkları ile renkleri arasındaki istatistiksel tablodan yararlanılarak belirlendi. Buna göre belirlenen sıcaklık Nield (1991) tarafından verilen sıcaklık değeri olan 12400 ± 300 K değerine karşılık gelmektedir.

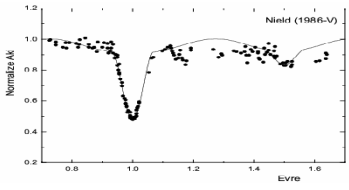
Sistemin ışık eğrisi çözümünde Wilson-Devinney (Wilson ve Devinney, 1971, Wilson, 1994) yazılımı, yarı-ayrık konfigürasyon (MODE5) için uygulanmıştır. Kullanılan ışık eğrileri, Hipparcos, ASAS ve Nield (1991), için uygun T_0 ve P değerleri seçilerek evrelendirildikten sonra ayrı olarak çözülmüşlerdir. Sistemde üçüncü bileşene ait ışık katkısı Hipparcos astrometri çözümlerinden V bandında 0.38 olarak bulunmuştur. Çözümün her bir adımında logaritmik kenar kararma katsayısı kullanılmıştır. Balometrik ve H_p-bandı (505 nm) ve V-bandı (550 nm) kenar kararma katsayıları van Hamme (1993) tablolarından alınmıştır. Birinci bileşen için balometrik albedo, A_1, radyatif zarflar için uygun olan 1 değeri ve ikinci bileşen için ise, A_2, konvektif zarflar için uygun olan 0.5 değeri alınmıştır. Çözümde dikine hız eğrisinden elde edilen parametreler sabit tutulduğundan eş-zamanlı çözüm yapılmamıştır. Eğer ışık eğrisine uyan en iyi fit göz önüne alınacak olursa ikinci bileşenin sıcaklığı 7000 ± 350 K, çiftin yörüngesinin gökyüzü düzlemine olan eğikliği *i*, 80° olmalıdır. Gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrileri Şekil 4'de gösterilmektedir.

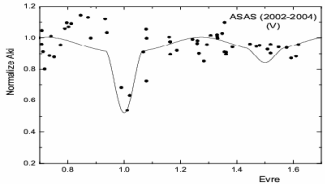
Nield ve ASAS ile Hipparcos ışık eğrilerinin çözümlerinin sonuçları, bileşenlerin kütlelerini sırasıyla, M_1=5.40 $M_\odot$ ve M_2=1.72 $M_\odot$ ve M_1=5.55 $M_\odot$ ve M_2=1.77 $M_\odot$ olarak vermektedir. Çiftin bileşenlerinin merkezleri arasındaki uzaklık yine sırasıyla a=21.8 $R_\odot$ ve a=22.0 $R_\odot$'dir. Bileşenlerin kütleleri birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla B4 tayf türünden anakol ve A9.5 veya F0 tayf türünden dev yıldızlarına uygundur. Çiftin bileşenlerinin sıcaklıklarına uygun balometrik düzeltme değerleri Budding ve Demircan (2007)'den alınmıştır. L_1 ve L_2 mutlak ışıtmaları ve uzaklık modülünü kullanarak R Ara sistemi için fotometrik uzaklık 140 ± 20 pc olarak belirlenmiştir. Bu uzaklık Hipparcos kataloğunda (ESA, 1997) verilen

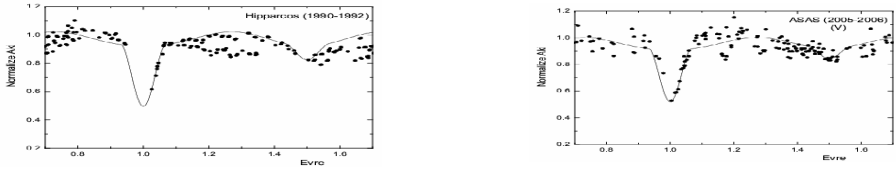
80.4 ± 11.3 pc trigonometrik paralaks değeriyle karşılaştırıldığında oldukça büyük görülmektedir.

6. Yıldızı Saran Madde

Etkileşen çift sistemler etrafındaki yıldızı saran maddeyi araştırmanın en etkin yolu yıldızların tayflarındaki değişimleri ve/veya salma yapılarını çalışmaktır. R Ara sisteminde Balmer serisinin ilk çizgileri ve bazı Helyum çizgileri salma bileşenindeki değişimler nedeniyle hem şekil hem de çizgi şiddeti olarak oldukça değişkendir. Bu tür salma gösteren sistemlerdeki çizgilerin hızlarının ve eşdeğer genişliklerinin değişimlerinin yörünge dönemi boyunca değişimini incelemek çizgi kesitlerindeki hem fotosferin hem de yıldızı saran yapının katkısının birlikteliği nedeniyle oldukça zordur. Eğer gözlenen çizgi kesitlerinden fotosferin katkısını arındırabilirsek bu durumda yalnızca yıldızın etrafındaki maddeden kaynaklanan değişimlere ait bilgiye ulaşabiliriz. Bu amaçla gözlenen tayftaki çizgi kesitleri fark çizgi kesitlerine dönüştürülmektedir. Bunu yapmak için öncelikle sistemin bileşenlerine ait çeşitli atmosfer modelleriyle sentetik tayfı oluşturulmaktadır. Elde edilen her bir bileşene ait sentetik tayflar, bileşenlerin ışıtma katkıları oranında ele alınıp her iki bileşenin toplam sentetik tayfı elde edilmektedir. Ancak bunu yaparken yıldızların yörünge boyunca hareketleri nedeniyle tayf çizgilerinde sahip olacakları dalgaboyu kaymaları da göz önüne alınmalıdır.





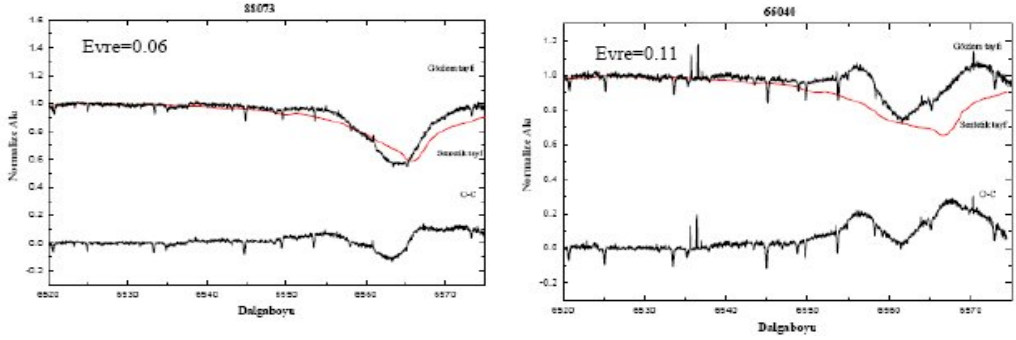


***Şekil 4**. R Ara sisteminin gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrileri.*

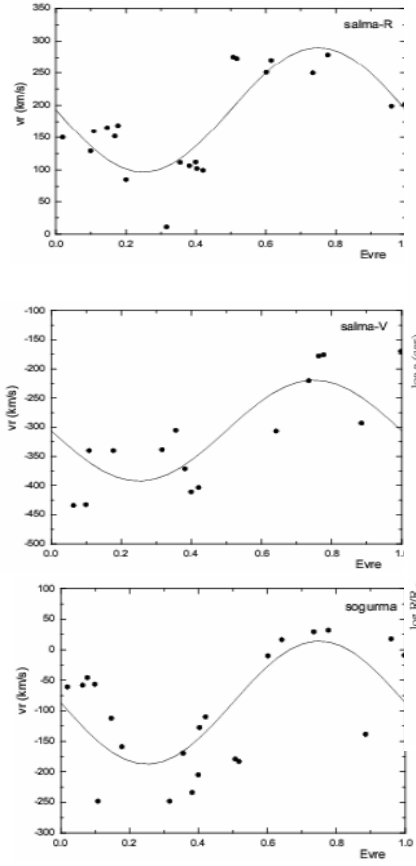
R Ara'nın sentetik tayflarının oluşturulmasında birinci bileşen ve ikinci bileşen için belirlenen atmosfer ve dönme parametreleri kullanılmıştır. Birinci bileşen için sıcaklık renklerden ve log g ışık eğrisi analizinden belirlenmiştir, dönme hızı vsin*i* ise 127. tayf dizisindeki He I ve Mg II çizgisine model atmosfer fiti yapılarak elde edilmiştir. İkinci bileşen için ise, sıcaklık ve log g ışık eğrisi analizinden, dönme hızı vsin*i* ise yıldızın senkronize dönmesine uygun olarak seçilmiştir. Bu parametreler kullanılarak sentetik tayflar oluşturulmuş ve fark tayfları elde edilmiştir. Şekil 5'de örnek birkaç evrede yıldızın H_α bölgesindeki gözlem tayfı (üstte), yörünge evresine göre kaydırılmış bileşenlerin toplam sentetik tayfı (ortada) ve fark tayfı (altta) verilmektedir.

Yıldızın H_α fark tayfları incelendiğinde, salmaların genellikle çift tepeli bir yapıya sahip olduğu görülmektedir. Bazen salmalar tek tepeli yapıya da dönmektedir (0,20-0,30 evreler arası). Bu durum yıldızın r_1-q diyagramında incelendiğinde, en değişken yapıya sahip geçici diskleri olan yıldızlar bölgesine çok yakın düşmesinden de beklenmektedir. Bu tür yıldızlardaki ek salma ve soğurmanın iki kaynağı olabilir. Soğurma, kütle aktarımı sonucunda belirli bölgelerde oluşan yığılmalardan kaynaklanabilir. Ek salmalar ise, kütle aktarımı ve toplanmasının yanı sıra soğuk bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanabilmektedir. Bu nedenle hangi yapının nereden kaynaklandığının belirlenmesi önemli olmaktadır. Ancak, karmaşık sistemlerde hangi çizginin hangi bileşenden kaynaklandığını hemen söylemek kolay değildir. Bunun için en iyi yöntem ek salma veya soğurmaların merkezi dalgaboylarına karşılık gelen dikine hızlarının belirlenmesidir. H_α fark tayflarında çift tepeli salmaların daha uzun

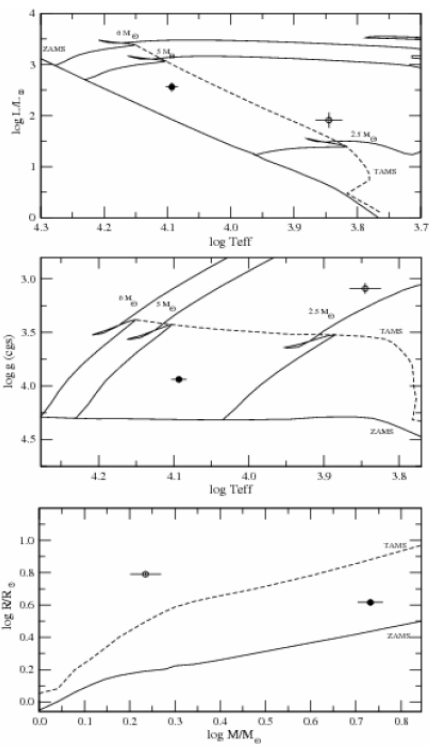
kanadındaki kısmına R-Red ve daha kısadalgaboylu kanadına V-Violet denilmektedir. Şekil 6'da bu salma yapıları ve soğurmanın ölçülen dikine hızlarının yörünge dönemiyle değişimi ve bunlara en iyi uyan fitler verilmektedir. Bu durumda, dikine hız ölçümü hangi bileşenin dikine hız eğrisi ile uyuyorsa çizginin ilgili bileşenden kaynaklandığı söylenir. Şekilde, H_α fark tayflarındaki hem salmaların hem de soğurmanın dikine hızları birinci bileşenin dikine hız değişimini izlemektedir. Yani, bu yapılar, tamamıyla birinci bileşenin etrafındaki disk ve yığılma yapılarından kaynaklanmaktadır.



Şekil 5. *R Ara'nın H_α bölgesindeki gözlem tayfı (üstte), yörünge evresine göre kaydırılmış bileşenlerin toplam sentetik tayfı (ortada) ve fark tayfı (altta) evreye göre verilmektedir.*



Şekil 6. *H_α tayflarında görülen ek-salmanın V ve R kanatlarının ve soğurmanın yörünge evresi ile değişimi. Düz çizgi ölçüm noktalarına yapılan teorik fiti göstermektedir.*



Şekil 7. *Sıcaklık-ışıtma (üst panel), sıcaklık-yüzey çekimi (orta panel) ve kütle-yarıçap (alt panel) grafiklerinde R Ara yıldızının bileşenlerinin yerleri ZAMS ve TAMS eğrilerine göre verilmektedir. Dolu daireler birinci bileşeni boş daireler ikinci bileşeni göstermektedir.*

7. Sonuç ve Tartışma

Elde edilen dikine hız eğrisi literatürdeki ışık eğrileriyle birlikte çözülerek yıldızın mutlak parametreleri belirlenmiş ve en son evrim modelleri ile gözlemleri karşılaştırarak bileşenlerin evrim basamaklarını belirlenmiştir. R Ara yıldızının bileşenlerinin sıcaklık-ışıtma, sıcaklık-yüzey çekimi ve kütle-yarıçap grafiklerinde yerleri Şekil 7'de verilmektedir. Şekil 7'de her bir panelde, ZAMS (Sıfır yaş anakolu) ve TAMS (anakoldan ayrılma noktaları) eğrileri Girardi ve diğ. (2000) tarafından alınmıştır. R Ara, hızlı kütle alış-verişinin bittiği ve kütle oranının tersine döndüğü evrede bulunmaktadır. R Ara sisteminin az olan minimum zamanlarının uzun bir zaman aralığına yayılmış olması sistemden kütle aktarım miktarının belirlenmesine olanak sağlamıştır. Sistemin (O-C) analizinden kütle aktarım miktarı $5{,}23\times10^{-7}$ $M_{\odot}$/yıl olarak hesaplanmaktadır. Bu sonuç yavaş kütle aktarımında olan bu tür sistemler için verilen $\Delta M \sim 10^{-11} - 10^{-7}$ $M_{\odot}$/yıl (Richards ve Albright, 1999) değer aralığındaki kütle aktarımıyla mukayese edildiğinde oldukça fazla olduğu görülmektedir. Bu durum aynı zamanda R Ara'da görülen salmaların varlığını da desteklemektedir.

Kaynaklar

Banks T., 1990, "*Light Curves for R Arae*", Information Bulletin on Variable Stars, 3455.

Budding E. ve Demircan O., 2007, "*Introduction to Astronomical Photometry* (2nd ed.)", Cambridge University Press., 434 p.

ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP–1200.

Forbes M., Budding E. ve Priestley J., 1988, "*Photometric Fluctuations in the Light Curves of R Arae*", Information Bulletin on Variable Stars, 3278.

Forbes M. C., 1989, "*Unpublished M.Sc. Thesis*", Victoria University of Wellington.

Gaposchkin S., 1953, "The eclipsing variables", Annals of Harvard College Observatory, 113, 67-149.

Girardi L., Bressan A., Bertelli G. ve Chiosi C., 2000, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 141, 371

Herchel J. S., 1833, "*Remarks on his fifth catalogue of double stars*", Monthly Notices Roy. Astron. Sov., 2, 137.

Johnson H. L. ve Morgan W. W., 1953, "*Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas*", Astrophy. J., 117, 313.

Kreiner J. M., Kim C. H. ve Nha I. S., 2001, "*An Atlas of O–C Diagrams of Eclipsing BinaryStars*", Wydawnictwo Naukowe Akademii Pedagogicznej, Krakow.

Kurucz R. L,. 1993, CD-ROM 13, 18 http://kurucz.harvard.edu.

Kondo Y., McCluskey G. E. ve Wu C.-C., 1981, "*Five-color band ultraviolet photometry of fourteen close binaries*", Astrophysical Journal Supplement Series, 47, 333-338.

McCluskey G. E. ve Kondo Y., 1983, "*International Ultraviolet Explorer observations of the peculiar variable spectrum of the eclipsing binary R Arae*", Astrophysical Journal, 266, 255-260.

McCluskey G. E. ve Kondo Y., 1984, "Observations *of eight close binaries with the Einstein Observatory*", Astronomical Society of the Pacific, Publications, 96, 817-820.

Nield K. M., 1991, "*Observations and analysis of the southern binary R Arae*", Astrophysics and Space Science, 180, 233-252.

Pojmanski G., 2002, "*The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0h - 6h Quarter of the Southern Hemisphere", Acta Astronomica, 52, 397-427.*

Richards M. T. ve Albright G. E., 1999, "*Morphologies of Hα Accretion Regions in Algol Binaries*", The Astrophysical Journal Supplement Series, 123, 537-626.

Sahade J., 1952, "*The Spectrum of the Eclipsing Variable R Arae*", Astrophysical Journal, 116, 27-34.

Skuljan J., 2004, "*HRSP - A dedicated echelle reduction software package for Hercules*.", ASP Conference Proceedings, 310, 575.

Slettebak A., Collins G. W. II., Parkinson T. D., Boyce P. B. ve White N. M., 1975, "*A system of standard stars for rotational velocity determinations*", Astrophysical Journal Supplement Series, 29, 137-159.

van Hamme W., 1993, "*New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves*", Astronomical Journal, 106, 2096-2117.

Wilson R. E. ve Devinney E. J., 1971, "*Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR "Cygni*", Astrophysical Journal, 166, 605.

Wilson R. E., 1994, "*Binary-star light curve models*", Astronomical Society of the Pacific, 106, 921-941.

HD 10308 Çoklu Sisteminin TUG Yüksek Çözünürlüklü Coude Tayflarının Analizi

Hasan Ak ve Nurten Filiz Ak
Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

HD 10308 sistemi, A ve B bileşenleri kendi içinde bir çift sistem (Aa-Ab ve Ba-Bb) olmak üzere bir çoklu sistemdir. A bileşeni, yaklaşık 4.4 gün dönemli ve 6.6 kadir parlaklığı ile, TUG yüksek çözünürlüklü coude tayfçekeri için uygun gözlem koşullarına sahiptir. Bu sistemin (A bileşeni), Ekim 2007'de alınmış 5 gecelik 20 adet tayfı KOREL disentangling tayfsal ayırma yöntemi ile analiz edilerek her bir bileşenin tayfı ayrı ayrı elde edilmiştir. Analiz sonucu güncel yörünge parametreleri bulunmuş ve elde edilen bileşen tayfları sentetik tayflarla modellenerek, bileşenlerin fiziksel parametreleri belirlenmiştir.

ABSTRACT

HD 10308 system is a multiple system which A and B component are also a binary itself (Aa-Ab and Ba-Bb). A component has a 4.4 day period and 6.6 magnitude. The system is suitable to observe in TUG with high resolution coude spectrograph. The system (A component) has been observed in October 2007 and taken 20 spectra in 5 consecutive nights. It is obtained disentangled spectrum for every component by analyzing KOREL disentangling spectral distinguish method. It is found actual orbital parameters after analysis and components spectra are fitted with synthetic model atmosphere to get physical parameters of components.

AYRIK ÇİFT YILDIZLAR İÇİN YENİ MUTLAK KADİR KALİBRASYONLARI

Esma YAZ[1], Selçuk BİLİR[1], Tansel AK[1,2], Esin SOYDUGAN[3], Faruk SOYDUGAN[3],
N. Filiz AK[4], Zeki EKER[2,3], Osman DEMİRCAN[3], Mustafa HELVACI[5]

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, İstanbul, Türkiye
e-posta: esmayaz@yahoo.com, {sbilir, tanselak}@istanbul.edu.tr
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi, 07058, Antalya, Türkiye
e-posta: {tanselak, eker@tug.tubitak.gov.tr}
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale, Türkiye
e-posta: {esoydugan, fsoydugan, demircan}@comu.edu.tr
[4] Erciyes Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye e-posta: nfak@erciyes.edu.tr
[5] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Ankara, Türkiye e-posta: helvaci@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet

Bu çalışmada, anakol bileşenli ayrık çift sistemler için Lutz-Kelker düzeltmeli mutlak kadir kalibrasyonları sunulmuştur. Kalibrasyon yıldızlarının mutlak kadirleri Johnson-Cousins ve 2MASS (İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması) fotometrik sistemlerinin kızarmadan arındırılmış renklerinden elde edilmiştir. Kalibrasyon yıldızı olarak, Hipparcos kataloğunda, gözlenen rölatif paralaks hatası %15'den ($\sigma_\pi/\pi \leq 0.15$) küçük 44 ayrık çift kullanılmıştır. Optik ve yakın kırmızı-öte bandlar için düzeltilmiş mutlak kadir kalibrasyonlarının geçerli olduğu renk ve mutlak kadir aralıkları, sırası ile, $-0.18 < (B-V)_0 < 0.91$, $-1.6 < M_v < 5.5$, $-0.15 < (J-H)_0 < 0.50$, -

$0.02 < (H-K_s)_0 < 0.13$, $0 < M_J < 4$ kadirdir. Optik (BV) ve yakın kırmızı-öte (JHK_s) gözlemlerinin kullanıldığı ışıma gücü – renkler (LCs) bağıntılarından hesaplanan uzaklıklar, farklı yöntemlerden bulunan uzaklıklar ile karşılaştırılmıştır. Sonuçlar, bu çalışmadaki yeni mutlak kadir kalibrasyonlarının, Hipparcos'un uzaklık sınırı dışındaki ayrık çiftlerin gerçek uzaklıklarının tahmin edilmesinde güvenilir, istatistiksel bir araç olduğunu gösteriyor.
Anahtar Kelimeler: yıldızlar: uzaklık, (yıldızlar) çiftler: tutulmalı

Abstract

In this study, Lutz-Kelker bias corrected absolute magnitude calibrations for the detached binary systems with main-sequence components are presented. The absolute magnitudes of the calibrator stars were derived at intrinsic colours of Johnson-Cousins and 2MASS (Two Micron All Sky Survey) photometric systems. As for the calibrator stars, 44 detached binaries were selected from the Hipparcos catalogue, which have relative observed parallax errors smaller than 15% ($\sigma_\pi/\pi \leq 0.15$). The calibration equations which provide the corrected absolute magnitude for optical and near-infrared pass bands are valid for wide ranges of colours and absolute magnitudes: $-0.18 < (B-V)_0 < 0.91$, $-1.6 < M_V < 5.5$ and $-0.15 < (J-H)_0 < 0.50$, $-0.02 < (H-K_s)_0 < 0.13$, $0 < M_J < 4$, respectively. The distances computed using the luminosity-colours (LCs) relation with optical (BV) and near-infrared (JHK_s) observations were compared to the distances found from various other methods. The results show that new absolute magnitude calibrations of this study can be used as a convenient statistical tool to estimate the true distances of detached binaries out of Hipparcos' distance limit.
Keywords: stars: distances, (stars) binaries: eclipsing

1. Giriş

Yıldızların yapısını anlayabilmek için kullanılan en güvenilir fiziksel parametreler (kütle, yarıçap, etkin sıcaklık vb.), anakol bileşenli ayrık örten çift yıldızların gözlemlerinden hesaplanır. Günümüzde çift sistemlerin fotometrik ışık ve radyal hız eğrilerinden bileşenlerin kütle ve yarıçapları %1'den daha iyi hassasiyet ile tayin edilebilir (Andersen 1991; Southworth ve diğ. 2004, 2005a).

Ayrık örten çift yıldızların uzaklık tayininde kullanılan birkaç yöntem vardır. Bunlardan en güvenilir olanları, trigonometrik paralaks veya interferometrik gözlemlerinden bulunanlardır. Yıldızların fotometrik ve tayfsal paralaks yönteminden bulunan uzaklıkları ikincil yöntemler olup sistemlerin tayf türünün bilinmesine dayalıdır. Fotometrik paralaks yöntemi ile uzaklık tayininde duyarlı sonuçlar alınabilmesi, incelenen yıldız renklerinin yıldızlararası kızarmadan arındırılmış olmasını gerektirir. Kırmızı-öte bandların yıldızlararası ortamın sönümleme etkisi optik bandlara göre daha az olduğundan, kırmızı-öte bandların uzaklık tayininde kullanımı daha avantajlıdır (Southworth ve diğ. 2005b).

Rucinski (1974) W UMa türü çift yıldızların renk-parlaklık diyagramındaki anakol saçılmasını azaltabilmek için sistemlerin yörünge periyotları, ışıma güçleri ve renkleri arasındaki PLC bağıntısını önermiştir. Rucinski (1994), W UMa türü sistemler için yörünge periyodu, (B-V) ve (V-I) renklerini kullanarak PLC bağıntısı elde etmiştir. Daha sonra, W UMa türü sistemlerin Hipparcos paralakslarını kullanarak PLC bağıntısını geliştirmiştir (Rucinski ve Duerbeck 1997). Son zamanlarda benzer bir ilişki kataklismik değişen yıldızlar için de tanımlanmıştır (Ak ve diğ. 2007). Bu çalışmada PLC bağıntısı ayrık çift yıldız sistemleri için de uygulanabilecek iken, bileşenlerin yörünge periyotları ile renkleri arasında bir korelasyon bulunamamasından dolayı, sistemlerin yörünge periyodu bu ilişkinin dışında bırakılmıştır. Bundan dolayı, anakol bileşenli ayrık çift sistemler için ışıma gücü ve renkleri (LCs) arasında bir bağıntının üretilmesi daha yararlı olacaktır. Tek renge dayalı kalibrasyonlar sistematik hata içerdiğinden, oluşturulacak kalibrasyonlarda birden çok renk kullanımı hassas sonuçların elde edilmesini sağlayacaktır (Bilir ve diğ. 2008).

Bu çalışmada, V ve J bandları için ışığın, sistemin tümünden geldiği varsayımı ile, güvenilir Hipparcos trigonometrik paralaksları

kullanılarak ayrık örten çift yıldızların M_V ve M_J mutlak kadirleri hesaplanmıştır. Optik ve kırmızı-öte LCs bağıntılarını elde edebilmek için sistemlerin kızarmadan arındırılmış $(B-V)_0$, $(J-H)_0$ ve $(H-K)_0$ renkleri kullanılmıştır. Bu çalışmada, ayrık çift sistemlerin her bir bileşeni için mutlak kadir hesabı amaçlanmamıştır.

Yıldızların paralaksları sistematik hatalar içerir. Lutz-Kelker yanlılığı olarak bilinen bu problem, Lutz ve Kelker (LK, 1973) tarafından dikkate alınmıştır. LK yanlılığı, gözlenen paralaksların (π) gerçek paralaks (π_o) etrafında düzgün dağılmakla beraber, yıldızların uzay dağılımlarının da homojen olduğu varsayımı altında hesaplanan uzaklıkların sadece rölatif paralaks hatasına (σ_π/π) bağlı sistematik hata içereceğini ifade eder. Bu yüzden gerçek paralakslar her zaman gözlenen paralakstan daha küçüktür (Lutz ve Kelker 1973). LK yanlılığının düzeltilmesinde, paralaksı ölçülen yıldızın paralaks ölçüm hatasının bilinmesi gerekir. Bu da LK düzeltmesi olarak bilinir. Jerzykiewicz (2001), rölatif paralaks hatası $(\sigma_\pi/\pi) \leq 0.1$ olan yıldızlar için LK yanlılığı ihmal edilebilirken, rölatif paralaks hatası bu değerden büyük olanlar için düzeltmenin uygulanmadığı durumda yanlış sonuçlara ulaşabileceğini söyler. Ayrıca, Maiz Apellaniz (2005) rölatif hatası $(\sigma_\pi/\pi) = 0.05$'den büyük paralaks ölçümleri için bu düzeltmenin kaçınılmaz olduğunu ifade eder.

Bu çalışmanın amacı, trigonometrik paralaksları veya mutlak kadirleri bilinmeyen (en azından ayrık ve anakol yıldızı olduğunu gösteren tutulmalı ışık eğrisine sahip sistem) anakol bileşenli ayrık örten çift yıldızların uzaklık tayini için pratik bir mutlak kadir kalibrasyonu elde etmektir. Tayfsal ve fotometrik ışık eğrisi çözümü ile ayrık sistemlerdeki bileşenlerin fiziksel parametrelerinin tayini duyarlı bir yöntem olmasına karşın, geniş kapsamlı araştırma gerektirmektedir. Bu çalışmada optik ve kırmızı-öte bandların ve duyarlı Hipparcos paralaks verilerinin bir arada kullanılmasından hesaplanan LCs bağıntıları, yörünge analizi ve ışık eğrisi çözümlerine ulaşılamayan ASAS (Paczyński ve diğ. 2006) gibi çok sayıda verisi olan gökyüzü taramaları için kullanışlı bir araçtır.

2. Veri

Rölatif paralaks hatası (σ_π/π) $\leq$ 0.15 olan 44 anakol bileşenli ayrık örten çift yıldızın fotometrik verisi literatürden toplanmıştır. Bu yıldızlardan 14'ü kromosferik aktif yıldızdır (Eker ve diğ. 2008). Kalibrasyon yıldızlarının LK düzeltmesi Smith'in (1987) (1) numaralı eşitliği kullanılarak yapılmıştır:

$$\pi_0 = \pi(\tfrac{1}{2} + \tfrac{1}{2}\sqrt{1-16(\sigma_\pi/\pi)^2} \qquad (1)$$

Burada π_0 gerçek paralaks, π gözlenen paralaks ve (σ_π/π) de rölatif paralaks hatasını ifade eder. Tablo 1'de, kalibrasyon yıldızı olarak seçilen 44 anakol bileşenli ayrık örten çift yıldızın temel parametreleri listelenmiştir: yıldız ismi, spektrel tip, galaktik koordinat (l, b), gözlemsel paralaks (π), renk artığı (E(B-V)), görünen kadir (V), optik renk (B-V), kırmızı-öte (IR) kadir (J) ve renkler (J-H, H-K_s) ve IR veri kaliteleri ("AAA" üç bandtaki 2MASS bandlarının en iyi kalitede olduğunu göstermektedir). Kalibrasyon yıldızlarının paralaks, paralaks hatası, galaktik koordinatları, 2MASS kadirleri (J, H ve K_s), sırası ile, Hipparcos (ESA 1997) ve 2MASS Nokta Kaynak kataloglarından (Cutri ve diğ. 2003) alınmıştır. Yıldızların tayf türleri literatürdeki makalelerden toplanmıştır.

2.1. Gerçek renkler ve mutlak kadirler

Mutlak kadir kalibrasyonlarında kullanılacak renklerin yıldızlararası ortamın etkilerinden arındırılmış olması gerekir. Bu çalışmada kızarmadan arındırılmış renklerin hesaplanabilmesi için E(B-V) renk artığı tercih edilmiştir. Az sayıdaki kalibrasyon yıldızının renk arttığı literatürdeki çalışmalardan bulunabilmiştir. Renk artığı değeri bilinmeyen yıldızların E(B-V) değerlerinin tayini için Schlegel ve diğ.'nin (1998) kızarma haritaları kullanılmıştır. Schlegel ve diğ.'nin (1998) kızarma haritalarındaki E_∞(B-V) değerine NASA'nın Ekstragalaktik Veri merkezindeki[1] WEB tabanlı bir uygulamadan ulaşılır. Kızarma haritalarında yıldız doğrultusundaki, Güneş - Galaksi sınırı, E_∞(B-V) renk artığını bulabilmek için öncelikle incelenen kaynağın galaktik koordinatlarına gereksinme vardır. Schlegel ve

[1] http://nedwww.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html

dığ.'nin (1998) haritaları bir doğrultu boyunca toplam kızarma değerini verdiğinden, incelenen yıldızın uzaklığına bağlı olarak kızarma değerinin Güneş - yıldız arasındaki uzaklık için indirgenmesi gerekir. Yıldızların V bandındaki toplam absorbsiyonu aşağıdaki eşitlikten elde edilir:

$$A_\infty = 3.1E_\infty(B-V). \qquad (2)$$

Belirli bir d (d=1/π) uzaklığındaki yıldızın V bandındaki toplam absorbsiyonu aşağıdaki eşitlik ile hesaplanabilir (Bahcall ve Soneira 1980):

$$A_d(b) = A_\infty(b)\left[1-\exp\left(\frac{-|d\sin(b)|}{H}\right)\right], \qquad (3)$$

Burada H, yıldızlararası tozun yükseklik ölçeği olup 125 pc kabul edilmiştir (Marshall ve diğ. 2006). İndirgenmiş renk artığı aşağıdaki formülden hesaplanmıştır:

$$E_d(B-V) = A_d/3.1. \qquad (4)$$

Yıldızların kızarmadan arındırılmış renk ve parlaklıklarının belirlenmesinde aşağıdaki formüller kullanılmıştır (Fiorucci ve Munari 2003, Bilir ve diğ. 2006):

$$V_0 = V - 3.1E_d(B-V); (B-V)_0 = (B-V) - E_d(B-V); J_0 = J - 0.88E_d(B-V);$$
$$(J-H)_0 = (J-H) - 0.322E_d(B-V); (H-K_s)_0 = (H-K_s) - 0.183E_d(B-V).$$

Kızarmadan arındırılmış kadirler ve renkler "0" alt indisi ile gösterilmiştir. Mutlak kadir kalibrasyonlarının oluşturulmasında kullanılan temel girdi parametreleri, yıldızların Hipparcos paralakslarından tayin edilen mutlak kadirleri, kızarmadan arındırılmış renkleri ve kadirleridir. Tablo 1'deki kalibrasyon yıldızlarının optik ve kırmızı-ötedeki mutlak kadirleri, Pogson bağıntısında Hipparcos

paralaksları kullanılarak hesaplanmıştır: $M_{V,LK}=V_0-5\log(1/\pi_0)$, $M_{J,LK}=J_0-5\log(1/\pi_0)$. Mutlak kadir hataları $\delta M=2.17(\sigma_\pi/\pi)+\delta m$ bağıntısı ile tayin edilmiş olup δm görünen kadir hatasını göstermektedir.

3. Mutlak Kadir Kalibrasyonları

Çalışmada optik ve kırmızı-ötede ayrık örten çift sistemlerin ışıma gücü – renk bağıntılarının (LCs) elde edilmesi amaçlanmıştır. Mutlak kadir kalibrasyonlarında optik bölgede tek renk ($(B-V)_0$), kırmızı-öte bölgede ise iki renk ($(J-H)_0$ ve $(H-K)_0$) kullanılması tercih edilmiştir. Mutlak kadir kalibrasyonlarının oluşturulmasında 44 kalibrasyon yıldızının LK düzeltmeli Hipparcos paralakslarından hesaplanmış M_V ve M_J mutlak kadirleri ve kızarmadan arındırılmış renkleri kullanılmıştır. Mutlak kadir kalibrasyonlarının katsayı ve hatalarının tayininde regrasyon analizi kullanmıştır. Katsayıların hata tayininde 1σ saçılma değeri dikkate alınmıştır. Optik ve kırmızı-öteki mutlak kadir kalibrasyonları, sırası ile, (5) ve (6) numaralı bağıntılarda verilmiştir:

$$M_V = 5.908(\pm 0.309) * (B-V)_o + 0.204(\pm 0.143), \quad (5)$$

$$M_J = 5.228(\pm 0.715) * (J-H)_o + 6.185(\pm 0.3.173) * (H-K_S)_o + 0.608(\pm 0.154). \quad (6)$$

Kırmızı-öte mutlak kadir kalibrasyonun oluşturulmasında fotometrik verileri duyarlı 37 yıldız kullanılmıştır. Optik ve kırmızı-ötedeki kalibrasyonların korelasyon katsayıları ve standart sapmaları yaklaşık R=0.90 ve s=0.09 kadirdir. Korelasyon katsayılarındaki yüksek uyumluluk ile standart sapmalardaki küçük belirsizlikler kalibrasyonların yeterince duyarlı olduğunu göstermektedir. Optik kalibrasyonun geçerli olduğu renk ve mutlak kadir aralığı $-0.18 < (B-V)_0 < 0.91$ ve $-1.6 < M_V < 5.5$'tir. Kırmızı-öte kalibrasyonun geçerli olduğu renkler ve mutlak kadir aralığı ise $-0.15 < (J-H)_0 < 0.50$, $-0.02 < (H-K_s)_0 < 0.13$ ve $0 < M_J < 4$ tür (spektrel sınıf B4-K7 denk gelmekte; Cox 2000, Covey ve diğ. 2007). Ortalama gözlemsel renk hataları optik için 0.02 (±0.02) kadir iken, 2MASS için 0.04 (±0.01) kadirdir. 2MASS verilerindeki ortalama renk hatalarının optik renklere göre daha büyük olmasının nedeni tek bir gözleme dayalı olmasındandır. M_V ve M_J mutlak kadirlerindeki ortalama renk hataları

da, sırası ile, ±0.17 ve ±0.22 kadirdir. Kızarmadaki belirsizlikler mutlak kadir tayinini etkiler. Kırmızı-ötedeki renkler yıldızlararası ortamdan daha az etkilendiğinden kırmızı-öte mutlak kadir kalibrasyonun kullanımı, optiktekine göre daha duyarlı sonuçlar verir. Kalibrasyon yıldızlarının rölatif paralaks hatalarının medyan değeri 0.07'dir. Bu da, mutlak kadirde ±0.15 kadirlik hataya karşılık gelir.

3.1. Hipparcos mutlak kadiri ve uzaklıklarının kalibrasyonlardan bulunanlar ile karşılaştırılması

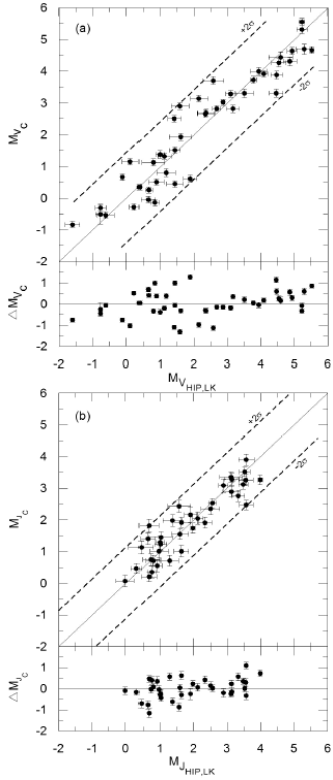
Kalibrasyon yıldızlarının LCs bağıntılarından hesaplanan mutlak kadirleri ile Hipparcos paralakslarından hesaplanan mutlak kadirleri Şekil 1'de karşılaştırılmıştır. Şekil üzerinde, kalibrasyon yıldızlarının neredeyse tamamı 2σ doğruluk limiti içinde yer almıştır. Ayrıca, kalibrasyonlardan hesaplanan mutlak kadirler ile Hipparcos mutlak kadirleri arasındaki farkların küçük olması kalibrasyonların duyarlı olduğunu göstermektedir (Şekil 1).

Mutlak kadir kalibrasyonlarından hesaplanan uzaklıklar ile LK düzelmeli Hipparcos paralakslarından elde edilen uzaklıklar Şekil 2'de karşılaştırılmıştır. Hipparcos uzaklıkları ile kalibrasyonlardan hesaplanan uzaklıklar arasındaki farkların standart sapması optik ve kırmızı-öte için, sırası ile, 37 ve 26 pc'tir. Şekil 2a-b'deki kesikli çizgiler 1σ doğruluk limitini gösterir. Şekilde iki farklı yöntem ile hesaplanan uzaklıklar 100 pc'e kadar uyumlu iken, daha uzaktaki birkaç sistem için aynı uyum görülmemektedir. 2MASS kalibrasyonundan hesaplanan uzaklıklar, LK düzeltmeli Hipparcos uzaklıkları ile daha uyumludur (Şekil 2b).

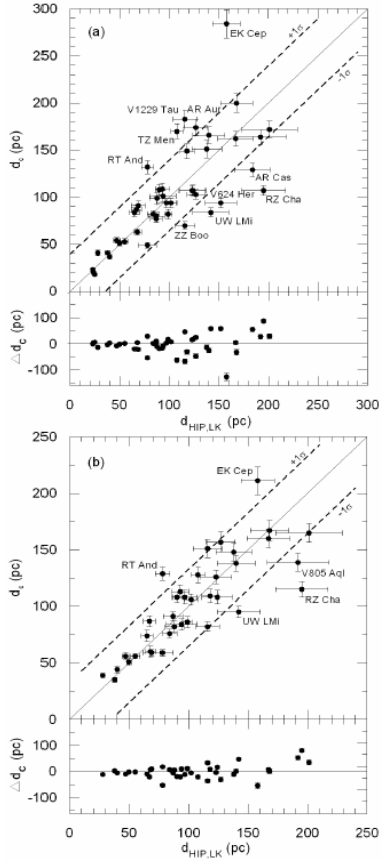
Şekil 2'de saçılan kaynakların farklı yöntemler ile hesaplanan uzaklıkları Tablo 2'de verilmiştir. Tablo 2'den, 11 sistemin trigonometrik paralakslarından hesaplanan uzaklıkları ile farklı yöntemlerden hesaplanmış uzaklıklarının uyumlu olmadığı görülmektedir. Buna en iyi örnek V1229 Tau'dur. Southworth ve diğ. (2005b) V1229 Tau'un uzaklık tayini için üç farklı yöntem kullanmışlar ve bu uzaklıklardan hiç birinin Hipparcos uzaklığı ile uyumlu olmadığını göstermişlerdir. Çalışmada kalibrasyon yıldızı seçiminde kriter olarak rölatif paralaks hatasına dikkat edilmesinin yanısıra, sistemlerin paralakslarının 10 mas'tan daha büyük olması gerektiği görülmüştür.

3.2 Diğer ayrık sistemlere uygulama

Değişik yöntemler ile hesaplanmış anakol bileşenli 48 ayrık örten çift yıldızın uzaklık verileri literatürden toplanmıştır. Rölatif paralaks hatası $0.15<(\sigma_\pi/\pi)<0.50$ olan 16 sistemin paralaksı Hipparcos kataloğundan alınmıştır. Geriye kalan yıldızların uzaklıkları sistemlerin fotometrik analizlerinden elde edilmiştir. 48 yıldızın mutlak kadir tayininde kullanılan optik ve kırmızı-öte fotometrik verileri Bölüm 2'de bahsedilen kaynaklardan alınmıştır.



Şekil 1. *5 ve 6 numaralı kalibrasyonlardan hesaplanan mutlak kadirler ile LK düzeltmeli Hipparcos mutlak kadirlerin karşılaştırılması.*



Şekil 2. *5 ve 6 numaralı kalibrasyonlardan hesaplanan uzaklıklar ile LK düzeltmeli Hipparcos uzaklıkların karşılaştırılması.*

48 sistemin üçlü/çoklu olmasının ve/veya eksen dönmesi göstermesinin uzaklık tayininde etkisinin olup-olmadığını görebilmek

için gerekli literatür taraması yapılmıştır. Mutlak kadirleri tayin edilen sistemlerin uzaklıkları Pogson bağıntısı ile tayin edilmiştir. 48 ayrık örten çift yıldızın LCs bağıntılarından hesaplanan uzaklıkları ile literatürde verilen uzaklıklarının karşılaştırılması Şekil 3'te gösterilmiştir. Kalibrasyonlardan hesaplanan uzaklıklar literatürde verilen uzaklıklar ile genelde uyum içerisindedir. Optik ve yakın kırmızı-ötedeki bağıntılardan hesaplanan uzaklıklar ile literatürde verilen uzaklıklar arasındaki farkların standart sapması 50 pc'tir. 400 pc'ten daha uzak sistemler için hesaplanan uzaklıklar ile literatür uzaklıkları arasında büyük saçılmalar olmasına karşın, bu saçılmalar 100 pc'ten büyük değildir. Bu da, %25 doğruluğu ifade eder. Farklı semboller ile gösterilen yıldızların üçlü/çoklu olması ve/veya eksen dönmesi göstermesinin sistemin uzaklık tayininde bir yanlılığa yol açmadığı Şekil 3'ten görülmektedir.

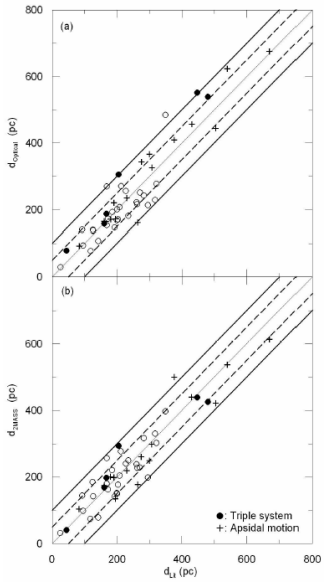
4. Sonuç

Bu çalışmada, ayrık örten çift yıldızların mutlak kadir tayini için optik ve kırmızı-ötede iki farklı LCs bağıntısı hazırlanmıştır. Mutlak kadir kalibrasyonları duyarlı Hipparcos trigonometrik paralakslarına dayandığından, yıldız sistemindeki bileşenlerin temel parametreleri bilinmeksizin, ayrık çift yıldızların uzaklıklarının belirlenmesinde pratik bir çözüm sunar. Mutlak kadir kalibrasyonları Güneş civarındaki ayrık örten çift yıldızların uzay dağılımlarını ve evrimini anlamaya yardımcı olmakla beraber, yıldız sistemlerinin astrometrik gözlemleri hakkında da ipucu verebilir. Gelecekteki GAIA ve SIM gibi gökyüzü taramalarından sağlanacak astrometrik veriler, daha güvenilir LCs ve PLCs bağıntılarının elde edilmesini sağlayacaktır.

Tablo 1. *Mutlak kadir kalibrasyonlarında kullanılan ayrık çift sistemlerin temel verileri.*

ID	Star	Spectral type	ℓ (°)	b (°)	π (mas)	(σ_π/π)	π_0 (mas)	$E_d(B-V)$ (mag)	V (mag)	$(B-V)$ (mag)	J (mag)	$(J-H)$ (mag)	$(H-K_s)$ (mag)	Quality
1	RT And	G0V + K2V	108.058	-6.926	13.26	0.09	12.87	0.020[a]	8.97±0.017	0.546±0.018	8.037±0.018	0.257±0.027	0.093±0.028	AAA
2	V805 Aql	A2 + A7	24.163	-8.544	5.80	0.15	5.22	0.130[b]	7.60±0.010	0.286±0.013	6.970±0.027	0.079±0.050	0.078±0.047	AAA
3	β Aur	A1V + A1V	167.457	10.409	39.72	0.02	39.66	0.000[c]	1.90±0.005	0.077±0.006	1.756±0.222	-0.004±0.278	-0.018±0.254	DCC
4	AR Aur	B9V + B9.6V	172.768	-2.233	8.20	0.10	7.89	0.000[d]	6.15±0.007	-0.043±0.007	6.190±0.019	-0.064±0.025	-0.011±0.029	AAA
5	WW Aur	A4m + A5m	181.724	10.519	11.86	0.09	11.47	0.000[e]	5.82±0.005	0.188±0.007	5.498±0.021	-0.001±0.033	0.018±0.033	AAA
6	ZZ Boo	F3V + F3V	31.820	75.482	8.88	0.09	8.60	0.012[e]	6.78±0.005	0.402±0.006	5.982±0.021	0.115±0.043	0.037±0.044	AAA
7	SV Cam	F9V + K4V	131.572	26.523	11.77	0.09	11.37	0.015[a]	9.30±0.019	0.703±0.023	7.872±0.023	0.366±0.051	0.130±0.051	AAA
8	AR Cas	B4V + A6V	112.466	-2.659	5.67	0.10	5.44	0.054[f]	4.89±0.003	-0.122±0.003	5.092±0.023	-0.035±0.054	-0.037±0.055	EAA
9	YZ Cas	A1Vm + F2V	122.549	12.121	11.24	0.05	11.13	0.070[g]	5.64±0.003	0.078±0.004	5.585±0.019	-0.059±0.042	0.042±0.043	AAA
10	V636 Cen	G0V + G7V	316.742	10.619	15.36	0.07	15.03	0.027[h]	8.67±0.015	0.650±0.018	7.474±0.030	0.348±0.040	0.066±0.034	AAA
11	EK Cep	A2V + G5Vp	107.724	12.653	6.53	0.09	6.32	0.000[i]	7.88±0.011	0.069±0.013	7.632±0.026	0.051±0.037	0.022±0.040	AAA
12	RS Cha	A8V + A8V	292.551	-21.632	10.23	0.04	10.15	0.031[a]	6.05±0.015	0.229±0.021	5.994±0.030	0.117±0.048	0.025±0.051	AAA
13	RZ Cha	F5V + F5V	298.410	-20.324	5.43	0.12	5.12	0.004[h]	8.05±0.011	0.460±0.014	7.131±0.030	0.190±0.047	0.037±0.052	AAA
14	WY Cnc	G5V + K9V	199.471	39.307	11.76	0.15	10.65	0.011[a]	9.49±0.034	0.727±0.042	7.992±0.023	0.403±0.029	0.108±0.028	AAA
15	α CrB	A0V + G5V	41.870	53.772	43.65	0.02	43.59	0.007[a]	2.22±0.003	0.032±0.003	2.249±0.242	-0.145±0.315	0.188±0.415	DCD
16	V1143 Cyg	F5V + F5V	87.251	15.595	25.12	0.02	25.07	0.005[j]	5.89±0.003	0.482±0.004	4.979±0.020	0.139±0.028	0.068±0.028	AAA
17	DE Dra	B9V + G2V	96.483	14.364	8.62	0.06	8.49	0.040[a]	5.71±0.003	-0.043±0.007	5.695±0.021	-0.029±0.029	0.019±0.026	AAA
18	TX Her	A5V + F0V	66.872	34.440	5.55	0.15	4.99	0.000[k]	8.11±0.010	0.292±0.014	7.535±0.023	0.049±0.030	0.095±0.030	AAA
19	V624 Her	A3Vm + A7V:	38.716	21.250	6.93	0.11	6.60	0.051[l]	6.18±0.005	0.211±0.006	5.740±0.019	0.034±0.026	0.056±0.018	AAF
20	V772 Her	G0V + G5V	47.757	19.298	26.51	0.05	26.23	0.026[h]	7.07±0.006	0.654±0.007	5.818±0.030	0.337±0.050	0.127±0.049	AAA
21	HS Hya	F4V + F4V	261.349	31.676	11.04	0.08	10.75	0.024[a]	8.08±0.012	0.466±0.014	7.206±0.021	0.172±0.040	0.077±0.038	AAA
22	KW Hya	A5Vm + F0V	237.548	26.953	12.10	0.07	11.85	0.012[m]	6.10±0.005	0.232±0.008	5.654±0.023	0.022±0.046	0.088±0.045	AAA
23	GZ Leo	K1V + K1V	217.241	64.826	18.43	0.06	18.11	0.007[a]	8.96±0.019	0.872±0.026	7.244±0.019	0.428±0.025	0.111±0.023	AAA
24	UV Leo	G0V + G2V	228.700	56.462	10.85	0.11	10.33	0.016[a]	8.91±0.019	0.657±0.023	8.069±0.026	0.318±0.033	0.108±0.026	AAA
25	UW LMi	F8V + F8V	202.219	61.777	7.73	0.14	7.07	0.003[c]	8.34±0.012	0.596±0.015	7.320±0.034	0.281±0.043	0.059±0.031	AAA
26	GG Lup	B7V + B9V	330.846	13.954	6.34	0.11	5.99	0.027[n]	5.59±0.005	-0.099±0.007	6.117±0.020	-0.137±0.039	0.042±0.040	AAA
27	FL Lyr	F8V + G8V	77.268	15.933	7.69	0.12	7.25	0.049[o]	9.35±0.022	0.574±0.025	8.243±0.026	0.258±0.042	0.086±0.039	AAA
28	V478 Lyr	G8V + M2V	61.852	10.124	35.70	0.02	35.63	0.008[a]	7.78±0.007	0.763±0.009	6.232±0.020	0.377±0.026	0.114±0.026	AAA
29	TZ Men	B9V + G1V	297.348	-28.827	9.35	0.05	9.24	0.055[a]	6.18±0.004	-0.003±0.004	6.137±0.029	0.018±0.049	0.002±0.048	AAA
30	UX Men	F8V + F8V	287.845	-31.096	9.93	0.06	9.77	0.027[p]	8.23±0.010	0.549±0.011	7.195±0.027	0.219±0.038	0.061±0.036	AAA
31	η Mus	B8V + B9V	305.178	-5.127	8.04	0.07	7.86	0.008[q]	4.79±0.002	-0.078±0.003	4.949±0.044	-0.082±0.050	0.040±0.033	EAA
32	EE Peg	A3mV + F5V	64.182	-31.117	7.61	0.12	7.14	0.020[a]	6.96±0.015	0.120±0.018	6.720±0.018	0.003±0.044	0.071±0.049	AAA
33	V505 Per	F5V + F5V	135.812	-6.101	15.00	0.06	14.81	0.012[a]	6.86±0.007	0.456±0.001	6.070±0.067	0.277±0.076	0.022±0.041	AAA
34	V570 Per	F5V + F5V	145.178	-8.189	8.53	0.11	8.07	0.071[a]	8.05±0.012	0.491±0.015	7.160±0.026	0.212±0.031	0.066±0.026	AAA
35	ζ Phe	B6V + B8V	297.833	-61.714	11.66	0.07	11.45	0.000[r]	3.94±0.004	-0.120±0.220	4.216±0.450	0.001±0.570	0.011±0.539	DDD
36	UV Psc	G5V + K3V	134.149	-55.504	15.87	0.08	15.42	0.017[a]	8.98±0.023	0.712±0.028	7.633±0.029	0.407±0.040	0.092±0.035	AAA
37	BB Scl	K3V + K4V	231.697	-80.036	42.29	0.03	42.08	0.003[a]	7.11±0.009	0.909±0.011	5.340±0.023	0.367±0.079	0.283±0.078	AEA
38	CD Tau	F6V + F6V	183.955	-10.136	13.66	0.12	12.82	0.026[h]	6.69±0.009	0.523±0.009	5.851±0.021	0.183±0.037	0.079±0.042	AAA
39	V818 Tau	G6V + K6V	177.621	-23.356	21.40	0.06	21.11	0.005[s]	8.32±0.017	0.756±0.004	6.865±0.020	0.379±0.026	0.089±0.024	AAA
40	V1229 Tau	A0Vp + Am	166.535	-23.319	9.05	0.11	8.61	0.025[t]	6.83±0.011	0.066±0.006	6.635±0.023	-0.006±0.035	0.034±0.035	AAA
41	XY UMa	G9V + K7V	162.720	41.675	15.09	0.10	14.49	0.005[a]	9.50±0.029	0.765±0.039	7.770±0.020	0.493±0.043	0.118±0.042	AAA
42	PT Vel	A1V + A6V	266.180	3.329	6.20	0.10	5.94	0.004[u]	7.02±0.006	0.055±0.008	6.863±0.030	0.010±0.042	0.016±0.041	AAA
43	ER Vul	G0V + G5V	73.342	-12.306	20.06	0.04	19.92	0.018[h]	7.33±0.007	0.614±0.010	6.082±0.019	0.294±0.028	0.070±0.029	AAA
44	HD 71636	F2V + F5V	184.980	34.803	8.54	0.11	8.10	0.026[h]	7.88±0.010	0.441±0.015	7.074±0.020	0.152±0.029	0.036±0.040	AAA

(a) Schlegel ve diğ. (1998), (b) Popper (1981), (c) Nordström ve Johansen (1994), (e) Lacy (1979), (f) Holmgren ve diğ. (1999), (g) de Landsheer ve Mulder (1983), (h) Norström ve diğ. (2004), (i) Popper (1987), (j) Andersen ve diğ. (1987a), (k) Popper (1980), (l) Popper (1984), (m) Andersen ve Vaz (1984), (n) Andersen ve diğ. (1993), (o) Lacy (2002), (p) Andersen ve diğ. (1989), (q) Bakış ve diğ. (2007), (r) Clausen ve diğ. (1976), (s) Lastennet ve diğ. (1999), (t) Groenewegen ve diğ. (2007), (u) Bakış ve diğ. (2008).



Şekil 3. *Kalibrasyonlardan hesaplanan uzaklıklar ile literatürde farklı yöntemlerden hesaplanan uzaklıkların karşılaştırılması. İnce kesikli (50 pc) ve kalın katı çizgi (100 pc) birebir çizgisine olan uzaklığı göstermektedir.*

Tablo 2. *Şekil 2'de çok saçılan yıldızların optik ve 2MASS kalibrasyonlarından hesaplanan uzaklıklar, LK düzeltmeli Hipparcos ve literatür uzaklıkları.*

Star	Eq. 5 d (pc)	Eq. 6 d (pc)	Hip d_{LK} (pc)	Lit. d (pc)	Refs
RT And	132±7	129±6	78±6	103	(1)
V805 Aql	164±8	139±8	192±26	–	(-)
AR Aur	174±9	157±9	127±12	136±7	(2)
ZZ Boo	70±4	82±4	116±10	79	(3)
AR Cas	129±7	–	184±18	–	(-)
EK Cep	284±15	211±12	158±14	190	(4)
RZ Cha	107±5	115±7	195±22	190±10	(5)
V624 Her	94±5	–	152±16	111	(6)
UW LMi	84±5	95±5	141±18	82	(7)
TZ Men	170±8	128±7	108±6	120±10	(8)
V1229 Tau	183±9	151±8	116±12	139±4	(9)

(1) Arevalo ve diğ. (1995), (2) Semeniuk (2000), (3) Popper (1998), (4) Popper (1987), (5) Andersen ve diğ. (1975), (6) Lacy (1979), (7) Nordström ve diğ. (2004), (8) Andersen ve diğ. (1987b), (9) Southworth ve diğ. (2005b)

Kaynaklar

Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Retter, A., 2007, NewA, 12, 446
Andersen, J., Gjerloff, H., Imbert, M., 1975, A&A, 44, 349
Andersen, J., Vaz, L.P.R., 1984, A&A, 130, 102
Andersen, J., Nordström, B., Garcia, J.M., Gimenez, A., 1987a, A&A, 174, 107
Andersen, J., Clausen, J.V., Nordström, B., 1987b, A&A, 175, 60
Andersen, J., Clausen, J.V., Magain, P., 1989, A&A, 211, 346
Andersen, J., 1991, A&Arv, 3, 91
Andersen, J., Clausen, J.V., Gimenez, A., 1993, A&A, 277, 439
Arevalo, M.J., Lazaro, C., Claret, A., 1995, AJ, 110, 1376
Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1980, ApJS, 44, 73

Bakış, V., Bakış, H., Eker, Z., Demircan, O., 2007, MNRAS, 382, 609
Bakış, V., Bakış, H., Demircan, O., Eker, Z., 2008, MNRAS, 384, 1657
Bilir, S., Güver, T., Aslan, M., 2006, AN, 327, 693
Bilir, S., Ak, S., Karaali, S., Cabrera-Lavers, A., Chonis, T.S., Gaskell, C.M., 2008, MNRAS, 384, 1178
Clausen, J.V., Gyldenkerne, K., Gronbech, B., 1976, A&AS, 23, 261
Covey, K.R., ve diğ., 2007, AJ, 134, 2398
Cox, A.N., 2000, Allen's astrophysical quantities, ISBN: 0387987460
Cutri, R.M., ve diğ., 2003, VizieR On-Line Data Catalog: II/246
de Landtsheer, A.C., Mulder, P.S., 1983, A&A, 127, 297
Eker, Z., ve diğ., 2008, MNRAS, astro-ph/0805.4517
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP- 1200. ESA, Noordwijk
Fiorucci, M., Munari, U., 2003, A&A, 401, 781
Groenewegen, M.A.T., Decin, L., Salaris, M., De Cat, P., 2007, A&A, 463, 579
Holmgren, D.E., ve diğ., 1999, A&A, 345, 855
Jerzykiewicz, M., 2001, AcA, 51, 151
Lacy, C.H.S., 1979, ApJ, 228, 817
Lacy, C.H.S., 2002, AJ, 124, 1162
Lastennet, E., Valls-Gabaud, D., Lejeune, Th., Oblak, E., 1999, A&A, 349, 485
Lutz, T. E., Kelker, D. H., 1973, PASP, 85, 573
Maiz Apellaniz, J., 2005, Proceedings of the Gaia Symposium "The Three-Dimensional Universe with GAIA" (ESA SP-576), p.179
Marshall, D.J., Robin, A.C., Reyl´e, C., Schultheis, M., Picaud, S., 2006, A&A, 453, 635
Nordström, B., Johansen, K.T., 1994, A&A, 282, 787
Nordström, B., ve diğ., 2004, A&A, 418, 989
Paczyński, B., Szczygiel, D.M., Pilecki, B., Pojmański, G., 2006, MNRAS, 368, 1311
Popper, D.M., 1980, ARA&A, 18, 115
Popper, D.M., 1981, ApJ, 244, 541
Popper, D.M., 1984, AJ, 89, 1057
Popper, D.M., 1987, ApJ, 313L, 81
Popper, D.M., 1998, PASP, 110, 919
Rucinski, S.M., 1974, Mem. Soc. Astron. Ital, 45, 799

Rucinski, S.M., 1994, PASP, 106, 462
Rucinski, S.M., Duerbeck, H.W., 1997, PASP, 109, 1340
Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
Semeniuk, I., 2000, AcA, 50, 381
Smith, H.Jr., 1987, A&A, 171, 336
Southworth, J., Maxted, P.F.L., Smalley, B., 2004, MNRAS, 351, 1277
Southworth, J., Smalley, B., Maxted, P.F.L., Claret, A., Etzel, P.B., 2005a, MNRAS, 363, 529
Southworth, J., Maxted, P.F.L., Smalley, B., 2005b, A&A, 429, 645

IX PER SİSTEMİNİN YÜKSEK ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ COUDE-ECHELLE TAYFLARININ ANALİZİ

Filiz Ak, N.[1], Ak, H.[1], Eker, Z.[2,3], Küçük İ.[1]

1 Erciyes University, Faculty of Sciences and Arts, Department of Astronomy and Space Sciences, Talas Yolu, 38039 Kayseri, Turkey.
e-mail:nfak@erciyes.edu.tr
2 Çanakkale Onsekiz Mart University, Faculty of Sciences and Arts, Ulupınar Astrophysical Observatory, 17100, Çanakkale, Turkey
3 TÜBİTAK National Observatory, Akdeniz University Campus, 07058 Antalya, Turkey

ÖZET

IX Per sisteminin yüksek çözünürlüklü (R=45000) coude-échelle tayfları TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT150 teleskobu ile elde edilmiştir. IX Per sistemi tek çizgili tayfsal çift olarak bilinmektedir ve ayrıca kromosferik aktiviteye sahiptir. Ancak elde edilen tayfların KOREL disengtangling ayırma metoduyla analiz edilmesi sonucunda, her iki bileşene ait tayflar ayrı ayrı elde edilmiştir. İkinci bileşenin oldukça zayıf olan ışık katkısı toplam ışınımın %10'u kadardır. Tayflardan elde edilen radyal hız değerlerinin ön analizi sonucunda sistemin kütle oranının 0.64 olduğu görülmüştür. Ön bulgulara göre yörüngenin küçük bir dışmerkezliğe sahip eliptik çözümü ve dairesel çözüm karşılaştırmalı olarak verilmiştir.

Anahtar Kelimeler: Yüksek Çözünürlüklü Tayf, Aktif Kromosferli Yıldızlar, Tayfsal Ayırma, Sistem: IX Per

ABSTRACT

High resolution (R=45000) Coude - Echélle spectra of IX per has been obtained at TUBITAK National Observatory (TUG) of Turkey. IX per has been known to be a single lined (SB1) spectroscopic binary having chromospheric activity.

However, analyzed spectra of IX Per by KOREL disentangling method indicated that the system is a double lined (SB2) spectroscopic binary. Weaker lines from the secondary are discovered on the decomposed spectra. A preliminary orbit indicates that the mass ratio of the system is 0.64. The light contribution of the secondary is up to 10% in investigated spectral region. Circular orbit is sufficient to explain radial velocity variations.

Keywords: High Resolution Spectrum,
Chromospherically Active Stars, Spectral Disentangling,
System: IX Per

1. GİRİŞ

IX Per (HD 22124, F2IV) yaklaşık 1.32 gün döneme sahip bir tayfsal çift yıldızdır ve Morris (1985)'in tanımlamasından sonra bir elipsoidal değişen olarak sınıflanmaktadır. Sistemin ilk radyal hız değişimi Young (1939) tarafafından keşfedilmiştir, yaklaşık 1 yıl kadar sonra da radyal hız eğrisi Northcot (1940) tarafından yayınlanmıştır. Northcot (1940) tek çizgili radyal hız eğrisinin analizeri sonucunda, baş bileşenin F2 tayf türünden ve IV ya da V ışınım sınıfından olduğunu ileri sürdü. Thomsen, Abt ve Kron (1955) 76 Å/mm'lik düşük çözünürlüklü spectrogram ile yaptıkları UV bölgesinde tayfsal çalışmalrı ile Northcot'un bulgularını desteklediler. Thomsen, Abt ve Kron (1955) aynı çalışmalarında sistemin ışık eğrisini de yayınladılar. İki maksimuma sahip olan bu ışık eğrsindeki değişimler ilk olarak tutulmaları akla getirse de ışık eğrisindeki minimum zamanları radyal hız eğrisinde elde edilen kavuşum zamanlarına göre farklılık göstermekteydi. Işık eğrisinin bu yapısı birinci bileşenin elipsoidal yıldız olduğunun kabul edilmesi ile açıklanmıştı.

Morris (1985) elipsoidal değişenleri ele aldığı çalışmasına eklediği listede IX Per sistemine de yer vermiştir. Singh ve diğ. (1996) sistemin UV tayfında gözlenen bazı güçlü yüksek-sıcaklıklı salma çizgileri ve ayrıca radyo özellikleri nedeniyle (Drake ve diğ. 1989) bir RS CVn çifti olabileceğini öne sürmüştür. Hipparcos uydusu IX Per'in paralaksını 14.75 mas olarak ölçmüştür. Uydunun fotometrik gözlemleri ile elde edilen ışık eğrisinde dönemli olmayan, çok büyük saçılmalar mevcuttur.

Sistemin temiz ışık eğrisi en son ve ilk kez Thomsen, Abt ve Kron (1955) tarafından gözlenendir. Ancak bu ışık eğrisi de yanlış yorumlamalara yol açmıştır. Çalışmanın yapıldığı dönem astronomların ışık eğrilerinde değişimleri güneş lekesi benzeri lekeler olarak yorumlamaktan kaçındığı bir dönemdir. Yıldız lekeleri, Russel 1906'dan önce oldukça popülerdi ve hertürlü ışık değişimini açıklamak için kullanılıyordu (Derlemeler, Kopal 1982, Hall 1994). Thomsen, Abt ve Kron'un çalışmalarında yayınladıkları ışık eğrisinin yapısına bakıldığında, değişimin kaynağının yıldız lekesi olması oldukça muhtemeldir.
Bu çalışmada sistemin tayfsal analizi üzerinde durduk. Sistemin yüksek çöznürlüklü coude-echelle tayflarını elde ederek analizlerini yaptık ve sistemin bir çift çizgili tayfsal değişen olduğunu ortaya koyduk.

2. GÖZLEMLER ve VERİ İNDİRGEMESİ

Sistemin bütün tayfsal gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) 150 cm teleskop ve yüksek çözünürlüklü coude echelle tayfçeker ile alınmıştır. Teleskobun coude odak uzunluğu 78 metredir. Gözlemler 7-11 Ekim 2007'de 5 ardışık gecede yapılmış ve IX Per sistemine ait 24 tayf elde edilmiştir. Gözlemlerde alınan tayflara ilişkin bilgiler Tablo 1'de verilmektedir.

Tablo 1. *Gözlemlerin özeti. Tarih kolonu yerel zamana göre tarihi göstermektedir.*

No	HJD	Tarih	UT Başlangıç	Poz Süresi
1	54381.41710	2007-10-07	22:44:51	1200
2	54381.49020	2007-10-07	00:30:01	1200
3	54381.56260	2007-10-07	02:14:22	1200
4	54381.59540	2007-10-07	03:01:39	1200
5	54381.63070	2007-10-07	03:52:24	1200
6	54382.33950	2007-10-08	21:03:02	1200
7	54382.40080	2007-10-08	22:31:32	1500
8	54382.46440	2007-10-08	00:02:49	1500
9	54382.51750	2007-10-08	01:19:19	1300
10	54382.56800	2007-10-08	02:32:32	1500
11	54382.63250	2007-10-08	04:04:52	1500
12	54383.35640	2007-10-09	21:14:43	1500
13	54383.43340	2007-10-09	23:01:28	2000
14	54383.45500	2007-10-09	23:36:46	1500
15	54383.54220	2007-10-09	02:42:19	1500

16	54384.37860	2007-10-10	21:46:37	1500
17	54384.45900	2007-10-10	23:42:22	1500
18	54384.51390	2007-10-10	01:01:25	1500
19	54384.58010	2007-10-10	02:36:48	1500
20	54384.63890	2007-10-10	04:01:29	1500
21	54385.35280	2007-10-11	21:09:23	1500
22	54385.43610	2007-10-11	23:09:21	1500
23	54385.51260	2007-10-11	00:52:34	1500
24	54385.63860	2007-10-11	04:00:52	1500

Coude echelle tayfçekeri, 3900-8500 Å aralığını kapsayan 68 echelle mertebesinden oluşmaktadır. 5000 ve 8000 Å aralıklarında 5-10 Å kadar boşluklar ve 3900-5000 Å aralıklarında ise küçük üst üste binmiş aralıklar mevcuttur. Coude echelle tayfçekeri 1Kx1K sıvı nitrojen soğutmalı CCD dedektörü ile birlikte kullanılmakta ve çözünürlüğü yaklşık R=50000 civarındadır

Tayfların tüm indirgemeleri DECH programı (Galazutdinov 1992) ile yapılmıştır, dalgaboyu kalibrasyonu için Th-Ar lambası kullanılmıştır. Tüm tayflar normalize edildikten sonra aletsel ve yersel hareket nedenli radyal hız kaymaları hesaplanarak, gözlemler bu kaymalardan arındırılmıştır. Poz süreleri uygun sinyal gürültü oranını elde edecek ve bileşenlerin yörünge üzerindeki hareketleri ihmal edilebilecek düzeyde kalacak şekilde ayarlanmıştır. Elde edilen sinyal gürültü oranı (S/N) 5500 Å civarında yaklaşık ~130 kadardır (bakınız Tablo 2).

Tablo 2. *Analizlerde kullanılan mertebeler ve bazı karakteristikleri*

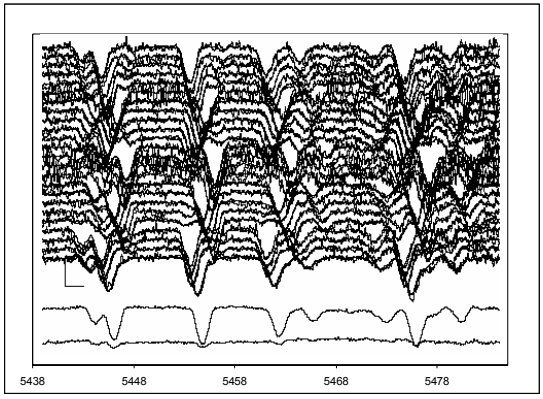
Açıklık	Dalgaboyu Aralığı	Ortalama S/N	Açıklamalar
18	6548-6612	150	H alpha
33	5432-5485	140	Weak Metalic lines
34	5371-5424	100	Weak Metalic lines
35	5312-5364	130	Weak Metalic lines
36	5253-5305	130	Weak Metalic lines
37	5196-5247	120	Weak Metalic lines
38	5140-5191	120	Weak Metalic lines
39	5086-5136	110	Weak Metalic lines
40	5032-5082	110	Weak Metalic lines
41	4980-5029	105	Weak Metalic lines
42	4929-4977	105	Weak Metalic lines
43	4878-4926	100	Weak Metalic lines
44	4829-4876	100	H beta
66	3952-3990	60	Ca II K
67	3920-3958	50	Ca II H

3. YÖRÜNGE ÇÖZÜMÜ ve ANALİZLER

IX Per'in tüm tayfları Fourier transformu ile tayfsal ayrıştırma tekniğini kullanan, direk olarak yörünge parametrelerini veren ve 5 kadar bileşeni ayırt edebilen KOREL programı (Hadrava 1995, 2004) ile yapılmıştır. KOREL programı ayrıca yörünge çözümü de yapabilmektedir. KOREL programına IX Per'in tayf analizi için verilen ilk girdi parametreleri (P, To, K1) Northcot (1940)'tan alınmıştır. Yörünge dışmerkezliği başlangıçta 0.0 kabul edilerek bileşenlerin kütle oranı belirlenmiştir. KOREL çözümleri ile bileşenlerin ayrıştırılmış tayflarından görüldüğü kadarıyla ikinci bileşenin ışık katkısı %10'lar civarındadır.

Dışmerkezlik ve enberi boylamı (w) hariç diğer tüm yörünge parametreleri itere edilerek yakınsanmış ve tek bir çözüme gidilmiştir. Şekil 1'de, gözlenen tayflar ve her iki bileşen tayfına KOREL tarafından üretilmiş fitlerin üstüste çizilmiş halleri gösterilmektedir, şeklin en altında ise birinci ve ikinci bileşenin ayrıştırılmış tayfları bulunmaktadır.

Analizlerde öncelikli olarak 5439-5484 aralığını kapsayan 33. mertebe tercih edilmiştir. Bu tercihin sebebi 33. mertebenin tellurik çizgileri içermemesi, yeterli sayıda iç içe girmemiş Fe elementine ait temiz metal çizgisi içermesi ve sürekliliğinin iyi belirlenmiş olmasıdır.

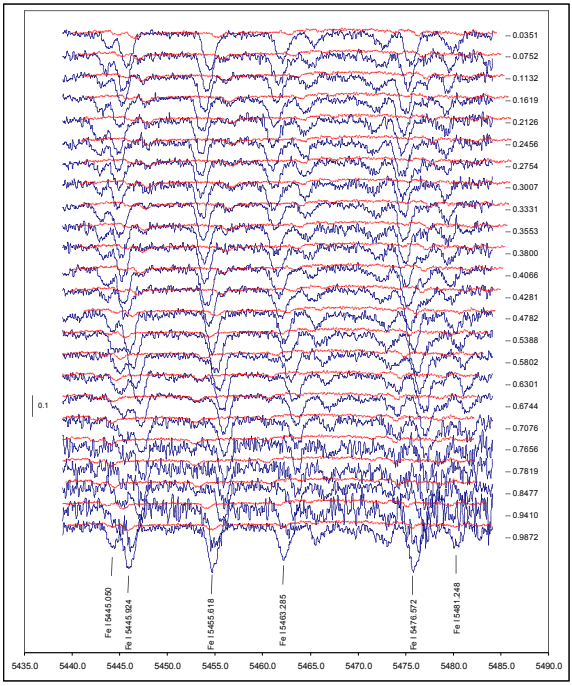


Şekil 1. *IX Per sisteminibn elde edilen gözlemsel tayfları üzerine Fourier tekniği ile KOREL programında elde edilmiş ayrıştırılmış tayfların görünümü. Şeklin alt kısmında üstte birinci bileşenin altta ikinci bileşenin ayrıştırılmış tayfı verilmiştir.*

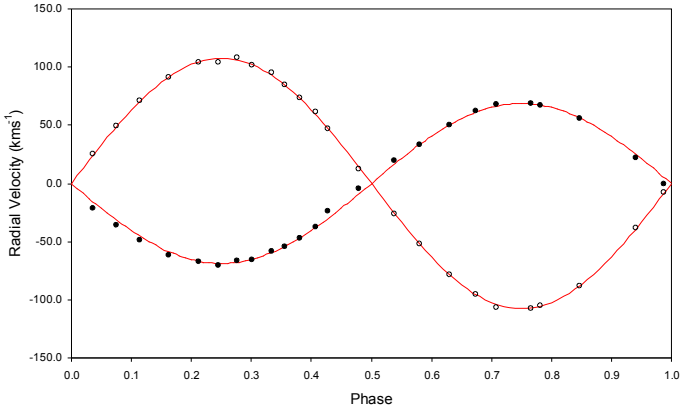
KOREL çözümleri ikinci bileşenin ışık katkısının %10 civarında olduğunu göstermiştir. Bu küçük ışık katkısı nedeniyle ikinci bileşenin çizgilerini gözlenen tayflarda gözle ayırt edebilmek oldukça zor olsa da KOREL tarafından ayrıştırılmış tayflar gözlenen tayf üzerine çizildiğinde ikinci bileşenin varlığı takip edilebilmektedir. Şekil 2'de ayrıştırılmış ikinci bileşen tayfının (kırmızı) gözlemsel tayflar üzerine (mavi) yapılan fiti görülmektedir. Şeklin sağ tarafında her tayfın gözlendiği tarihe karşılık gelen IX Per'in yörünge evresi verilmiştir. Bu evrelere göre 0.10-0.42 ve 0.58-0.70 arasında ikinci bileşenin tayftaki katkısı açıkça bellidir. Ancak son beş tayfta (0.76-0.98 evre) gürültü nedeniyle bu katkı fark edilememektedir.

IX Per bileşenlerinin radyal hızları fotosferik çizgiler olan Fe I λλ 5445.924, 5455.618, 5463.285 ve 5476.572 Å çizgilerden ölçülmüş ve Tablo 3'de verilmiştir. Tablo 3'de yer alan O-C kolonu, gözlemsel ve teorik olarak KOREL ile hesaplanmış değerlerin farkını vermektedir. IX Per'in elde edilmiş olan radyal hız eğrisi ve teorik olarak hesaplanan eğri Şekil 3'de görülmektedir.

KOREL programı sistemin kütle merkezi hızını vermemektedir, bunun yerine bileşenlerin göreli hızlarını ölçmeyi sağlamaktadır. Bu çalışmada IX per sisteminin kütle merkezi hızı DECH programı içerisinde yer alan çapraz korelasyon tekniği ile ölçülmüştür. İlk ön çözümlerin elde edilmesinin ardından elde edilen dairesel çözüm diğer tüm tayf açıklıklarına uygulanmıştır. Ayrıca elipsoidal yörüngeyi de dikkate alarak yapılan çözümlerde çok küçük bir eksantrisite bulunmuştur. 33. tayf açıklığından elde edilen dairesel ve elipsoidal yörünge parametreleri Tablo 4'de verilmektedir.



Şekil 2. *33. tayf mertebesinde IX Per sisteminin ikinci bileşenin ayrıştırılmış tayfı (kırmızı) ve gözlemsel (mavi) tayfların üstüste gösterimi. Sağ tarafta verilen evre değerlerine göre radyal hız kayması açıkça görülmektedir.*



Şekil 3. IX Per sisteminin analiz sonucu elde edilen radyal hız eğrisi.koyu renkli noktalar birinci bileşen, açık renkli noktalar ikinci bileşeni temsil etmektedir.

Tablo 3. *Fourier transformu tekniği ile elde edilmiş IX Per sistemine ait radial hızlar. Kullanılan çizgiler Fe I λλ 5445.924, 5455.618, 5463.285 ve 5476.572 Å.*

HJD -2400000	Evre	RH_1 km/s	O-C km/s	RH_2 km/s	O-C km/s
54381.4171	0.246	-70.03	-1.25	104.45	-3.01
54381.4902	0.301	-65.34	0.00	102.09	0.00
54381.5626	0.355	-54.28	0.00	84.82	0.00
54381.5954	0.380	-47.09	0.00	73.58	0.00
54381.6307	0.407	-37.01	1.07	61.66	2.15
54382.3395	0.941	21.88	-3.05	-38.48	0.48
54382.4008	0.987	-0.65	-6.18	-7.88	0.76
54382.4644	0.035	-21.39	-6.32	25.21	1.67
54382.5175	0.075	-35.95	-4.65	49.29	0.38
54382.5680	0.113	-48.38	-3.45	71.37	1.17
54382.6325	0.162	-61.47	-2.95	91.56	0.12
54383.3564	0.708	68.36	1.99	-106.18	-2.47
54383.4334	0.767	68.47	0.00	-106.98	0.00
54383.4550	0.782	67.42	0.00	-105.35	0.00
54383.5422	0.848	56.25	0.00	-87.89	0.00
54384.3786	0.478	-4.15	5.24	12.34	-2.34
54384.4590	0.539	19.64	3.03	-25.87	0.08
54384.5139	0.580	33.22	0.00	-51.90	0.00
54384.5801	0.630	50.18	0.00	-78.41	0.00
54384.6389	0.674	62.70	1.51	-95.47	0.14
54385.3528	0.213	-66.91	0.00	104.55	0.00
54385.4361	0.275	-66.39	1.53	108.19	2.06
54385.5126	0.333	-58.57	1.07	95.33	2.15
54385.6386	0.428	-23.91	6.14	47.30	0.36

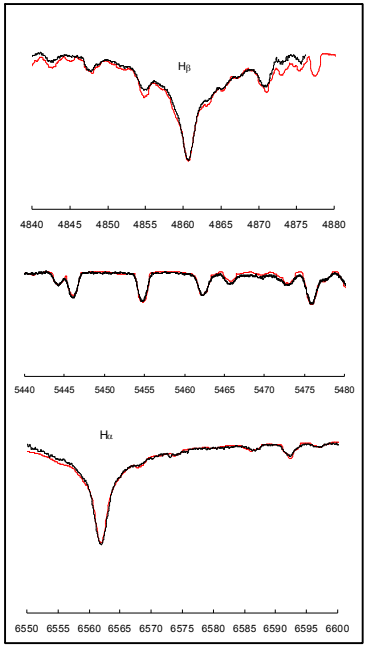
Tablo 4. *IX Per sisteminin dairesel ve eliptik çözümlerden bulunan yörünge parametreleri, Northcot (1940) değerleri ile karşılaştırılmıştır.*

Parameter	*Circular Orbit*	*Elliptic Orbit*	*Northcot 1940*
To (HJD)	*54382.4178*	*54382.4178*	*29146.808*
P (days)	*1.326488*	*1.326488*	*1.32639*
e	*0.0*	*0.0104*	*0.024*
K_1 (km s^{-1})	*68.80*	*70.88*	*63.67*
K_2 (km s^{-1})	*107.50*	*99.78*	*-*
q	*0.64*	*0.69*	*-*
V_γ (km s^{-1})	*-40.9*	*-40.9*	*-4.9*
rms error for primary (km s^{-1})	*3.0*	*1.29*	
rms error for secondary (km s^{-1})	*1.28*	*1.41*	

3. 1. Sentetik Tayf Modellemesi

Coelho (2005)'den alınan sentetik tayflar, IX Per'in KOREL yardımıyla ayrıştırılmış birinci bileşeni üzerine uygulanmıştır. Sentetik ve birinci bileşenin gözlemsel tayfları arasındaki en iyi uyum 6500K sıcaklık, log g 3.5 ve vsin i 45 km/sn değerleri için güneş metal bolluğunda elde edilmiştir.

H_α, H_β çizgileri ve 33. tayf mertebesinin gözlemsel verilerinin (siyahla gösterilmiştir) sentetik tayflarla (kırmızı ile gösterilmiştir) karşılaştırması Şekil 4'de verilmektedir. Özellikle H_β bölgesinde dikkat çeken uyumsuzluğun sentetik tayfın parametrelerinin hatasından değil, gözlemsel tayfın normalizasyon hatasından kaynaklandığı düşünülmektedir.



***Şekil 4**. Gözlemsel (siyah) ve sentetik tayfın karşılaştırması. En üstte H_α, ortada 33. tayf açıklığı ve en altta H_β bölgeleri bulunmaktadır.*

4. KAYNAKLAR

Coelho P., Barbuy B., Melendez J., Schiavon R., Castilho B., 2005, *A&A*, 443, 735
Drake, Stephen A.; Simon, Theodore; Linsky, Jeffrey L., 1989, *ApJS*, 71, 905
Galazutdinov, H.A. 1992, Preprint of SAORAS, No :92
Hadrava,P. 1995, *A&AS*, 114,393
Hadrava, P. 2004*, PAICz*, 92, 15
Hall D. S. , 1994, *IAPPP,* 54, 1
Kopal, Z. 1982, *Ap&SS,* 87, 149
Kron, G. E. 1950, *ASPL*, 6, 52
Morris, S. L., 1985, *ApJ*, 295, 143
Northcot, R. J.,1940, *PDDO*, 1, 197
Russel H. N., 1906, *ApJ*, 24, 1
Singh, K. P., Drake, S. A., White, N. E. 1996, *AJ*, 111, 2415
Thomsen, I. L., Abt, H. A., Kron G. E., 1955, *PASP*, 67, 412

FOTOMETRİK KÜTLE ORANININ BULUNMASI

Zahide TERZİOĞLU, Yahya DEMİRCAN, Ethem DERMAN

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara,
e-posta:zahideterzioglu@gmail, demircan@ankara.edu.tr, derman@ankara.edu.tr.

Özet

Bu çalışmada Parçalı tutulma gösteren W UMa türü örten değişen çift sistemlerde fotometrik kütle oranının ne kadar duyarlılıkta bulunabileceğine ilişkin analizler yapıldı. Bu çalışmalarımızda W-D programının Phoebe arayüzü kullanıldı. Phoebe'nin son sürümünde script diliyle yazmış olduğumuz program ile kütle oranı tarama işlemleri gerçekleştirildi. Bunun için yapay ışık eğrileri Phoebe arayüzünde oluşturuldu ve bu sistemlere uyguladığımız yöntemin oldukça güvenilir sonuçlar verdiği görüldü.
Bunun üzerine literatürde tayfsal ve fotometrik kütle oranı değerleri birbirinden farklı olan, parçalı tutulma gösteren W Uma türü sistemleri araştırdık. Bu koşullara uyan AO Cam ve UV Lyn sistemleri üzerinde fotometrik kütle oranı tarama işlemlerini gerçekleştirdik ve neden fotometrik kütle oranlarının hatalı bulunduğu konusu bu çalışmada incelenmiştir.

Anahtar Kelimler: AO Cam, UV Lyn

1. Giriş

AO Cam'ın (BD +52 826) ilk ışık değişimi Hoffmeister [1] tarafından gözlendi. Milone *et al.* [2], Evans et al. [3], Cooke&Leung [4], Barone [5] tarafından fotometrik analizleri yapıldı. Sisteme ilişkin ilk tayfsal çalışma Rucinski *et al.* [6] tarafından yapılarak q_{sp}=2.3 olarak W-türü W UMa olduğu belirlendi.

UV Lyn'nin (BD +03° 1992, HIP 205095, V=9m.58) bir değişen yıldız olduğu ilk kez Geier *et al.* [7] tarafından keşfedildi.

Bossen [8] sistemin UBV bandlarındaki ilk ışık eğrilerini elde etti. Markworth ve Michaels [9], Zhang *et al.* [10] sistemin fotometrik analizini yaptılar. Sistemin ilk tayfsal çalışması Lu *et al.* [11] tarafından yapılarak, sistemin tayfsal kütle oranını q_{sp} = 2.72 olarak belirlediler ve dikine hız eğrisinden sistemin W-türü W UMa olduğunu ileri sürdüler. Pribulla *et al.* [12] ve Zola *et al.* [13] ışık eğrisi analizini gerçekleştirdiler.

2. AO Cam Analizi

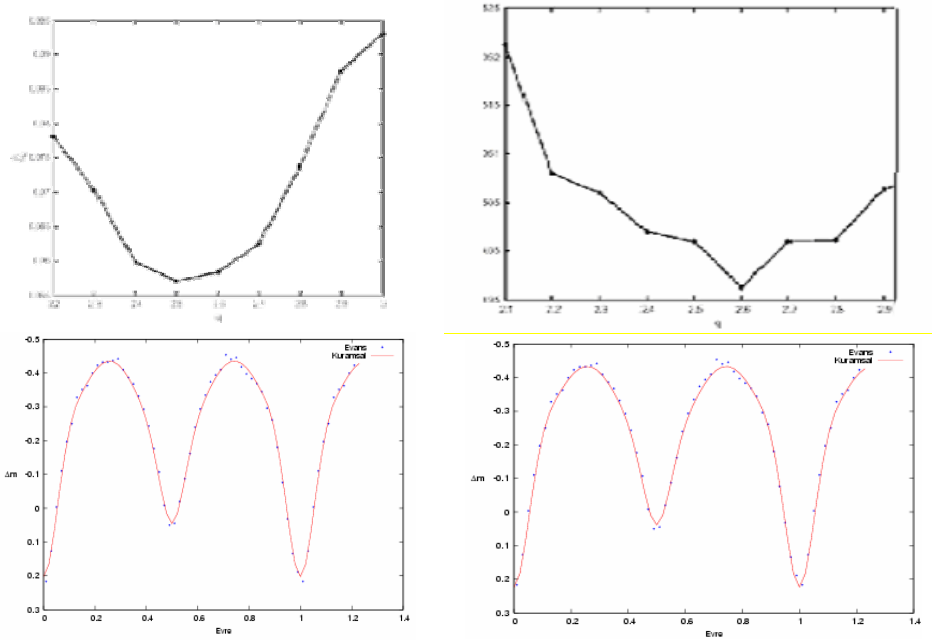
Fotometrik kütle oranı değeri ile tayfsal kütle oranı değeri birbirinde çok farklı olan AO Cam'ın literatürde elde edilen fotometrik kütle oranı ile birlikte tayfsal kütle oranı değerleri Çizelge 1.' de verilmektedir.

Çizelge 1*: AO Cam sisteminin literatürdeki kütle oranı değerleri*

Parametre	Milone *et al.* [2]	Evans *et al.* [3]	Cooke *et al.* [4]	Barone *et al.* [5]	Rucinski *et al.* [6].
$q=m_2/m_1$	0.7	1.3	1.3	1.7	2.3*

*: tayfsal kütle oranı

Evans *et al.* [3] ve Milone *et al.* [2] verileri üzerinde gerçekleştirdiğimiz kütle oranı tarama işleminde birinci bileşenin sıcaklık değeri tayf türünden 6000°K olarak alındı. Bu tarama işlemleri, 0.1-9.0 kütle oranı aralığında Phoebe'nin son sürümünde script diliyle yazmış olduğumuz program ile gerçekleştirildi. Sistemlerin tarama işlemleri sonucunda elde edilen $q-\Sigma(O-C)^2$ grafikleri ile, Milone 2.2-3.0 ve Evans 'ın 2.1-2.9 kütle oranı aralığında Şekil 1.' de verildi. Elde edilen kuramsal ışık eğrisi ile gözlenen verilerin V bandlarının karşılaştırılması da Şekil 1.' de gösterilmiştir.



Şekil 1: *Milone et.al[3] ait: q- $\Sigma(O-C)^2$ grafiği sol üst panelde, sol alt panelde de kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri. Evans et.al [13]: q- $\Sigma(O-C)^2$ grafiği sağ üst panelde ve kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri sağ alt panelde*

Evans *et al.* [3] ve Milone *et al.* [2] verileri üzerine uygulanan kütle oranı taraması sonucunda elde edilen parametre değerleri ile literatürden elde edilen değerlerin karşılaştırılması Çizelge 2.' de verilmektedir.

Çizelge 2*: Milone ,Evans verilerine uygulanan kütle oranı taraması sonucunda elde edilen parametreler*

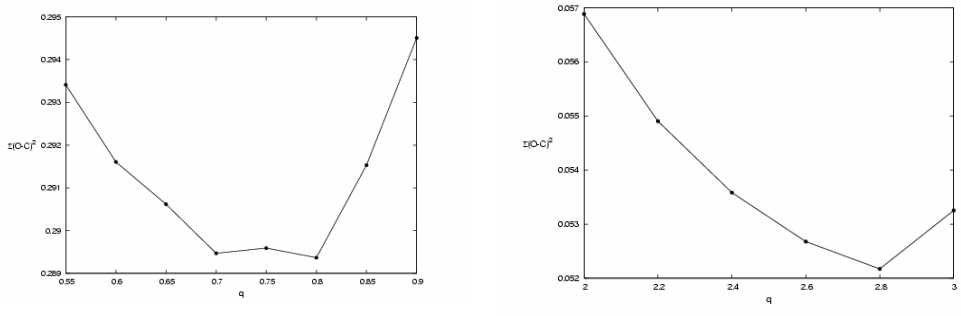
Parametre	Bu Çalışma (Milone)	Bu Çalışma (Evans)	Rucinski (20004)	Milone (1982)	Evans (1985)	Cooke (1985)	Barone (1993)
$q=m_2/m_1$	2.5	2.6	2.3*	0.7	1.3	1.3	1.7
i	77°	76°	76°	-	77°	75°	75°
$T_1(°K)$	6000	6000	5900	-	5520	5826	5533
$T_2(°K)$	5580	5537	5590	-	5179	5520	5206
$\Omega_1 = \Omega_2$	5.937	6.019	5.565	-	3.36	4.214	4.774

3. UV Lyn Analizi

UV Lyn'e ait iteratürde yayınlanan tüm ışık eğrileri kullanılarak sistemin kütle oranı taramaları gerçekleştirildi. Işık eğrilerine 0.75 evresine etki edecek şekilde leke modelleri gerçekleştirildi. Farklı yıllarda gözlenen ışık eğrilerindeki asimetrik yapıları modellerken farklı leke modellemeleri uygulandı. Tüm verilerin kütle oranı taraması 0.1-9.0 kütle oranı aralığında gerçekleştirildi. Tarama sonucunda elde edilen q-$\Sigma(O-C)^2$ grafiğiklerinden en küçük fark kareye karşılık gelen değerler, sistemin kütle oranı olarak alındı. Zhang [10] ve Zola [13] verilerine ait q-$\Sigma(O-C)^2$ grafikleri ile gözlemsel ışık eğrilerinin karşılaştırması Şekil 2' de gösterildi. Markworth & Michaels [9], Zola *et al.* [13] analizlerinden elde ettikleri kütle oranları sırasıyla q=0.526, q=2.685dir. Bu çalışmadan elde edilen kütle oranları ile parametreler Çizelge 3.' de verildi.

Çizelge 3: *UV Lyn sisteminin ışık eğrilerinin bu çalışmadaki analiz sonuçları ve leke modelleri*

Parametre	Bossen	Markworth&Michaels	Zhang	Vanko	Zola
$q=m_2/m_1$	1.3	1.6	0.8	2.8	2.8
i	65.61	65.87	65.65	68.23	68.26
T_1(°K)	6000	6000	6000	6000	6000
T_2(°K)	5831	5863	5578	5916	5926
$\Omega_1=\Omega_2$	4.1567	4.6311	3.3370	6.1725	6.2151
Leke Parametreleri					
Parametre	2. Bileşen				
Enlem	1.77	1.52	1.19	1.07	1.19
Boylam	4.78	4.92	4.85	4.10	4.83
yarıçap	0.15	0.25	0.27	0.23	0.32
Sıcaklık fak	0.85	0.85	0.85	0.85	0.85



Şekil 2. *Zhang et al[10] ait: q- $\Sigma(O-C)^2$ grafiği kütle oranı 0.55-0.9 aralığında sol üst panelde, sol alt panelde bu verilere ait kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri. Zola et.al [13]: 2.0-3.0 kütle oranı aralığındaki q- $\Sigma(O-C)^2$ grafiği sağ üst panelde kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri*

4. SONUÇ

Bu çalışmada parçalı tutulma gösteren AO Cam'ın literatürdeki ışık eğrileri üzerinde gerçekleştirilen kütle oranı taraması sonucunda bulunan fotometrik kütle oranlarının tayfsal kütle oranına yakın olduğu bulundu.

UV Lyn'e 1973,1982,1995 ışık eğrilerinde asimetrik yapı maksimumlara etkisi az iken 2001,2005 verilerinde bu etki daha fazla olmasından dolayı farklı leke modelleri kullanılarak kütle oranı tarması gerçekleştirildi. 1973, 1982, 1995 verilerinde sisteme ilişkin birbirinden farklı kütle oranı değerleri elde edilirken 2001, 2005 verilerinde ise tayfsal kütle oranı değerine yakın kütle oranı değerleri elde edildi. Bu kütle oranlarındaki farklığın sebebi:

i. verilerinin gözlem kalitesine
ii. ışık eğrilerindeki asimetrik yapının iyi

modellenememesine bağlı olduğu düşünülmektedir.

Bu çalışmada kullandığımız program ile kütle oranı tarama işlemini otomasyona bağlayarak istediğimiz sayıda iterasyon yapma olanağı bulduk. Bu iterasyonlar sonucunda parçalı tutulma gösteren sistemde leke yoksa kütle oranının duyarlı bir şekilde belirlenebileceği görüldü. Ancak sistemde leke olması durumunda, ışık eğrisi iyi modellenemezse bizi yanlış kütle oranlarına götüreceği anlaşıldı.

KAYNAKLAR

[1] Hoffmeister, Cuno. Astronomische Nachrichten, volume 289, p.1
[2] Milone, E. F.; Piggott, D. H.; Morris, S. L.1982," AO Camelopardalis", JRASC, 76; 90M.
[3] Evans, E. E., III; Grossoehme, D. H.; Moyer, E. J., Jr. 1985, "A photometric study of AO
Camelopardalis*", PASP, 97; 648E.*
[4] Cooke, D. B.; Leung, K.-C. 1985 Photometric solution for the eclipsing binary system AO
Camelopardalis. *Ap&SS, 113; 25C.*
[5] Barone, F., di Fiore, L., Milano., Russo, G.1993." Analysis of contact binary systems - AA Ursae
Majoris, V752 Centauri, AO Camelopardalis, and V 677 Centauri*", ApJ 407; 237B*.
[6] Rucinski, Slavek M.; Lu, Wenxian; Mochnacki, Stefan W. 2000. Radial Velocity Studies of Close
Binary Stars. III. *AJ, 120; 1133R.*
[7] Geier, E., Kippenhan, R., and Strohmeier. W. 1995, Kleine Veroff. Remeis-Sternw, Bamberg. No 11.
[8] Bossen, H., 1973. UBV photometry and photometric orbit of UV Lyn. *Astronomy and Astrophysics*
Supplement, Vol. 10, p.217.
[9] Markworth, N. L.; Michaels, E. J., Jr., 1982, "The Eclipsing Binary Uv-Lyncis", *A&AA ID.*
AAA031.117.125.
[10] Zhang, Xiaobin; Zhang, Rongxian; Zhai, Disheng; Fang, Mingjun.,1995, "Photoelectric Photometry of UV
Lyncis in 1994", IBVS.4240.1Z.
[11] Lu, Wenxian; Rucinski, Slavek M., 1999, "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. I." AJ115, 15L

[12] Vanko, M.; Pribulla, T.; Chochol, D.; Parimucha, S.; Kim, C. H.; Lee, J. W.; Han, J. Y.2001, "Photoelectric and CCD photometry of eclipsing contact binaries: UV Lyn, FU Dra and AH Aur", CoSka, 31, 129V.
[13] Zola, S.; Kreiner, J. M.; Zakrzewski, B.; Kjurkchieva, D. P.; Marchev, D. V.; Baran, A.; Rucinski, S. M.;
Ogloza, W.; Siwak, M.; Koziel, D.; and 2 coauthors., 2005, "Physical Parameters of Components in Close
Binary Systems. V", *AcA,5,389Z.*

ALGOL TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN IŞIKÖLÇÜM VE TAYF GÖZLEMLERİ

C. İBANOĞLU, S. EVREN, G. TAŞ, Ö. ÇAKIRLI, Z. BOZKURT, M. AFŞAR,
E.SİPAHİ, H. A. DAL, O. ÖZDARCAN, D. Z. ÇAMURDAN, M. ÇAMURDAN
Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir

Özet:

Hipparcos uydusu ile keşfedilen 13 örten çift yıldızın ışıkölçüm ve tayf gözlemleri yapılmıştır. Örten çift olduğu daha önceden bilinen zonklayan yıldız bileşenli HD 172189 ve kuvvetli salma çizgileri gösteren disk yapılı AW Peg yıldızı da listeye alınmıştır. AW Peg'in ışıkölçüm verileri daha önce elde edildiğinden yalnızca tayf gözlemleri yapılmıştır. Seçilen yıldızlardan 14'ünün ışıkölçüm ve tayf gözlemleri iki yıl gibi kısa bir sürede bitirilmiştir. CP Psc sönük olduğundan tayfı alınamamıştır. Işıkölçüm gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48, 40 ve 35 cm'lik teleskopları ile yapılmıştır. Üç kanallı hızlı ışıkölçeri, CCD kameralar ve UBV süzgeçleri kullanılmıştır. Tayf gözlemler Catania Astrofizik Gözlemevi'nin 91 cm, TÜBİTAK TUG'un 150 ve David Dunlap Gözlemevi'nin 188 cm'lik teleskopları ile yapılmıştır.

UBV ışıkölçümleri standart düzeneğe dönüştürülmüş, renk-renk diyagramları ve yıldızlararası ortamın etkisinden bağımsız geniş-band Q-parametresi kullanılarak E(B-V) ve baş yıldızın etkin sıcaklığı T_e belirlenmiştir. Bu sıcaklık yıldızın tayfı ile karşılaştırılmıştır. Işık eğrilerinin analizinde temel öğe olan baş yıldızın etkin sıcaklığı duyarlı olarak bulunduktan sonra ışık eğrileri ve dikine hız verileri ortak olarak analiz edilmiş, bileşen yıldızların temel öğeleri kütle, yarıçap, sıcaklık ve ışıtmaları bulumuştur.

Yıldızların bulunan salt öğeleri kuramsal modellerle karşılaştırılmış, evrim durumları ortaya çıkartılmıştır. Bileşenlerin ışınımsal özellikleri ve yıldızlararası kızıllaşma değerleri kullanılarak uzaklıklar hesaplanmıştır. Bulunan sonuçlar bölüm

bölüm yayına gönderilmiş, MNRAS 380, 1422 (2007); 384, 331 (2008) yayınlanmış ve birisi de baskıdadır. Dördüncü makale de tamamlanmış, aynı dergiye gönderilmiştir. TÜBİTAK tarafından desteklenen bir proje kapsamında yürütülen bu çalışma yoğun bir emeğin ürünü olup ortak çalışmaların nasıl yürütüleceği konusunda araştırmacılara deneyim kazandırması açısından da olumlu olmuştur.

Anahtar Kelimeler örten çift yıldızlar, ışıkölçüm, tayf, salt öğeler

Abstract

Photometric and spectroscopic observations of the 13 eclipsing binary systems, discovered by the Hipparcos mission, have been carried out. The eclipsing binary HD172189 with pulsating component and the system AW Peg which has a disk-structure and shows strong emission lines were also included into the list. Since the photometric observations of AW Peg are in hand we obtained its spectroscopic observations. Photometric and spectroscopic observations of the selected 14 systems were completed in two years. Since its faitness we could not obtain spectra of CP Psc. Photometric observations were obtained with the 48, 40 and 35 cm telescopes of the Ege University Observatory. The high-speed three channel photometer, CCD cameras and the standard UBV fiters were used. The spectroscopic observations were made with the 91-cm telescope of the Catania astrophysical Observatory, 150-cm telescope of the TUBITAK-TUG and 188-cm telescope of the David Dunlap Observatory.

The UBV measurements were transformed to the standard system; using the color-color diagram and interstellar-free Q parameter of the wide-band photometry we derived the interstellar reddening E(B-V) and the effective temperature of the primary cpomponents. The temperature derived from the UBV data was compared with the spectra of the star. The effective temperature of the hotter component, being the most important parameter in the laight curve analysis, was determined accurately the light curves and the radial velocities were analyzed simultaneously and the principal parameters mass, radius, temperature and the luminosity of the stars were calculated.

The absolute parameters of the stars were compared with the theoretical stellar models and their evolutionary states were revealed. Using the light properties of the components and the interstellar reddenings we derived the distances to the systems. The results

obtained in this study were published in a series of paper MNRAS as seperate three papers, and the forth is now in the journal. This study suppoted by the TUBİTAK is a result of an intense work which gained an experience to the co-workers for such a common study.

Key Words: eclipsing binary stars, photometry, spectroscopy, absolute parameters

GİRİŞ

Etkileşen, ayrık ve yarı-ayrık örten çift yıldızlar olarak sınıflandırılan Algol dizgeleri astrofiziğin önemli laboratuvarlarıdır. Ayrık dizgeler genellikle genç, evrimin ilk adımlarında olan yıldızlardan oluşur. Yarı-ayrık dizgelerin küçük kütleli bileşenleri (yoldaş yıldız) Roche şişimini doldurmuş, soğuk, F-K tayf türü aralığında ve III-IV ışıtma sınıfındandır. Büyük kütleli baş bileşenler ise genellikle sıcak, B-A tayf türünden anakol yıldızıdır. Küçük kütleli bileşenlerin evrim bakımından daha ileride görünmesi, bu sistemleri ilginç araştırma alanları yapmıştır. Bileşenlerden soğuk, Roche şişimini doldurmuş ve toplam ışınıma %5-10'luk katkısı olan yoldaş yıldızın, büyük kütleli sıcak anakol yıldızından evrim bakımından daha ileride olması yıldızların evrim kuramına ters bir durum yaratır. Literatürde *"Algol Paradoksu"* olarak tanımlanan bu olay; şimdi küçük kütleli görünen yıldızın, başlangıçta büyük kütleli olduğu, öteki bileşene göre daha hızlı evrimleşerek kütlesinin bir kısmını küçük kütleli bileşene verirken bir bölümünü kaybettiği şeklinde açıklanır (Kopal 1955; Struve ve Huang 1957). Bileşenler arasındaki kütle aktarımının büyüklüğü ve kararlılığının ortaya çıkartılması, Algol türü örten çiftlerin ayrıntılı olarak incelenmesinin önemini ortaya koymuştur. Çeşitli ışıkölçüm yöntemleriyle (CCD, hızlı ışıkölçüm) optik pencerenin farklı bölgelerinde elde edilecek ışık eğrileri ve sisteme ilişkin tutulma zamanlarının incelenmesi ve analizi ile bir dizgenin fiziksel ve geometrik öğeleriyle bileşenler arası madde aktarımı sınırlı da olsa incelenebilmektedir.

Algol türü örten çift sistemlerin tüm evreleri kapsayacak şekilde yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemleri, ışıkölçüm yöntemleri ile yanıtlanamayan bir çok sorunun çözümüne olanak sağlar. Evrim bakımından önde görünen küçük kütleli bileşenler bir yandan sıcak anakol bileşenine madde verirken bir yandan da yüzeylerinde Güneş benzeri düzensizlikler gösterirler. Bu yıldızların tayflarındaki Mg I, FeII, Ti II, Fe I, Ca I gibi çizgiler manyetik etkinlikten fazlaca etkilenmez. Bileşen yıldızların kütlelerine götürecek olan dikine hız eğrilerinin elde edilmesinde genellikle bu çizgiler kullanılır. Dikine hız eğrilerinin analizi ve tayf çizgilerindeki genişlemeler kullanılarak bileşenlerin kütleleri ve yarıçapları dolaysız olarak

bulunur. Bu iki öğe yıldızların en temel fiziksel öğesidir. Tayf çizgilerindeki genişleme aynı zamanda bileşenlerin kendi eksenleri çevresindeki dönme hızlarını bulmamızı sağlar. Algol yıldızlarında madde alan büyük kütleli bileşenler genellikle hızlı dönen yıldızlardır. Tüm evrelere yayılmış H_α, H_β tayf çizgilerinin ayrıntılı olarak incelenmesi ile bileşenler arasındaki madde aktarımının hızı, yoğunluğu ve akan maddenin dinamiği ile ilgili önemli ip uçları elde edilir. Bu çizgilerin yörünge evresine bağlı olarak değişimi ile yalnızca madde aktarımına ilişkin bilgi elde edilmeyip, aynı zamanda bileşenlerin fotosferlerindeki düzensizlikler de ortaya çıkartılabilir.

Algol türü sistemlerdeki geri tayf türünden yoldaş yıldızlar aynı tayf türünden tek yıldızlara göre daha hızlı dönerler. Bu yüksek dönme hızı ve derin konvektif katmanlar onlarda güçlü manyetik etkinlik doğurur. Bu yıldızlara "*manyetik aktif yıldızlar*" denir (Hall 1976, 1987). Manyetik aktivite kendisini radyo bölgesinden X-ışın bölgesine değin geniş bir aralıkta gösterir (White ve ark. 1986; Hjellming ve Webbink 1987). Yüzey yapılarındaki düzensizliklerin varlığı, konumları ve özellikleri çokrenk ışıkölçüm ve tayfsal gözlemlerle ortaya çıkartılabilir. Tutulma zamanlarındaki çevrimli kaymanın ortaya çıkartılması ve parlaklık, tayf değişimleri kullanılarak güneş benzeri manyetik etkinliklerin çevrimi belirlenebilir. Burada belirttiğimiz olayların çoğu RS CVn türü yıldızlarda görülen genel özelliklerdir (Guinan ve Gimenez 1993). RS CVn türü sistemlerde bileşenlerin kütleleri ve ışıtmaları birbirine yakınken, Algollerde evrimleşmiş soğuk bileşenin toplam parlaklığa katkısı %5 ile %10 arasında kalır. Manyetik aktivitenin temel belirteci olan Ca II H ve K çizgileri ile H_α çizgisi yüksek madde aktarımı ve disk oluşumu gibi olaylar nedeniyle Algol'lerde bastırılmakta ve manyetik etkinlik tam olarak ortaya çıkartılamamaktadır.

Günümüzde yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemler ile yakın çiftlerin bileşenlerinin çok duyarlı dikine hız eğrileri elde edilebilmekte ve bu eğrilerin analizi ile bileşenler arasındaki uzaklık, bileşenlerin kütleleri ve yarıçapları neredeyse %1 duyarlıkla bulunabilmektedir (Southworth and Clausen 2007). Bileşenler arasındaki maddeye duyarlı çizgiler incelenerek madde aktarımının varlığı ve etkinliği konusunda bilgi edinilir. Manyetik etkinliğe duyarlı çizgilerden de manyetik etkinlik düzeyi ve olası çevrimler saptanabilir. Bileşenler arasındaki madde alış-verişi ve manyetik etkinlik gibi olaylar kendisini ışıkölçümde de göstermekte; ancak, duyarlı bilgilere bu ikisinin birleştirilmesi ile ulaşılabilmektedir. Bu çalışmada yer alan yıldızların çoğunun ışıkölçümleri ve tayfsal gözlemleri ilk kez yapılmaktadır. Dolayısı ile bu yıldızların kütle

aktarımı yapıp yapmadıkları ve RS CVn türü özellikler gösterip göstermedikleri bu çalışma ile ortaya çıkartılacaktır. Seçilen yıldızların yörünge dönemlerinin uzun olması, bazılarının yörünge dönemlerinin hiç bilinmemesi çok yoğun bir çalışmayı gerektirmiştir.

Bu çalışmamızda Algol türü yıldızlara benzer özellikler gösteren, seçilmiş bir grup yıldızın optik pencerenin değişik dalgaboylarında CCD ışıkölçümü ve yüksek çözünürlüklü tayfsal çalışması amaçlanmıştır. Çokrenk ışık eğrileri ve dikine hız eğrilerinin analizi ile dizgelerin yörünge özellikleri ve bileşen yıldızların kütle, yarıçap, sıcaklık ve ışıtmalarının bulunması hedeflenmiştir. Tutulma zamanları kullanılarak, daha önce kabaca bulunan yörünge dönemlerinin daha duyarlı olarak belirlenmesi ve varsa yörünge dönemlerindeki değişimlerin ortaya çıkartılması düşünülmüştür. Yıldızların yapılarına ilişkin ilk bilgiler, Yer konuşlu teleskoplarla yaptığımız ışıkölçüm ve tayf gözlemleri sayesinde, bu çalışma ile ortaya çıkartılmıştır. Bulunan sonuçlar kuramsal modellerle karşılaştırılarak modellerin test edilmesi sağlanmıştır. İncelenen yıldızların evrim durumları ve uzaklıkları ilk kez bu çalışma ile belirlenmiştir.

2. GEREÇ ve YÖNTEM

2.1. Işıkölçüm Gözlemleri

Bu çalışmada incelenen dizgelerin ışıkölçüm gözlemleri, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin (EUO) 35 ve 40 cm çaplı "Meade LX200 GPS" ve 48 cm'lik Cassegrain türü teleskopları ve bunlara bağlı Apogee CCD ışıkölçerleri ve foton sayma tekniğine dayalı üç-kanallı hızlı-ışıkölçer ile yapılmıştır. Işıkölçüm gözlemleri 2004 Temmuz ayında başlamış ve Kasım 2007'ye değin sürdürülmüştür. Gözlemlerde geniş band standart UBV süzgeçleri kullanılmıştır. Yoğun bir emek sonucu 14 dizgenin üç renk ışık eğrileri ilk kez elde edilmiştir. AW Peg'in ışık eğrileri daha önce Derman ve Demircan (1992) tarafından elde edildiğinden ışık eğrisinin yeniden elde edilmesi düşünülmemiştir.

Bu çalışmada incelenen değişen ve mukayese yıldızlarının SIMBAD/ HIPPARCOS kataloglarında yer alan özelliklerini Çizelge 1'de veriyoruz. Işıkölçüm gözlemlerinde kullanılan aletler, gözlem aralığı, gözlem yanılgılarına ilişkin bilgiler Çizelge 2'de her yıldız için ayrı ayrı özetlenmiştir.

Kataloglarda verilen renk ve parlaklıklar çok güvenilir olmadığından değişen ve mukayese yıldızlarının standart renk ve

parlaklıklarının belirlenmesi için bir dizi standart yıldız her üç teleskopta da gözlenerek standart düzeneğe dönüşüm katsayıları elde edilmiştir.

Bulunan dönüşüm katsayıları:

$$V = v_0 - 0.17(23)(B-V) + 19.018(16)$$

$$B - V = 1.100(17)(b-v)_0 + 1.239(12)$$

$$U - B = 0.899(23)(u-b)_0 - 1.234(17)$$

Burada v_0, $(b-v)_0$ ve $(u-b)_0$ yer atmosferinin etkisinden arındırılmış aletsel parlaklık ve renklerdir. Parantez içerisinde verilen değerler ise standart yanılgılardır.

Çizelge 1. *Seçilen yıldızların parlaklık, renk ve dönemleri*

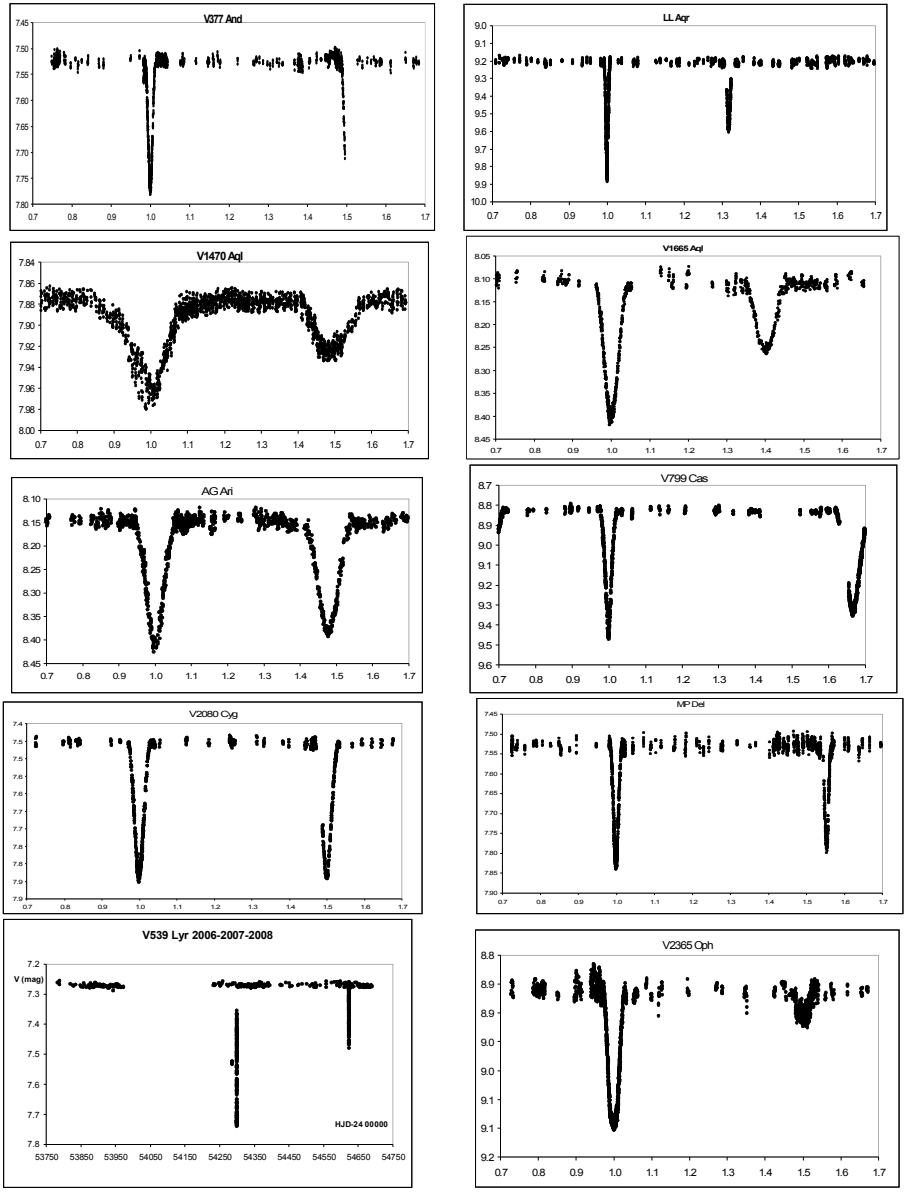
Yıldız	V	B-V	P(gün)
V377 And	7.52	-0.04	8.13
LL Aqr	9.21	0.56	20.18
V1470 Aql	7.88	-0.02	0.83
V1665 Aql	8.11	0.16	3.88
AG Ari	8.14	0.14	1.96
V799 Cas	8.83	0.11	7.70
V2080 Cyg	7.40	0.42	4.93
MP Del	7.53	0.32	21.34
V539 Lyr	7.27	-0.03	bilinmiyor
V2365 Oph	8.86	0.26	4.87
AW Peg	7.59	0.28	10.62
BX Psc	7.56	0.32	3.86
CP Psc	10.63	0.58	0.68
HD 172189	8.78	0.35	5.70
NSV 20915	8.26	0.36	10.87

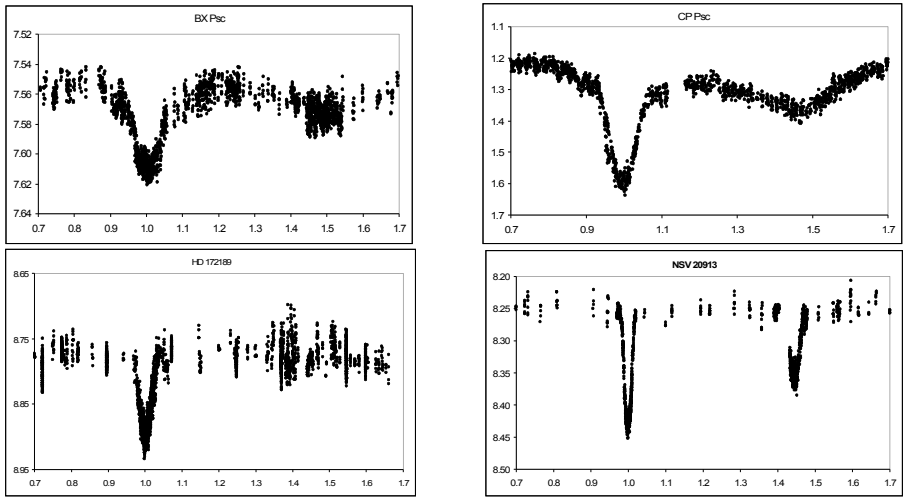
Yıldız	Gözlem Aralığı (HJD-2450000)	Teleskop	Süzgeç	Gece Sayısı	Gözlem Noktası Sayısı	σ_U (mag)	σ_B (mag)	σ_V (mag)
V377 And	3947 - 4414	T48[a], T40[b],T35[c]	UBV	47	2002	0.012	0.008	0.009
LL Aqr	3941 – 4392	T48, T35	UBV	64	1965	0.031	0.015	0.013
V1470 Aql	3902 - 4307	T48, T40, T35, RTT150[d]	UBV	18	1984	0.014	0.007	0.006
V1665 Aql	3511 – 3930	T48, T35	UBV	35	1155	0.011	0.005	0.007
AG Ari	3729 – 4086	T48, T35	UBV	29	1366	0.011	0.005	0.007
V799 Cas	3688 – 4082	T48, T35	UBV	33	1439	0.023	0.010	0.010
V2080 Cyg	3816 – 4279	T48, T40, T35	UBV	38	1235	0.019	0.009	0.006
MP Del	3828 – 4306	T48, T35	UBV	60	2449	0.022	0.012	0.011
V539 Lyr	3782 – 4395	T48, T40, T35	UBV	178	2629	0.011	0.011	0.008
V2365 Oph	3827 – 4271	T48, T40, T35	UBV	39	2385	0.019	0.009	0.006
AW Peg	-	-	-	-	-	-	-	-
BX Psc	3998 – 4354	T48, T35	UBV	41	1955	0.012	0.008	0.008
CP Psc	3696 - 4360	T48, T40, RTT150	UBV	15	3495	0.010	0.006	0.008
HD 172189	3835 - 4374	T48, T40, T35	UBV	50	3563	0.037	0.019	0.018
NSV 20913	3860 – 4282	T48, T35	UBV	32	1470	0.010	0.006	0.008

Çizelge 2. *Işıkölçüm gözlemlerine ilişkin bilgiler.*

a: Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm çaplı Cassegrain türü aynalı teleskobu
b: Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 40 cm çaplı Meade LX200 GPS model teleskobu
c: Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 35 cm çaplı Meade LX200 GPS model teleskobu
d: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 150 cm çaplı Rus-Türk teleskobu

Seçilen ayrık örten çift yıldızların elde edilen V-bandı ışık eğrilerini toplu olarak Şekil 1'de gösteriyoruz.





***Şekil 1**. Algol türü örten çift yıldızların V-bandı ışık eğrileri. V539 Lyr yıldızı dışında tüm yıldızların grafiğinde yatay eksen evre, düşey eksen standart V parlaklığıdır. V539 Lyr sisteminin dönemi proje süresi içinde belirlenemediğinden yıldızın ışık değişimi grafiğinde yatay eksen Julyen Günü ile verilmiştir.*

2.2 Tayfsal gözlemler

Tayfsal gözlemlerin çoğu Catania Astrofizik Enstitüsü'nün (İtalya, CAO) 91 cm teleskobu ve yüksek çözünürlüklü FRESCO tayfölçeri ile yapılmıştır. Echelle tayfçekeri fiber optik kablo ile teleskoba bağlı olup kubbe tabanında sabittir. Tayflar arkadan aydınlatmalı 1024x1024 piksel boyutlu SITe CCD kameraya kaydedilmektedir. 300 çizgi/mm'lik ağ ile 4300-6800 Å tayf aralığı 22000 çözünürlüklü 19 sıraya (order) ayrılmaktadır. Dokuzuncu kadirden bir yıldız için sinyal/görültü (S/N) oranı 400 dolayındadır.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden (TUG) çok az gözlem zamanı alınabilmiş, bazı yıldızların tayfsal gözlemleri 150 cm'lik teleskop ve ona bağlı echelle tayfçeker ile yapılabilmiştir. SAO RAS 1Kx1K N2 CCD dedektörü 40000 çözünürlüklü kameraya bağlıdır. Bu kamera ile 3900-8700 Å'lük tayf aralığı 68 echelle sırasına yayılır. S/N oranı gözlenen yıldızın parlaklığına ve atmosfer koşullarına bağlı olup 9.cu kadirden bir yıldız için 40 dolayındadır.

Çizelge 3. *Tayfsal gözlemlere ilişkin bilgiler.*

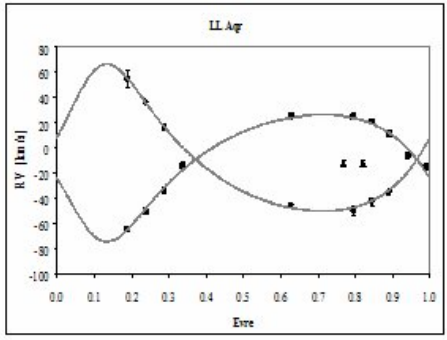
Yıldız	Gözlem Aralığı HJD – 2450000	Teleskop	Gece Sayısı	Poz süresi (sn)	S/N	σ (V_r) (km s^{-1})
V377 And	3948 - 4338	CAO91[a]	12	2400, 3600	80	10
LL Aqr	4327 - 4364	CAO91	10	3000, 3600	55	2
V1470 Aql	3908 - 4374	CAO91,RTT150[b], DDO190[c]	30	1200, 2400, 2700, 3600	40, 70, 80, 250	
V1665 Aql	3583 - 3614	CAO91	13	2400	80	12
AG Ari	3948 - 3979	CAO91	12	3600	80	10
V799 Cas	3948 - 4374	CAO91, DDO190	7	1200, 3600	80, 250	3, 10
V2080 Cyg	3583- 3614	CAO91	13	2400	100	4
MP Del	4327 - 4374	CAO91, DDO190	17	1200, 2400	75, 250	3
V539 Lyr	3948 - 4374	CAO91, DDO190	30	1200, 3600	80, 250	3, 10
V2365 Oph	3948 - 3986	CAO91, RTT150	18	2700, 3600	35, 80	2, 10
AW Peg	3583 - 3614	CAO91	14	2400	90	8
BX Psc	3948 - 4374	CAO91, DDO190	26	1200, 2400, 3600	80, 250	3, 10
CP Psc	-	-	-	-	-	-
HD 172189	3583 - 4244	CAO91, RTT150	19	2400, 3900	35, 80	14
NSV 20913	3906 - 4244	RTT150	5	3600, 3900	40	3

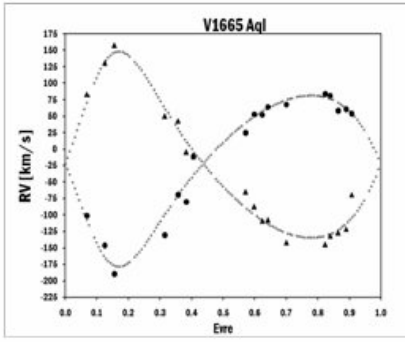
a: Catania Astrofizik Gözlemevi'nin 91 cm çaplı teleskobu (Sicilya).
b: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 150 cm çaplı Rus-Türk Teleskobu.
c: David Dunlap Gözlemevi'nin 188 cm çaplı teleskobu (Kanada).

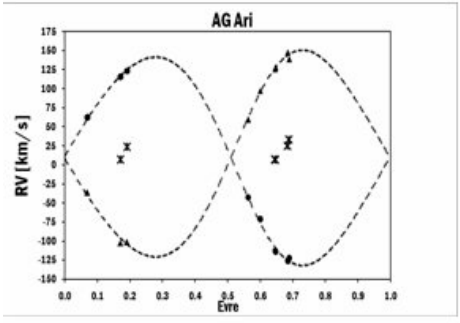
David Dunlap Gözlemevi'nde (DDO) tayflar 186 cm'lik teleskopla alınmıştır. Değişen yıldızların tayfsal gözlemlerine ilişkin bilgiler ve tayfları karşılaştırmak için seçilen standat yıldızların listesi Çizelge 3'te verilmiş olup standart yıldızlar için S/N oranı 150-350 arasındadır.

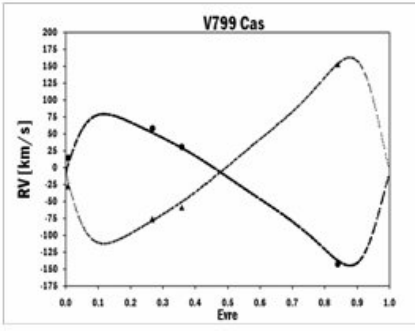
Işıkölçüm ve tayf gözlemleri bölümümüz bilgisayar alt yapısı kullanılarak IRAF (Image Reduction and Analysis Facilities) ve IDL (Interactive Data Language) gibi ana programlara çalışma grubu tarafından yazılan küçük alt-programlar eklenerek indirgenmiştir. Verilerin indirgeme ve analiz işlemleri tamamen projemiz elemanları tarafından bölümümüzde gerçekleştirilmiştir. Bu çalışma ile elde

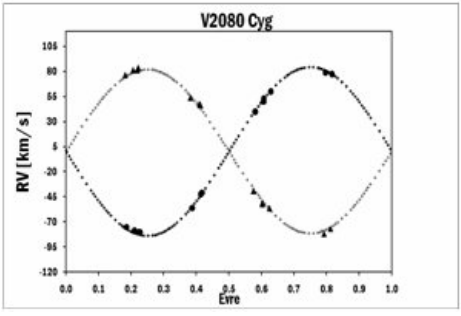
edilen dikine hız eğrilerini Şekil 2'de gösteriyoruz.

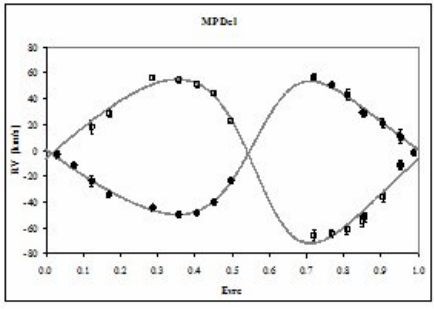


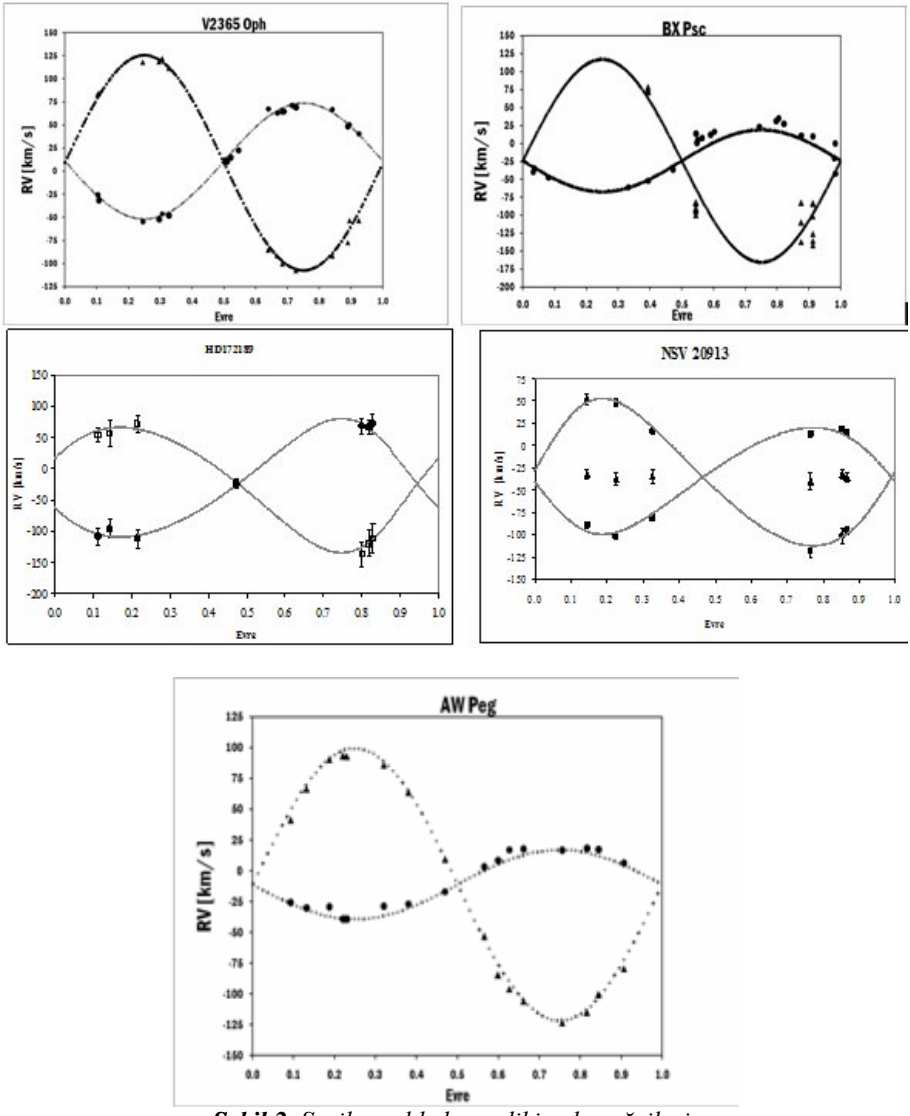












Şekil 2. *Seçilen yıldızların dikine hız eğrileri.*

3. TARTIŞMA ve SONUÇLAR

3.1 Tayf Türlerini Belirleme

Değişen ve mukayese yıldızlarının bu çalışma ile elde edilen standart parlaklık, renk ve tayf türlerini Çizelge 4'te veriyoruz.

Yıldızların standart U-B ve B-V renkleri yıldızlararası ortamdan etkilendiğinden tayf türlerini belirlemek için geniş bant ışıkölçümünün yıldızlararası ortamdan etkilenmeyen Q-parametresini kullandık. Bu parametre,

$$Q = (U-B) - \left[E(U-B)/E(B-V)\right](B-V)$$

şeklinde tanımlanır. Cygnus bölgesi dışında, gökyüzünün tamamı için kızıllaşma doğrusunun eğimi O-A2 tayf türü aralığında $0^m.72 \pm 0^m.03$, Cygnus bölgesinde ise $0^m.81$ dolayındadır. Balmer düşmesinin büyüklüğü de bu parametreye,

$D = 0.561 + 0.561\,Q$, O9-A2 tayf türü aralığı

$D = 0.526 + 0.956\,Q$, A3-G0 tayf türü aralığı

şeklinde bağlıdır (Hovhannessian, 2004). Mukayese yıldızlarının ve değişenlerin maksimum evrelerde ölçülen U-B ve B-V renkleri kullanılarak Q parametreleri hesaplanmış, Hovhannessian tarafından hazırlanan çizelgeler yardımıyla yıldızların gerçek renk ölçekleri $(B-V)_0$ ve tayf türleri belirlenmiştir. Gözlemle bulunan renk ölçekleri ile gerçek renk ölçekleri farkları alınarak yıldızlararası ortam nedeniyle renklerdeki kızıllaşma miktarları bulunmuştur.

Çizelge 4. *Program yıldızlarının standart parlaklık ve renkleri.*

Yıldız	Katalog No	V (mag)	U-B (mag)	B-V (mag)	Tayf Türü
V377 And	HD 16097	7.524 (9)	-0.384 (9)	-0.038 (8)	B7+G0
C1	HD 16004	6.374 (7)	-0.436 (7)	-0.062 (11)	B6
LL Aqr	HD 213896	9.206 (13)	0.085 (31)	0.559 (16)	F4
C1	HD 213874	7.584 (6)	-0.090 (16)	0.397 (7)	F5
V1470 Aql	HD 190341	7.878 (6)	-0.570 (14)	-0.018 (8)	A0
C1	HD 190134	9.487 (8)	0.029 (18)	0.483 (15)	A5
V1665 Aql	HD 175677	8.108 (7)	-0.168 (16)	0.161 (12)	B8
C1	HD 175015	7.787 (6)	0.097 (18)	0.068 (15)	A5
AG Ari	HD 15114	8.136 (10)	0.041 (19)	0.136 (10)	A3
C1	HD 14970	8.743 (4)	0.101 (9)	0.168 (10)	A5
V799 Cas	HD 18915	8.828 (10)	-0.183 (25)	0.112 (12)	B8
C1	BD +61 518	9.640 (8)	0.216 (25)	0.163 (16)	B8
V2080 Cyg	HD 183361	7.404 (8)	-0.041 (10)	0.421 (9)	F5
C1	HD 183340	8.600 (10)	0.118 (16)	0.104 (9)	A3

MP Del	HD 195020	7.528 (11)	0.090 (25)	0.320 (17)	A8
C1	HD 194761	8.592 (14)	-0.035 (33)	0.453 (9)	F5
V539 Lyr	HD 174958	7.272 (8)	-0.093 (10)	-0.033 (10)	B9
C1	HD 174809	7.279 (5)	0.509 (12)	0.601 (11)	A2
V2365 Oph	HD 155002	8.859 (13)	0.192 (17)	0.257 (11)	A4
C1	HD 154960	9.763 (7)	0.156 (15)	0.179 (8)	A3
AW Peg	HD 207956	-	-	-	
BX Psc	HD 1365	7.559 (8)	0.175 (10)	0.316 (8)	A7
C1	HD 931	7.436 (20)	0.018 (18)	0.427 (24)	F3
CP Psc	HIP 4593	10.625 (8)	0.091 (12)	0.583 (9)	F4
C1	BD +31 157	9.406 (9)	0.022 (4)	0.446 (9)	F3
HD 172189	BD +05 3864	8.778 (18)	0.210 (41)	0.354 (26)	A6
C1	BD +05 3870	9.740 (7)	0.185 (23)	0.321 (9)	A5
NSV 20913	HD 154517	8.255 (8)	0.178 (12)	0.363 (10)	A8
C1	HD 154302	9.402 (14)	0.221 (27)	0.237 (19)	A5

3.2 Yörünge Dönemleri

Projede yer alan yıldızların çoğunun yörünge dönemleri literatürde ya kaba değerlerle verilmekte ya da V539 Lyr'de olduğu gibi bazılarının hiç bilinmemektedir. Sistemlerin yörünge dönemlerini saptayabilmek için bileşenlerin geometrik tutulmaları gözlenip minimum zamanları hesaplanmalıdır. Bu nedenle çalışma yıldızlarımızın proje süresi içinde gözlenen baş ve yan minimumlarından hesaplanan minimum zamanlarını Çizelge 5'te yanılgıları ile birlikte veriyoruz. Minimum zamanları Kwee ve van Worden (1956) yöntemi kullanılarak bulunmuştur. Burada verdiğimiz minimum zamanları, eğer varsa, literatürden alınan minimum zamanları ile birleştirilmiş ve en küçük kareler yöntemi kullanılarak yeni ışık öğeleri hesaplanmıştır. Hesapladığımız yeni ışık öğeleri yanılgıları ile birlikte Çizelge 5'te verilmiştir.

Çizelge 5. *Yeni ışık öğeleri*

Yıldız	T_0 (HJD-2450000)	Dönem (gün)
V377 And	3963.5382 (4)	8.126932 (13)
LL Aqr	4392.3092 (4)	20.178341 (3)
V1470 Aql	3979.3046 (12)	0.834994 (1)
V1665 Aql	3874.4909 (24)	3.881826 (15)
AG Ari	4085.3214 (10)	1.963111 (6)
V799 Cas	4011.3721 (20)	7.703002 (34)

V2080 Cyg	3974.3889 (7)	4.933588 (28)
MP Del	3986.3697 (10)	21.338549 (7)
V539 Lyr	-	-
V2365 Oph	4210.5273 (8)	4.865602 (10)
AW Peg	-	-
BX Psc	4335.5067 (195)	3.860510 (28)
CP Psc	4355.5799 (5)	0.6840087 (2)
HD 72189	3952.3769 (103)	5.702041 (89)
NSV20913	3951.3672 (31)	10.874237 (56)

3.3 Dikine Hız Eğrilerinin Kaba Çözümü

Her yıldız için Şekil 2'de gösterdiğimiz dikine hız verileri yeni ışık öğeleri kullanılarak evrelendirilmiş ve analiz edilmiştir. Bu analizler sonucu bulunan yarı-genlikler ve kütle merkezlerinin uzay hızları yanılgıları ile birlikte bulunmuştur.

3.4 Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Ortak Çözümü

Işık eğrilerinin çözümünde Wilson-Devinney (WD) analiz programı kullanılmıştır (Wilson ve Devinney 1971; Wilson 1979, 2003). Bu program, bir yıldızın ışıkölçüm gözlem verilerini dikine hız verileri ile birlikte analiz edebilmekte ve daha gerçekci fiziksel parametrelere ulaşabilmektedir. Ayrıca, bir çiftin bileşen yıldızlarının ışınım parametrelerini hesaplarken ATLAS9 atmosfer modellerini kullanmaktadır (Milone, Stagg ve Kurucz 1992). Bir örten çift yıldızın ışık eğrisinin analizi bileşenlerinden en az birinin güvenilir etkin sıcaklığının bilinmesine dayanır. Bunun için her örten çiftin maksimum, Minimum I ve II'de ölçülen renkleri kullanılarak, bu üç özel evrede Q-parametresi belirlenmiştir. Sonra, Hovhannessian tarafından verilen çizelgeler kullanılarak $(B-V)_0$, D ve tayf türü belirlenmiştir. Sıcak, baş yıldızların ölçülen parlaklık ve renklere katkıları daha büyük olduğundan genellikle sıcak yıldızın gerçek renk ölçekleri bulunmaya çalışılmış, alınan tayflarla karşılaştırılmıştır. Gerçek renk ölçeklerinden giderek, Drilling ve Landolt (2000), Flower (1996) ve Grillo ve ark. (1992) tarafından verilen çizelgeler kullanılarak sıcak bileşenlerin etkin sıcaklıkları bulunmuştur.

Çekim kararma katsayıları $(g_{1,2})$ ve albedolar $(A_{1,2})$ bileşenlerin tayf türlerine bağlı olarak *sabit* alınmıştır. Bileşen yıldızların kendi eksenleri çevresindeki dönme dönemlerinin yörünge dönemine eşit olduğu (eşdönme) $(F_1 = F_2 = 1)$ varsayılmıştır. Kenar kararma katsayıları için doğrusal-olmayan kare-kök yasası

benimsenmiş, katsayılar Diaz-Cordoves ve ark. (1995) ve van Hamme (1993)'ten alınmıştır.

Çözüme deneme-yanılma yöntemi ile başlanmış, en yakın parametreler tahmin edildikten sonra ardışık yaklaştırma işine girişilmiştir. Her örten çiftin gözlem noktalarından *normal noktalar* oluşturulmuş, bu verilere ağırlık verilerek analiz edilmiştir. Normal noktalardan oluşturulan UBV ışık eğrileri ve dikine hız verileri birlikte analiz edilmiştir. Genel olarak değişken bırakılan parametreler şunlardır:

- T_2, yoldaş yıldızın etkin sıcaklığı
- $\Omega_{1,2}$, bileşenlerin yüzey potansiyelleri
- L_1, baş yıldızın ışıtması
- l_3, üçüncü bileşenin katkısı
- i, yörünge eğikliği
- e, yörünge dışmerkezliği
- ω, enberinin boylamı
- $\Delta\phi$, sıfır-evre çakıştırması
- a, yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu
- q, bileşenlerin kütleleri oranı
- V_0, dizgenin uzay hızı

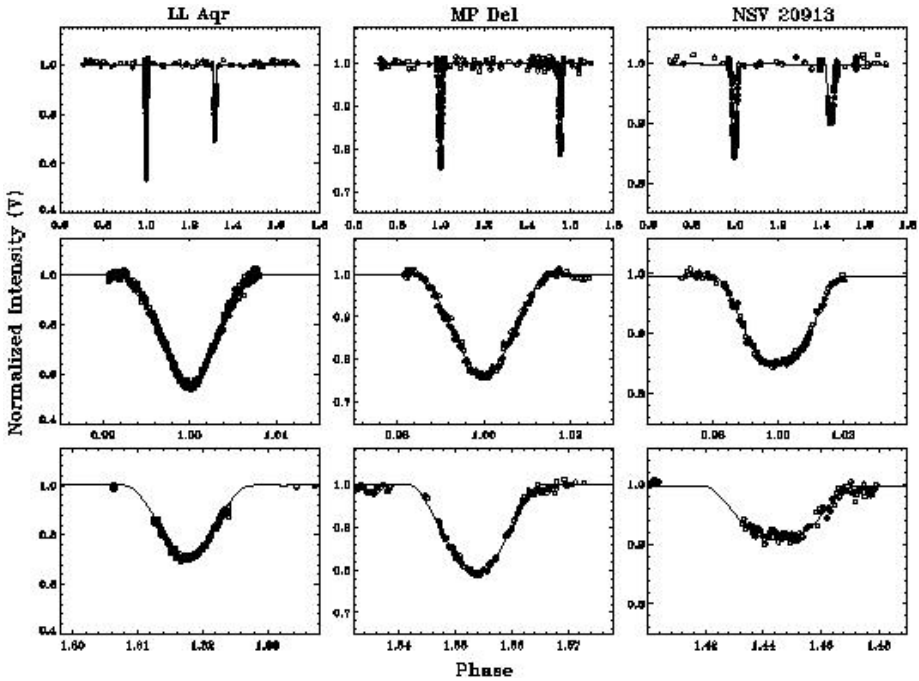
Yörünge basık değil ve üçüncü cisim katkısına ilişkin bir belirteç yoksa, e, ω ve l_3 değişken bırakılmamıştır. Analizleri tamamlanan 10 örten çiftin üç-renk ortalama ışık eğrilerinin çözümü sonucunda elde edilen temel parametreler yanılgıları ile birlikte Çizelge 6'da verilmiştir.

Yıldız	i	Yanılgı	T_1(st)	T_2	Yanılgı	r_1	Yanılgı	r_2	Yanılgı
LL Aqr	89.59	0.02	6800	6295	8	0.0324	0.0001	0.0242	0.0001
V1665 Aql	80.51	0.05	12300	11650	32	0.2022	0.0006	0.1272	0.0003
AG Ari	79.21	0.07	10300	9800	21	0.2079	0.0006	0.1932	0.0006
V799 Cas	87.74	0.02	11500	11788	24	0.1092	0.0002	0.1131	0.0002
V2080 Cyg	86.20	0.10	6000	5987	4	0.0985	0.0002	0.0987	0.0002
MP Del	88.14	0.02	7700	7219	12	0.0561	0.0004	0.0342	0.0002
V2365 Oph	87.35	0.10	9500	6400	27	0.1254	0.0004	0.0535	0.0002
BX Psc	69.57	0.29	7960	5204	92	0.2915	0.0035	0.1271	0.0035
HD 172189	74.62	0.24	8000	7337	28	0.1646	0.0008	0.1278	0.0007
NSV 20913	86.78	0.06	7800	7220	12	0.1077	0.0004	0.0426	0.0002

Çizelge 6. *Işık eğrileri çözüm verileri*

Işık ve dikine hız eğrilerinin ortak çözümü ile bulunan 10 örten çiftin salt öğelerini Çizelge 7'de topluca veriyoruz. Seçilen yıldızların uzaklıkları genellikle Hipparcos uydusu ile ölçülmüştür. Ancak, bu uydu 50 pc'ten daha uzak ve sönük olan yıldızlar için güvenilir ölçümler yapamamıştır. Uzaklık büyüdükçe ölçüm yanılgıları da büyümektedir. Çift yıldızların tayfsal ve ışıkölçüm gözlem verileri uzaklık ölçümünde sıkça kullanılan güvenilir yollardan biridir. Dolayısıyla V bandında bileşenlerin toplam parlaklığa katkıları, E(B-V), A_v ve salt öğeler bilindiğinden bileşenlerin uzaklıklarını hesaplayabiliyoruz. İncelediğimiz yıldızlar için bulunan uzaklıkları da Çizelge 7'de veriyoruz.

Bu çalışmada yer alan yıldızlardan altısının ikili ya da çoklu yıldız dizgesi üyesi, dokuzunun basık yörüngeli, ikisinin δ Scuti türü bileşenli, birisinin metal çizgili ve üçünün de manyetik aktif olduğu belirlenmiştir. Analizi tamamlanan 10 örten çift için elde ettiğimiz önemli bulguları aşağıda kısaca veriyoruz.



Şekil 3. *Hesaplanan ışık eğrileri ve V bandı gözlemler*

Çizelge 7. *Salt öğeler*

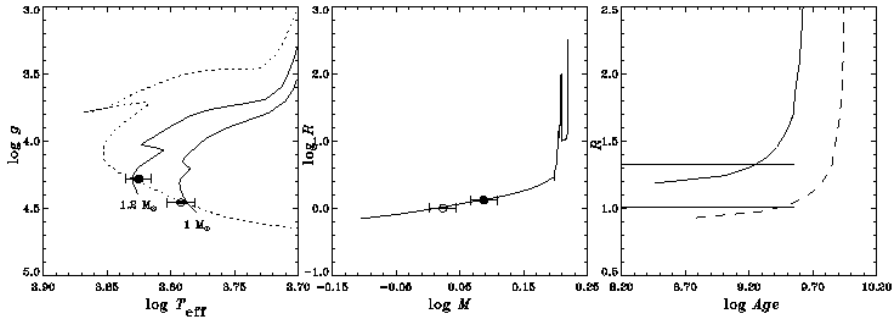
Yıldız	Kütle	Yarıçap	Sıcaklık	Işıtma	M_V	d (pc)
LL Aqr (P) LL Aqr (S)	1.223±0.058 1.056±0.051	1.325±0.020 1.005±0.016	6680±160 6200±160	3.14±0.32 1.34±0.15	3.64±0.20 4.59±0.05	123±9
V1665 Aql (P) V1665 Aql (S)	3.97±0.40 3.66±0.37	4.13±0.10 2.60±0.06	12 300±350 11 650±310	351±57 112±17	-0.85±0.18 0.25±0.16	477±40
AG Ari (P) AG Ari (S)	2.16±0.07 2.15±0.07	2.23±0.02 2.07±0.02	10 300±250 9800 ±230	50±6 36±4	0.99±0.13 1.21±0.13	292±18
V799 Cas (P) V799 Cas (S)	3.08±0.50 2.95±0.40	3.23±0.14 3.20±0.14	11 550±280 11 210±280	168±25 146±22	-0.04±0.13 0.06±0.13	607±35
V2080	1.19±0.02	1.60±0.01	6000±75	2.98±0.15	3.74±0.06	78±1

Cyg (P) V2080 Cyg (S)	1.16±0.02	1.60±0.01	5987±75	2.96±0.15	3.74±0.03	
MP Del (P) MP Del (S)	1.559±0.085 1.248±0.074	2.428±0.046 1.575±0.030	7400±120 6927±120	15.9±1.2 5.26±0.43	1.83±0.08 3.06±0.08	149±7
V2365 Oph (P) V2365 Oph (S)	1.97±0.02 1.06±0.01	2.19±0.01 0.934±0.004	9500±200 6400±210	35±4 1.32±0.03	1.10±0.07 4.60±0.02	251±8
BX Psc (P) BX Psc (S)	1.85±0.14 0.80±0.08	3.76±0.14 2.18±0.09	7850±69 4668±69	49±3 2.83±0.30	0.58±0.064 4.40±0.23	213±6
HD 172189 (P) HD 172189 (S)	2.06±0.15 1.87±0.14	4.014±0.094 2.967±0.070	7920±190 7608±190	57±7 27±3	0.482±0.064 1.284±0.064	432±12
NSV 20913 (P) NSV 20913 (S)	1.76±0.13 1.28± 0.11	3.243±0.081 1.291±0.033	7760±64 7205±64	34± 2 4.05±0.25	1.017± 0.064 3.323±0.066	246±9

3.4.1 LL Aquarii

Parlaklık değişimlerini Hipparcos uydusunun bulduğu LL Aqr, Adelman (2001) tarafından en büyük genlikli değişenler arasında gösterilmiştir. İlk ışık eğrisi ASAS-3 (Pojmanski, 2002), Hipparcos (Perryman ve ark. 1997) ve NSVS (Wozniak ve ark. 2004) gözlem verileri birleştirilerek Otero ve Dubovsky (2004) tarafından elde edilmiş, 20.1784 gün yörünge dönem ve 0.65 kadir genlikli, basık yörüngeli bir EA yıldızı olarak sınıflandırılmıştır. Hipparcos kataloğunda yıldızın tayf türü G0 olarak verilmesine karşın Çizelge 4'te bulduğumuz renk ölçeklerini kullanarak yıldızı F4 olarak sınıflandırdık. Kimi tayflarda üçüncü bir yıldızın çizgileri görünmesine karşın ışık eğrisi analizinde bir belirteç bulunamamıştır.

Bileşenlerin salt öğeleri Şekil 4'te gösterilen logg-logT_e , logR-logM ve R-log yaş diyagramlarında karşılaştırılmaktadır (Girardi ve ark. 2000).



Şekil 4. *LL Aqr'in bileşenlerinin logg-logTe, logR-logM ve R-log yaş diyagramlarında yeri.*

3.4.2 V1665 Aquilae

Yörünge dışmerkezliği 0.24, hemen hemen özdeş kütleli iki yıldızdan oluştuğu bulunmuştur. Baş yıldız anakol evrimini tamamlamak üzeredir ve sistemin uzaklığı 477 ± 40 pc olarak belirlenmiştir. Elde edilen sonuçlar MNRAS'de yayınlanmıştır.

3.4.3 AG Arietis

Bu yıldız da 0.09 dışmerkezliği olan basık yörüngeli bir sistemdir. Tayflarda üçüncü bir yıldızın çizgileri görülmüştür. Işık eğrilerinin analizinden üçüncü bileşenin toplam parlaklığa katkısı U, B ve V bandlarında sırasıyla %5.6, 6.4 ve 9 olarak bulunmuştur. Bu katkılara göre üçüncü bileşen F tayf türü bir yıldız olmalıdır. AG Ari'nin uzaklığını 292 ± 18 pc bulduk, üçüncü bileşen eğer anakol F1 yıldızı ise uzaklığı 250 pc dolayında olmalıdır. Elde edilen sonuçlar MNRAS'de yayınlanmıştır.

3.4.4 V799 Cassiopeiae

Yörüngesi en basık (e = 0.6) örten çiftler arasında yer alan bu yıldızın ikinci minimumu 0.67 evrededir. Hubble'ın ölçümlerine göre sistemin uzaklığı 323^{+206}_{-91} pc, Westin(1985)'in b-y rengindeki kızıllaşmadan belirlediği uzaklık ise 388 pc'tir. Üçrenk ışıkölçümden baş yıldızın etkin sıcaklığını 11550 ± 280 K bulduk, oysa ki Westin'e göre dizgenin ortak sıcaklığı 1000 K daha yüksektir. Yıldızlararası

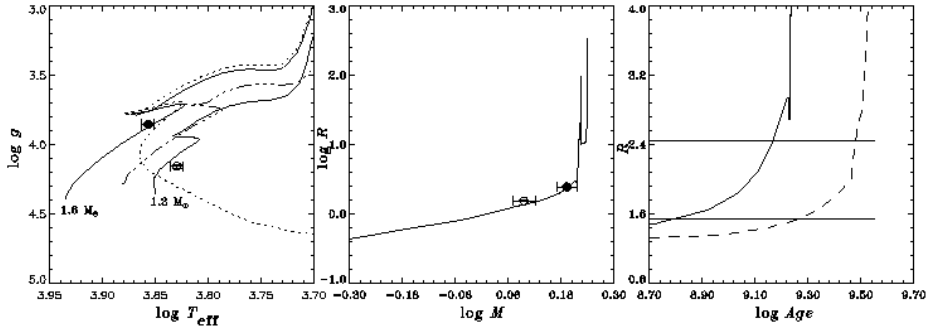
kızıllaşma miktarı Westin tarafından E(b-y) = 0.212 kadir bulunmuştur. UBV ışıkölçümünden bizim belirlediğimiz değer de E(B-V) = 0.211 kadir olup, Westin'in ortaband için bulduğu değer yüksek görünmektedir. Dizgenin uzaklığı 607 pc bulunmuş, salt öğeleri belirlenerek kuramsalmodellerle karşılaştırılmıştır.Bulunan sonuçlar yayınlanmak üzere MNRAS'e gönderilmiştir.

3.4.5 V2080 Cygni

Bu yıldız ADS 12470'nin parlak bileşenidir. Dizgeye 13 ve 37 yaysaniyesi uzaklıkta C ve D bileşenlerine sahip olup bunlar değişenden 7.2 ve 4.2 kadir daha sönüktürler. Dolayısı ile sistem toplam olarak 5 yıldızdan oluşmaktadır. Alınan tayflarda da D bileşeninin çizgileri ayırt edilebilmiş, ışık eğrilerinin analizinden bu yıldızın toplam parlaklığa UBV bandlarındaki katkıları sırasıyla %3, 4 ve 3 olarak bulunmuştur. Üçüncü yıldızın tayf türü K4, uzaklığı da 82 pc bulunmuştur ki sistemin uzaklığı 78 pc ile uyuşmaktadır. Salt öğeler kuramsal modellerle karşılaştırılmış, elde edilen sonuçlar MNRAS'da yayınlanmıştır.

3.4.6 MP Delphini

Hipparcos uydusu tarafından EA türü bir örten çift olduğu bulunmuş, yörünge dönemi belirlenememiştir. Kazarovets ve ark. (1999) yıldızı MP Del olarak adlandırmış, Otero ve Dubovsky (2004) ASAS-3 ve Hipparcos ile elde edilen gözlem verilerinden ışık eğrisini kabaca ortaya çıkarmışlar, yörünge dönemini 21.338 gün ve yörüngenin basık olduğunu belirtmişlerdir. Bu yıldız daha önce Bond (1970) tarafından bir Am yıldızı olarak sınıflandırılmış, Warren (1973) ortaband ışıkölçümünü, Mendoza ve ark. (1978) genişband ışıkölçümünü, Jordi ve ark. (1996), Hauck ve Mermilliod (1998) uvby β ışıkölçümünü yapmışlardır. Metalik yıldızlarda U-B rengi çok etkilendiğinden Mendoza'nın ölçtüğü V-I renkölçeği (metal bolluğundan bağımsız) kullanılarak $\Delta(U-V)=0.08$ ve $\Delta(B-V)=0.04$ kadir bulunmuştur. Tutulmalar dışı ve tutulmalar içinde ölçtüğümüz renklerde bu düzeltmeleri yaparak yıldızın tayf türünü A9 ve etkin sıcaklığını 7400 K olarak belirledik. Belirlenen salt öğeler Şekil 5'te kuramsal modellerle karşılaştırılmıştır.



Şekil 5. *MP Del'in bileşenlerinin kuramsal modellerle karşılaştırılması*

3.4.7 V2365 Ophiuchi

Yörünge dönemi 4.87 gün olan V2365 Oph örten çiftinin üç-renk ışıkölçümü ve dikine hız ölçümleri yapılmıştır. Yan minimum oldukça sığ olup bileşenlerin kütleleri ve tayf türleri çok farklıdır. TUG ve CAO'da elde edilen tayflardan bulunan dikine hızların çok iyi uyuştuğu bulunmuştur. Büyük kütleli, baş yıldızın aynı zamanda δ Scuti türü zonklama yaptığı ortaya çıkartılmıştır. Bu yıldıza ilişkin bulgular V2080 Cyg ile birlikte MNRAS'da yayınlanmıştır.

3.4.8 BX Piscium

Hipparcos uydusunun keşfettiği en düşük genlikli değişenlerdendir (Perryman ve ark. 1997). Değişim genliği 0.06 kadir, yörünge dönemi 5.18 gün ve değişim türü EB olarak verilmiştir. Otero ve ark. (2005), Hipparcos ve ASAS-3 verilerini birleştirerek ışık eğrisini kabaca ortaya çıkarmış, tayf türünü A5, yörünge dönemini 3.86 gün ve değişim türünü EB: olarak vermişlerdir. Bu çalışmada renk ölçeklerini kullanarak baş yıldızın tayf türünü A7, sıcaklığını da 7850 ± 69 K olarak belirledik. Bulunan sonuçlar MNRAS'de yayınlanacaktır.

3.4.9 HD 172189

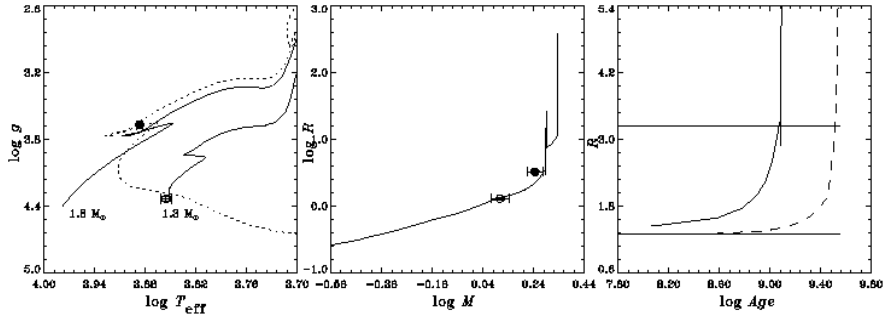
Bu yıldız IC 4756 açık yıldız kümesinin A2 tayf türünden 8.85 kadir parlaklığındaki bir üyesidir (Kopf 1943, Herzog ve ark. 1975). Yıldızın aynı zamanda 0.12 kadir tutulma derinliği olan bir örten çift olduğu Martin (2000, 2003) tarafından γ Dor türü zonklayan yıldızları araştırma sırasında tesadüfen bulunmuştur. Daha sonra

Martin-Ruiz ve ark. (2005) bileşenlerden birinin 19.5974 cd^{-1}'lik bir frekans ve 0.02 kadir genlikle zonkladığını bulmuşlardır. Costa ve ark. (2007) tarafından düzenlenen bir kampanya ile yıldız 210 saat gözlenmiş ve yedi zonklama frekansı bulunmuştur. 0.022 kadir genlikle baskın zonklama 1 saat 14 dakikalık dönemlerle tekrarlar. Yıldızın şimdiye değin yalnızca iki tayfı alınmış (Amado ve ark. 2006) ayrıntılı bir tayfsal çalışması yapılmamıştır.

CAO ve TUG'da alınan tayflardan pek azında dikine hız ölçümleri yapılabilmiştir. Tayf çizgileri hızlı değişmekte ve oldukça genişlemiş görünmektedir. Üstelik kimi zaman üç çizgili bir tayf ile karşılaşıyoruz. Üçüncü bileşenin tayf çizgilerinin yeğinliği ikinci bileşenin tayf çizgilerinin yeğinliklerine çok yakındır. Işık eğrilerinde de δ Scuti türü, küçük genlikli ve kısa dönemli parlaklık değişimi görülür. Tutulma derinliği 0.128 kadir dolayında olduğundan δ Scuti türü zonklamalardan etkilenir. Işık eğrisi tek minimum göstermekte, ikinci minimum görülmemektedir. Yörüngenin basık olması ve gökyüzündeki yönelimi nedeniyle gerçekten ikinci minimum oluşmamaktadır. Kuramsal modellerle karşılaştırdığımızda zonklayan baş yıldızın anakol evrimini tamamlayıp devler bölgesine doğru yöneldiğni görüyoruz.

3.4.10 NSV 20913

Bu yıldız da Hipparcos uydusu tarafından keşfedilmiştir. NSV 20913 bir görsel çift olup WDS kataloğunda A ve B bileşenlerinin görünür parlaklıkları sırasıyla 8.55 ve 9.93 kadir, bileşenler arasındaki uzaklık ise 1.3 yay saniyesi olarak verilmiştir. Aldığımız tayflarda ve ışık eğrisinin çözümünde de gerçekten B bileşeninin izine rastlanmıştır. B bileşeninin toplam parlaklığa katkısı kısa dalgaboylarına doğru artmakta, V bandındaki katkısı yoldaş yıldız (Ab) ile aynı olmaktadır. Buradan giderek B yıldızının tayf türünü A2 olarak belirledik. Dizgenin uzaklığı ise 246 pc dolayında olup Hipparcos uydusu ile bulunan 243 pc ile iyi uyuşmaktadır. Bileşen yıldızların salt öğeleri Şekil 6'da kuramsal modellerle karşılaştırılmıştır.



***Şekil 6**. NSV20913'ün bileşenlerinin kuramsal modellerle karşılaştırılması*

Bu çalışmada altı temel araştırmacı beş yardımcı görev almıştır. Yoğun bir emek sonucu 15 yıldızın gözlemleri iki yıl gibi kısa bir sürede tamamlanabilmiştir. Tayf gözlemleri için TUG'un olanakları yeterli olmamıştır. Bu nedenle tayfsal gözlemlerin çoğu yurt dışı bağlantılarımız kullanılarak Catania Astrofizik Enstitüsü (İtalya) ve David Dunlap Rasathanesi'nde (Kanada) elde edilmiştir. Proje çalışanları iki kez İtalya, bir kez de Kanada'ya gönderilmiştir. Tayf çalışmaları olmadan yalnız ışıkölçüm verilerine dayanarak gökcisimlerinin tüm özelliklerini ortaya çıkarma olanağı yoktur. Bu nedenle, tayf çalışmalarında kullanılabilecek yeterli büyüklüklerde teleskopların sayısının mutlaka arttırılması gerekmektedir. Büyük mali yatırımlar gerektiren bu araçların belli bir merkezden yönetilmesi ve tüm gökbilimcilerin hizmetine sunulmasında yarar görüyoruz.

KAYNAKLAR

Adelman, S.J., Stars with the Largest Hipparcos Photometric Amplitudes, Baltic Astronomy, 10, 589-
593. (2001).
Amado, P.J., Martin-Ruiz, S., Suarez, J.C., ve ark., HD 172189, a Cluster Member Binary System
with a δ Scuti Component in the Field of View of COROT, ApSS, 304, 173-175, (2006).
Baize,P., Orbital Elements for Eleven Visual Binaries, A&AS, 51, 479, (1983).Bond, H.E., New
Peculiar Stars Noted on Objective-Prism Plates, PASP, 82, 321, (1970).
Costa, J.E.S., Michel, E., Pena, J., ve ark., Pulsational frequencies of the eclipsing δ Scuti star HD

172189. Results of the STEPHI XIII campaign, AA, 468, 637-642, (2007).
Couteau, P., 1987, AAS, 70, 193
Derman, E., Demircan, O., UBV photometry of AW Pegasi, ApSS, 189, 309-325, (1992).
Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A., Linear and non-linear limb-darkening coefficients for LTE
model atmospheres, AAS, 110, 329, (1995).
Drilling, J.S., Landolt, A.U., Allen's Astrophysical Quantities, ed: Cox, A.N., 4th edition, Springer-
Verlag, New York., (2000).
Droege, T.F., http://www.tass-survey.org, (2003).
ESA, The Hipparcos and Tycho Catalogues SP-1200, VizieR On-line Data Catalog: I/239, (1997).
Flower, P.J., Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude
Diagrams: Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections, ApJ, 469, 355, (1996).
Girardi, L.,Bressan, A.,Bertelli, G., Chiosi, C., 2000, A&AS, 141, 371
Grenier, S., Baylac, M.O., Rolland, L., ve ark., Radial velocities. Measurements of 2800 B2-F5 stars
for HIPPARCOS, AAS, 137,451-456, (1999).
Grillo, F., Sciortino, S., Micela, G., Vaiana, G.S.,Harnden,F.R., An Einstein Observatory SAO-based
catalog of B-type stars, ApJS, 81,795-863, (1992).
Guinan, E.F., Gimenez, A., Magnetic activity in close binaries. Its manifestations and consequences,
The Realm of Interacting Binary Stars, eds. Sahade, J., McCluskey, G.E., Kondo, Y., Kluwer, Dordrecht, p.51-110, (1993).
Hall, D.S., The relation between RS CVn and Algol, Space Sci. Rev., 50, 219-233, (1989).
Hall,D.S., A T Tauri-Like Star in the Eclipsing Binary RS Canum Venaticorum, PASP, 84, 323,
(1972).
Hardie, R.H., Astronomical Techniques, ed.: W.A.Hiltner (Chicago:Univ.Chicago Press), 178, (1962).
Hauck, B., Mermilliod, M., Uvbybeta photoelectric photometric catalogue, AAS, 129, 431-433,
(1998).
Hovhannessian, R.,Kh., Classification of Stars by the Reddening-Free Paraneters Q and D,

Astrophysics, 47, 499-504, (2004).
Jordi, C., Figueras, F., Torra, J., Asian, R., UvbyH$_{beta}$_ photometry of main sequence A type stars,
AAS 115, 401-406. (1996).
Jordi,C.,Figueras, F., Torra, J., Asiain, R., UvbyH$_{beta}$_ photometry of main sequence A type stars,
AAS, 115, 401-406, (1996).
Kazarovets, A.V., Samus, N.N., Durlevich, O.V., Frolov, M.S., Antipin, S.V., Kireeva, N.N., Pastukhova, E.N., The 74th Special Name-list of Variable Stars, IBVS, No.4659, (1999).
Kopal, Z., The classification of close binary systems, Ann. D'Ap., 18, 379, (1955).
Kopff, E., Untersuchung der offenen Sternhaufen IC 4665, NGC 6633, IC 4756, AN, 274, 69, (1943).
Malkov,O.Yu.,Oblak, E., Snegireva,E.A.,Torra,J., A catalogue of eclipsing variables, AA, 446, 785-
789, (2006).
Martin, S., Interplay of Periodic, Cyclic and Stochastic Variability in Selected Areas of the H-R
diagram, ed: C. Sterken, ASP Conf. Ser., 292, 59, (2003).
Martin-Ruiz, S., Amado, P.J., Suarez, J.C., ve ark., HD 172189: an eclipsing and spectroscopic binary
with a δ Sct-type pulsating component in an open cluster, AA, 440, 711-714, (2005).
McAlister, H.A., Hartkopf, W.I., Sowell, J.R., Dombrowski, E.G., ICCD speckle observations of
binary stars. IV - Measurements during 1986-1988 from the Kitt Peak 4 M telescope, AJ, 97,
510-531, (1989).
Mendoza, E.E., Gomez, V.T., Gonzalez, S., UBVRI photometry of 225 Am stars, AJ, 83, 606-614,
(1978).
Mendoza, E.E., Multicolor photometry of metallic-line stars. III. A photometric catalogue, Rev. Mex.
AAp, 1, 175, (1974).
Milone, E.F., Stagg, C.R., Kurucz, R.L., The eclipsing binary AI Phoenicis - New results based on an
improved light curve analysis program, ApJS, 79, 123-137, (1992).
Norton, A.J., ve ark., New periodic variable stars coincident with ROSAT sources discovered using
SuperWASP, AA, 467, 785-905, (2007).

Otero, S.A., Dubovsky,P.A., New Elements for 80 Eclipsing Binaries IV, IBVS, No. 5557, (2004).
Otero, S.A., Wils, P., Dubovsky, P.A., New Elements for 80 Eclipsing Binaries V, IBVS No. 5586,
(2005).
Perryman, M.A.C., ve ark., The HIPPARCOS Catalogue, AA, 323, L49-L52, (1997).
Pojmanski, G., The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0 h - 6 h Quarter
of the Southern Hemisphere, AcA, 52, 397-427, (2002).
Pollacco, D. ve ark., The WASP Project and the SuperWASP Cameras, PASP, 118, 1407-1418,(2006).
Southworth, J. ve Clausen, J.V., Absolute dimensions of eclipsing binaries. XXIV. The Be star system
DW Carinae, a member of the open cluster Collinder 228, AA, 461, 1077-1093, (2007).
Struve, O, Huang, S.S., , Occ., Notes of the R.A.S. 3, 19, (1957).
Van Hamme, W., New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves, AJ, 106,
2096-2117, (1993).
Warren, W.H., ubvy photometry of Am and Ap stars, AJ, 78, 192-199. (1973).
Westin,T.N.G., The local system of early type stars - Spatial extent and kinematics, AAS, 60, 99-134,
(1985).
White, N.E., Culhane, J.L., Parmar, A.N., ve ark., An EXOSAT observation of quiescent and flare
coronal X-ray emission from Algol, ApJ, 301, 262-274, (1986).
Wilson, R.E. and Devinney, E.J., Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to
MR Cygni, ApJ, 166, 605, (1971).
Wilson, R.E., Documentation of Eclipsing Binary Computer Model (Gainesville: Depart. Astronomy,
Univ. Florida), (2003).
Wilson, R.E., Eccentric orbit generalization and simultaneous solution of binary star light and velocity
curves, ApJ, 234, 1054-1066, (1979).
Wozniak, P.R., ve ark., Northern Sky Variability Survey:Public Data Release, *AJ*, 127, 2436-2449,
2004.

Zickgraf, F.-J., Engels, D., Hagen, H.-J., Reimers, D., Voges, W., The Hamburg/RASS Catalogue of
optical identifications. Northern high-galactic latitude ROSAT Bright Source Catalogue X-ray
sources, AA, 406, 535-553, (2003

SCORPIUS-CENTAURUS OYMAĞINDAKİ ÇİFT ve ÇOKLU SİSTEMLERİN ÖZELLİKLERİ ÖRNEK ÇALIŞMA: η MUSCAE ve V831 CENTAURUS

Volkan BAKIŞ[1], Osman DEMİRCAN[1], Herman HENSBERGE[2], Hicran BAKIŞ[1]

[1]*Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Yerleşkesi, 17040, Çanakkale*
[2]*Royal Observatory of Belgium, Belçika*
e-posta: bakisv@comu.edu.tr

Özet

Geçtiğimiz on yıl içinde Scorpius-Centaurus yıldız oymağı bölgesinde yapılan fotometrik, tayfsal, astrometrik ve kinematik çalışmalar oymağın üyelerinin 0.1 $M_{\odot}$ kütleli yıldızlara kadar belirlenmesine katkı sağlamışlardır. Oymağın üyeleri incelendiğinde yıldız nüfusunun 70%'inin en az bir bileşeninin olduğu, bunun 40%'ının ise birden fazla bileşeni olan çoklu sistemler olduğu görülmektedir. Yıldız oluşum sürecinin hala aktif olduğu Sco-Cen bölgesinde çift/çoklu sistemlerin sıklığı yıldız oluşum sürecinde bu tür yapıların temel bir parametre olarak rol aldığını gösteriyor.
Bu bölgede yapılacak tayfsal çalışmalar henüz keşfedilmemiş tayfsal çiftlerin varlığını ortaya koyarak yıldız oluşumunda çift/çoklu sistemlerin rolünün daha iyi belirlenmesini sağlayacaktır. Bu amaçla incelediğimiz Scorpius-Centaurus oymağındaki orta kütleli η Muscae ve V831 Centaurus yıldız sistemlerinin oymaktaki çift/çoklu yıldızların özelliklerini yansıttığı görülmektedir. Tayfsal, fotometrik ve kinematik çalışmalar bu sistemlerin etrafında bulunan ve sayıları birden fazla olan görünmeyen cisimlerin varlığını ortaya çıkarmıştır.

Anahtar kelimeler: Sco-Cen OB Oymağı, Çift/çoklu yıldız sistemler, Temel yıldız parametreleri, Yöntem: Fotometri, Tayf, Astrometri

Abstract

In the last decade, photometric, spectroscopic, astrometric and kinematic studies of Scorpius-Centaurus OB association allowed a reliable determination of member stars with masses down to 0.1 $M_{\odot}$. Once the members of the association have been investigated, it is seen that 70 per cent of the member stars have at least one companion star, and 40 per cent of this have more than one companion. This frequency of multiple stars in the association shows that the multiplicity is a key role in the stellar formation process.
Spectroscopic surveys in Sco-Cen region will yield yet undiscovered binary and multiple systems and allow more precise determination of multiplicity in stellar formation process. η Muscae and V831 Centaurus systems, which were studied for this aim, show similar properties of the binary / multiple systems in the Sco-Cen association. Spectroscopic and photometric studies revealed the unseen components around these systems.

Key words: Sco-Cen OB Association, Binary/multiple stellar systems, Fundamental stellar parameters, Method: Photometry, Spectroscopy, Astrometry

1. Giriş

ROSAT'ın tüm gözkyüzü araştırması (RASS) 86 B-tayf türü (B7-B9) cüce yıldızın yüksek X-ışın salınımı yaptığını belirlemiştir. Bu yıldızlardan yapılan X-ışın salınımı daha sonra Grillo ve diğ. (1992) tarafından da doğrulanmıştır. Teorik açıdan bakıldığında B7-B9 tayf türünden yıldızların kayda değer oranda X-ışın salınımı yapması uygun görünmüyor. X-ışın salınımı tespit edilen yıldızların sadece birkaçının yakınında soğuk bir bileşenin olduğu bulunmuştur. ROSAT tarafından tespit edilen objelerdeki X-ışın kaynaklarını anlamak üzere 17 B yıldızı ROSAT'ın 5 açı saniye görüş alanlı yüksek çözünürlüğe sahip kamerası ile gözlenmiştir. Beklenmedik bir biçimde gözlenen cisimlerin sadece birkaçında X-ışının görsel bileşen ile

bağlantılı olabileceği sonucuna ulaşılmıştır (Berghöfer ve Schmitt 1994). Berghöfer ve diğ. (1997) RASS'ın tespit ettiği yıldızların 77%'sinin bilinen tayfsal çift yıldız olduğunu bildirmiştir. Gözlenen X-ışın yeğinliği bir anakol bileşenden gelemeyecek kadar büyük olduğundan büyük ihtimalle tayfsal çiftin ikinci bileşeni ya çok geç tayf türünden bir anakol öncesi yıldız ya da anakola yeni girmiş çok genç bir yıldız olmalıdır (Hubrig 2001).

Hubrig (2001), RASS tarafından bulunan ve daha sonra başka çalışmalarla da onaylanan X-ışın kaynağı B-türü yıldızlardan başka X-ışın kaynağı olan 49 B-türü yıldız daha gözlemiştir. B-türü yıldızların yakınındaki geri tayf türünden sönük yıldızlarla parlaklık farkının görsel bölgede çok büyük olması (8-10 kadir) nedeniyle yakın bileşenlerin varlığını speckle interferometresi yerine parlaklık farkının daha az olduğu (2-6 kadir) yakın kızılötesi bölgede yüksek çözümleme gücü olan görüntüleme sistemi (ADONIS) ile gözlemiştir. Çalışma sonucunda Hubrig (2001) bilinen X-ışın kaynaklı ve en az bir bileşeni olan sistemlere ek olarak 21 yeni X-ışın kaynaklı en az bir bileşeni olan B-türü yıldız belirlemiştir. Bunların arasından 9 tanesi çift, 5 tanesi üçlü ve 4 tanesi dörtlü sistemdir. Çalışma sonucunda Hubrig (2001) X-ışın salan B-türü yıldızların büyük çoğunluğunun görünmeyen düşük kütleli ve geri tayf türünden bir bileşene sahip olduğunu göstermiştir. İnceledikleri sistemlerin yakınlarındaki bileşenlerin 15'inin anakol öncesi yıldız olduğu bulunmuştur.

Yıldızların büyük çoğunluğunun çift veya çoklu sistemler olduğu 30 yılı aşkın bir süredir biliniyor (Heintz 1969; Batten 1973; Leinert ve diğ. 1993). Duquennoy ve Mayor (1991) Güneş türü yıldızların üçte ikisinin çoklu sistemin üyesi olduğunu göstermiştir. Çift yıldızların oluşum mekanizmasının önemi birçok çalışmada özetlenmiştir (Bodenheimer 1992; Boss 1993). Bunlardan en önemlisi anakol yıldızlarının çoğunun en az bir bileşene sahip olmasıdır. Ancak bugün hala çift ve çoklu sistemlerin oluşum mekanizması veya mekanizmaları çok iyi anlaşılabilmiş değildir. Bunun en büyük nedeni çift ve çoklu sistemler üzerine yapılan oluşum senaryoları ile gözlenen özellikler arasındaki ilişkilerin bu sistemlerin oluşumdan sonra anakola evrimleşirken yörünge parametrelerini de değiştirebileceği gerçeği ile karmaşık bir hale gelmesidir. Bu nedenle çift ve çoklu yıldız sistemlerinin bugünkü özelliklerini anlayabilmemiz için oluşum

sırasında veya oluşumdan hemen sonra bu tür sistemlerin özelliklerinin belirlenmesi gerekmektedir.

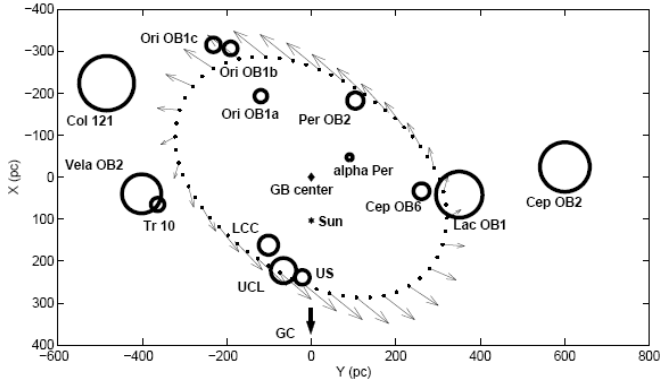
Belirtiler yıldızların çoğunun doğarken çift veya çoklu sistemler olarak meydana geldiğini gösteriyor. Yıldız kümelerinde çift ve çoklu yıldız sistemlerinin oluşumunun baskın olması, yıldız oluşum bölgelerindeki çift ve çoklu yıldız sistemlerini, yıldız topluluklarındaki yıldız oluşumunun anlaşılmasında önemli bir yere koyar (Blaauw 1991; Kouwenhoven ve diğ. 2007). Bu kapsamda geçtiğimiz on yıl içinde yıldız oluşum bölgelerinde çift ve çoklu sistemlerin sıklığının belirlenmesi üzerine bir çok çalışma yapılmıştır (Köhler ve diğ. 2000; Kouwenhoven ve diğ. 2007).

2. Sco-Cen'de Çift ve Çoklu Sistemlerin Sıklığı

Scorpius-Centaurus OB kompleksi Güneş'e en yakın OB oymağıdır ve üç alt gruptan oluşmuştur, Lower Centaurus Crux (LCC), Upper Centaurus Lupus (UCL) ve Upper Centaurus (US). Bu alt gruplar ilk olarak Blaauw (1964) tarafından belirlenmiştir. Hipparcos öncesinde Sco-Cen OB kompleksinin birçok parlak üyesi biliniyordu, fakat sönük üyeler ihmal edilmişti. Hipparcos verisinin (Perryman 1997) iki seçim yöntemi (Hoogerwerf ve Aquilar 1999; de Bruijne 1999) ile kullanılmasıyla de Zeeuw ve diğ. (1999) LCC, UCL ve US üç alt OB oymağının tam bir üye listesini çıkardılar. Tüm Sco-Cen kompleksi için toplam 521 güvenilir üye belirlediler: US'de 120, UCL'de 221 ve LCC'de 180. Alt grupların ortalama uzaklıkları LCC, UCL ve US için sırasıyla 118 pc, 140 pc ve 145 pc'dir (Levato ve diğ. 1987; Verschueren ve diğ. 1996). Şekil 1'de Sco-Cen OB kompleksi ve diğer yakın OB oymakları ile Gould Kuşağının Galaktik düzleme izdüşümleri gösterilmektedir. Sco-Cen kompleksinin Güneş'e olan yakınlığına dikkat ediniz.

Sartori ve diğ. (2003) l=280-360° Galaktik enlemleri aralığındaki Ophiucus, Lupus, Chamaeleon yıldız oluşum bölgelerindeki anakol öncesi yıldızları incelediği çalışmalarında Sco-Cen OB kompleksindeki genç ve erken tür yıldızların yaş, uzaklık, uzaysal dağılım, öz hareket ve dikine hız özelliklerini literatürden toplayarak Sco-Cen kompleksinin her bir alt üyesi için HR-diyagramları oluşturdular. Şekil 2'de Sartori ve diğ. (2003)'nin derlediği Sco-Cen kompleksinin üç alt grubuna ait OB oymaklarındaki

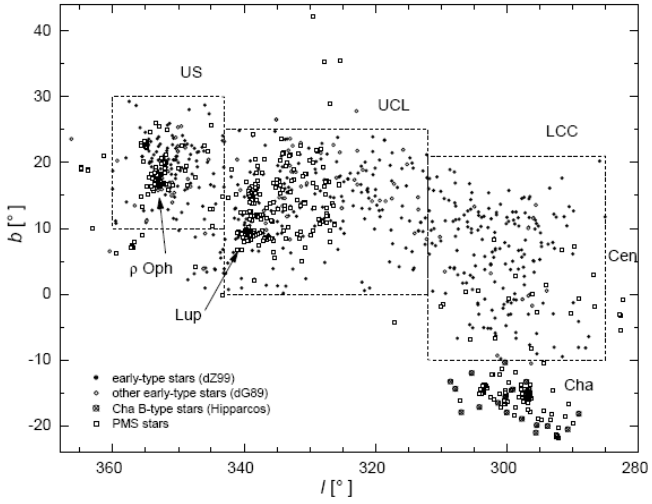
anakol öncesi ve erken tür genç yıldızların galaktik düzlemdeki dağılımları gösterilmektedir.



Şekil 1. *Sco-Cen OB oymağı ile diğer OB oymakları ve Gould kuşağının bugünkü halinin galaktik düzleme izdüşümü. X-ekseni Galaktik merkezi işaret ederken Y-ekseni Galaktik dönme yönünü gösterir. Bazı yakın OB oymakları çemberler ile gösterilmiştir (Perrot ve Greiner (2001)'den alınmıştır).*

Hipparcos kataloğundaki öz hareket ve uzaklıkları kullanan Sartori ve diğ. (2003) üç alt grup için uzay hızlarını Yerel Durağan Standart (LSR)'a göre şöyle vermektedir: US için U=2.4±5.0 km/s, V=-10.0±3.3 km/s, W=-0.9±2.8 km/s, UCL için U=3.2±4.2 km/s, V=-14.4±4.6 km/s, W=1.4±2.4 km/s ve LCC için U=1.1±5.8 km/s, V=-13.6±5.6 km/s, W=1.1±2.4 km/s. Oluşturdukları HR diyagramlarından ise alt grupların yaşlarını US için 6 Milyon yıl, UCL için 14-15 Milyon yıl ve LCC için 11-12 Milyon yıl olarak belirlemişlerdir. Her ne kadar bulunan bu yaşlar de Geuss ve diğ. (1989)'un fotometrik gözlemleriyle oluşturduğu HR diyagramlarından belirlediği yaşlarından farklı olsa da Sartori ve diğ. (2003)'ün belirlediği yaşlar Hipparcos uzaklıkları ve yeni izokronlar üzerinden bulunduğu için daha güvenilirdir (Sartori ve diğ. 2003).

Nitschelm (2003) Sco-Cen kompleksindeki çoklu sistemlere çalışmak için Sco-Cen'deki 668 yıldızı listelemiştir. Bu listedeki yıldızların 525 tanesi üyeliği de Zeeuw ve diğ. (1999) tarafından doğrulanan, 143 tanesi de de Geus (1988) ve Brown (1996) tarafından muhtemel üye olarak belirlenen yıldızlardır. Nitschelm (2003) 143



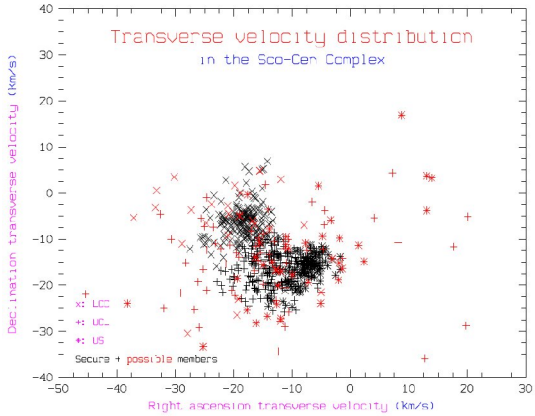
Şekil 2. *Sco-Cen OB kompleksi ve Chameleon bölgesindeki genç ön tay türü yıldızlar ile anakol öncesi yıldızların galaktik koordinatlara göre dağılımı (Sartori ve diğ. 2003'den alınmıştır).*

muhtemel üye olan yıldızlar arasından birkaç on tanesinin bulundukları alt grupların hız dağılımlarından çok farklı enine hız değerlerine sahip olduklarını belirlemiştir (Şekil 3). Bu durum bu yıldızların tek yıldız olsalardı üyelikten hiç şüphesiz ayrılacakları anlamına gelirdi. 668 bilinen veya muhtemel üye yıldızın listelendiği katalogda 188 parlak ($V \leq 6.5$) yıldız arasından 55'ini fiziksel çift yıldız olarak listeleyen Nitschelm (2003) diğer yıldızlar arasından en az 120 tane çift veya çoklu sistem daha keşfetmeyi ummaktaydı.

Nicschelm ve diğ. (2008) çalışmasında Nitschelm (2003)'in Sco-Cen OB kompleksindeki muhtemel çift/çoklu sistemleri listelediği çalışmasından bugüne kadar yeni keşfedilen veya

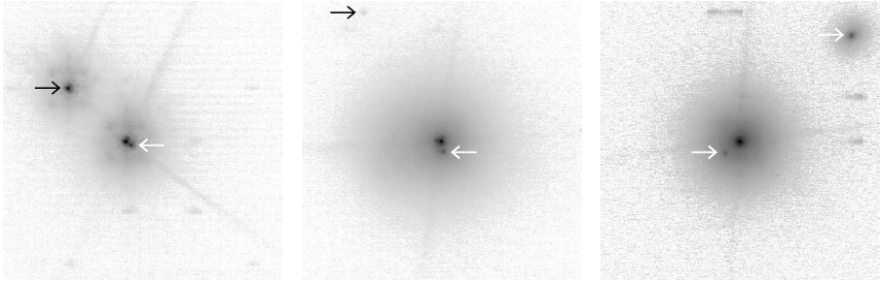
Hipparcos tarafından keşfedilip de yörünge parametreleri daha yeni belirlenen çift sistemleri sunmaktadır. Bu tür sistemlerden biri de Bakış ve diğ. (2007) tarafından η Muscae çoklu sistemini üzerine yapılan çalışmadır (Bölüm 3.1).

Sco-Cen kopleksindeki çoklu sistemlerin ortaya çıkarılması yönünde bir çalışma da Kouwenhoven ve diğ. (2007) tarafından ESO'nun Çok Büyük Teleskobuna (VLT) bağlı NAOS/CONICA sistemiyle JHK bantlarında yapılmıştır. B ve A-türü yıldızların yakınında bulunan küçük kütleli yıldız veya yıldız altı cisimlerin ortaya çıkarılmasını amaçlayan bu çalışmada kullanılan sistem ile Kouwenhoven ve diğ. (2007) aralarındaki uzaklığı 0.1”-11” (13-1430 AB) ve parlaklığı K=17 kadire kadar olan bileşenleri çözümleyebilmişlerdir. Gözlemledikleri 22 orta kütleli yıldızın yakınında toplam 62 bileşen bulmuşlardır, bunların 18'i fiziksel bağlı, 11 muhtemel üye ve 33 tanesi de arka plan yıldızıdır. Şekil 4'de Kouwenhoven ve diğ. (2007)'nin orta kütleli yıldızların yakınında tespit ettikleri küçük kütleli bileşenlerin görüntülerinden üç örnek gösterilmektedir.



Şekil 3. *Sco-Cen bölgesindeki yıldızların enine hızlarının dağılımı (Nitschelm 2003'den alınmıştır).*

Kouwenhoven ve diğ. (2007a) Sco-Cen'deki orta kütleli çift ve çoklu yıldız sistemlerinin özelliklerini ortaya koymak üzere Sco-Cen OB2 kompleksindeki yıldız oluşumunu ve bugüne kadar tespit edilen görsel, astrometrik, tayfsal çift / çoklu sistemleri Monte Carlo simulasyonları yaparak mukayese etmişlerdir. Çalışmaları oldukça ilginç sonuçlar vermiştir: *a)* Sco-Cen OB2'deki A ve B-türü yıldızlar arasında bugünkü çift yıldızların kesri en az 70%'dir. *b)* Yörüngenin boyutlarının dağılımı Öpik Yasası ile uyum içerisinde; $\gamma=-1.0$ olacak şekilde $f_a(a)\propto a^{\gamma}$, bu da yörünge dönemi dağılımında $f_P(P)\propto P^{-1}$'e karşılık gelmektedir, *c)* Sco-Cen'deki orta kütleli yıldızların rasgele çift oluşturmaları veya kütle dağılımından birinci bileşenin özelliklerine bağlı çift oluşumu düşüncesi dışlanmıştır. Sco OB2'deki kütle oranı dağılımı $\gamma=-0.4$ olacak şekilde $f_q(q)\propto q^{\gamma}$ formu ile oldukça iyi temsil edilmektedir. *d)* Sco OB2 düşük yıldız yoğunluğuna sahip genç OB oymağıdır. Tek ve çift yıldız oluşumu sadece O-türü çift yıldızların oluşumunu etkilemiştir. Dinamik evrim çift yıldızların oluşumunu çok az etkilemiştir. Bugünkü çift yıldız miktarı ile simülasyon sonucunda elde edilen başlangıçtaki çift yıldız miktarı ile aynıdır.



***Şekil 4**. Sco OB2'de keşfedilen yeni çift ve çoklu sistemler (Kouwenhoven ve diğ., 2007).*

3. Örnek Çalışmalar

3.1. η Muscae

Hipparcos (Perryman, ESA 1997) uydusu tarafından keşfedilen η Muscae (HD 114911; HIP 64661; $V\sim4^m.78$; P~2.40 gün) güney yarımkürede bulunan parlak bir örten çift yıldız sistemidir.

Sistemin *Hipparcos* tarafından belirlenen trigonometrik paralaksı 8.04 ± 0.59 mas'dır. η Mus'un parlaklığı ve renginin belirlenmesi üzerine birçok çalışma yapılmıştır (Schilt ve Jackson, 1949; Egen ve Lynga, 1968; Crawford, Barnes ve Golson, 1970; Lindroos, 1983; van Paradijs ve diğ., 1986; Slawson, Hill ve Landstreet, 1992). Moffat ve Seggewiss (1977) Wolf-Rayet türü çift yıldız θ Mus'un gözlemleri sırasında η Mus'un fotometrik değişimlerini fark etmişlerdir. Az sayıdaki gözlemlerden itibaren tek bir yörünge dönemi belirlenememesine rağmen, Moffat ve Seggewiss, içinde gerçek dönemi de bulunduran birçok muhtemel dönem belirlemişlerdir.

Çoklu sistemler katalogunda (Tokovinin 1997) η Mus'u çoklu sistem olarak listelenmiştir. η Mus-B ile η Mus-A arasındaki ayrıklık 60 as, konum açısı da 332 derecedir. η Mus-B, η Mus-A'dan 3.4 kadir daha sönüktür. Medici ve Hubrig (2000) üçlü sistem olarak bilinen η Mus'un aslında dörtlü sistem olduğunu bildirmiştir. Dörtlü sistemin detayları daha sonra Hubrig ve diğ. (2001) tarafından verilmiştir. Dördüncü bileşen η Mus-C ile η Mus-A arasındaki ayrıklık 2.71 as, konum açısı 125 derece ve J, H ve K fotometrik bantlarındaki parlaklık farkları ise sırasıyla $5^m.25$, $4^m.54$ ve $3^m.32$'dir. Aynı çalışmada, η Mus-C'nin 0,88 $M_\odot$ kütleli ve 4900 K etkin sıcaklığa sahip bir anakol öncesi yıldız olduğu iddia edilmiştir.

de Zeeuw ve diğ. (1999) η Mus-A'nın Scorpius-Centaurus (yada Sco-OB) oymağına üyeliği için 60% ihtimal vermişlerdir. 16-20 milyon yıl yaşında olduğuna inanılan (Sartori ve diğ., 2003) Sco OB oymağı Güneşe en yakın OB oymağıdır. Diğer yandan, η Mus-A Sco-OB'nin bir üyesi ise, bu durumda yaşı Hubrig ve diğ. (2001) tarafından belirlenen yaştan daha küçük olmalıdır. Bu durumda üyelik durumunun açıklığa kavuşturulmasının η Mus-A'nın kendisini ve oymağı anlamada ne kadar önemli olduğu ortaya çıkar. Çünkü OB oymaklarındaki çift yıldız sayısının ve özelliklerinin anlaşılması yıldız oluşum sürecinin daha iyi anlaşılmasına katkı sağlayacaktır (Brown, 1999).

η Mus-A'nın tayf çizgilerindeki değişimler ilk olarak Campbell (1928) tarafından farkına varılmıştır. Daha sonra, Buscombe ve Morris (1961) elde ettikleri tayfları çalışmış ve dikine hız eğrisinden 56.5 km/s hız yarı-genliği ve 20 gün yörünge dönemi önermişlerdir. Tokovinin (1997) yıldızın tayf türüne bakarak kütlesini

$M_1 = 4.48\ M_\odot$ olarak belirlemiştir. Ayrıca, tek çizgili sistemin kütle fonksiyonundan, görünmeyen ikinci bileşen için $M_2 = 2.63\ M_\odot$ kütlesini önermiştir. η Mus-A "Eight Catalogue of Orbital Elements of Spectroscopic Binary Systems (Batten ve diğ., 1989)" adlı katalogda Buscombe ve Morris (1996) tarafından önerilen aynı yanlış yörünge parametreleri ile listelenmiştir.

η Mus-A tayfının çift-çizgili karakteri ilk olarak Hubrig ve Mathys (1996) tarafından geç B-tayf türünden yıldızlardaki 3984 Å çizgisinin çalışılması sırasında fark edilmiştir. *Hipparcos* tarafından hemen hemen eşit minimum derinlikleriyle örtme örtülme doğasının keşfinden sonra, Hensberge ve diğ. (2003) *Hipparcos* tarafından önerilen 20 günlük yörünge döneminin yanlış olduğu ortaya çıkmıştır.

3.1.1. Tayf Gözlemleri

Bakış ve diğ. (2007) iki farklı gözlem döneminde η Mus'un toplam 52 adet (50 η Mus-A, 2 η Mus-B) tayfını almıştır. İlk gözlem döneminde SITe 1024x1024 piksel CCD kamerası ile toplam 4 gecede (17-20/05/2006) 43 adet tayf elde edilmiştir. Poz süresi olarak ortalama 160 saniye verilmiştir ve ortalama sinyal/gürültü oranı (S/G) 550 nm'de 130 olarak elde edilmiştir. İkinci gözlem döneminde 3 gecede (19,20/08/2006 ve 07/09/2006) 9 adet tayf (7 η Mus-A, 2 η Mus-B için) SI600 kamerası ile elde edilmiştir. Bu dönemde yapılan gözlemlerde 290 saniyelik ortalama poz süresi ile 500 nm'de ortalama S/G oranı 90 olarak elde edilmiştir. Gözlemler ve veri indirgeme ile ilgili daha ayrıntılı bilgi Bakış ve diğ. (2007)'de verilmiştir.

3.1.2. Tayfsal Yörünge Çözümleri ve Mutlak Parametreler

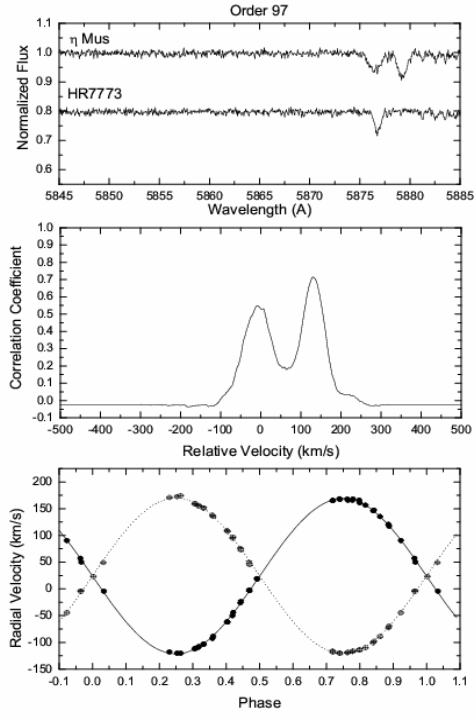
Dikine hızlar çapraz eşleme yöntem ile belirlenirken B9VI tayf türünden HR7773 yıldızı dikine hız standart yıldızı olarak seçilmiştir ve ilk gözlem döneminde 2 adet tayfı alınmıştır. Alınan tayfların ortalama S/G oranları 550nm dalgaboyu bölgesinde yaklaşık 180'dir. HR7773 yıldızının dikine hızı Fekel (1999) tarafından -1.02 km/s olarak verilmiştir. HR7773'ün dikine hızını kontrol etmek için bazı atmosfer çizgilerine (Si II6371, He I 5875, Ne I 6316, Cr II 5313, Fe I 5169, Mg I 5172, Mg I 5183, Fe II 5018, Si II 5041, Fe II 4583, Al II 4588, W I 4549, Cr II 4558 Å) IRAF'ın `splot` programı yardımıyla Gauss fonksiyonu fit edilmiştir. Ele alınan atmosfer çizgilerine ait laboratuar dalgaboyları NIST (National Institute of Standards and

Technology) veritabanından alınmıştır. Elde edilen dikine hız, -1.06 ± 1.10 km/s, Fekel (1999) tarafından verilen katalog hızına çok yakındır. 1.10 km/s'lik hata her bir çizgiden ölçülen hataların standart sapmasıdır.

Dalgaboyu kalibrasyonunun güvenilirliğinin belirlenmesinden sonra, çapraz eşleme yöntemi uygulanmış ve dikine hızı okumak için IRAF'ın fxcor programı yardımıyla çapraz eşleme fonksiyonunun merkezine Gauss fonksiyonu fit edilmiştir. Tayf çizgilerinin birbirine girdiği tutulma bölgelerinin yakınında bileşenlerin dikine hızlarını okumak için IRAF'ın deblend fonksiyonu yardımıyla çapraz eşleme fonksiyonuna iki Gauss fonksiyonu fit edilmiştir. Dikine hızların okunmasından sonra dikine hızlara ve tayfın alındığı zamana gün merkezli düzeltme yapılmıştır.

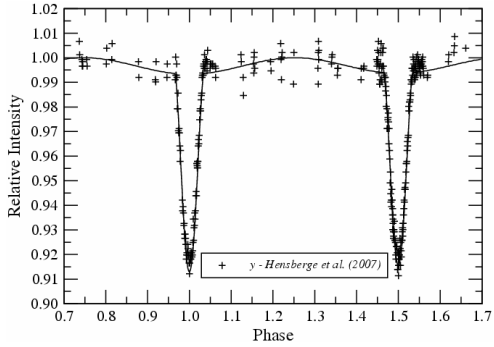
Çapraz eşleme yönteminden elde edilen dikine hızlardan teorik dikine hızların en küçük kareler yöntemi ile fit edilmesiyle yörünge çözümleri elde edilmiştir. Dikine hızlara en uygun fitler Şekil 5'de verilmiştir. Yörünge dönemi 2.3963 gün olarak sabit tutulmuş, basıklık *e*, enberinin boylamı *w*, hız yarı genlikleri $K_{1,2}$, kütle merkezinin hızı V_γ ve tutulum zamanı en küçük kareler ile yapılan çözümde serbest bırakılmışlardır.

Bakış ve diğ. (2007) çalışmasında η Mus-A sistemi için kullanılan fotometrik veriler, *Hipparcos* (*Hp*) ve Manfroid ve diğ. (1991) ve Sterken ve



Şekil 5. *η Muscae'nin He I 5875 A çizgilerine (üst panel) uygulanan çapraz korelasyon fonksiyonu (orta panel) ve elde*

diğ. (1993)'nin Strömgren fotometrisine (*uvby*) aittir. η Mus-A sisteminin Strömgren bandında yapılan en son gözlemleri Hensberge (2007)'den alınmıştır. Hensberge (2007)'nin fotometrik verileri, bu çalışmada elde edilen tayfsal veriler (dikine hızlar) ile birleştirilerek eşzamanlı çözüme gidilmiştir.



Şekil 6. *η Muscae'nin ortaband v filtresindeki ışık eğrisi ve ortak çözüm sonucunda elde edilen en iyi fit (Bakış ve diğ. (2007)'den alınmıştır.*

Slawson (1992) tarafından η Mus-A için verilen B-V rengi (-0^m.09) SIMBAD'daki B8V tayf türü ile tutarlıdır. η Mus-A sistemi ile aramızdaki yıldızlararası sönümlemeyi belirlemek için Johnson ve Morgan (1953) tarafından önerilen *Q*-yöntemi kullanılmıştır. Johnson ve Morgan (1953) *Q* parametresini yıldızlararası ortamın etkisinden bağımsız, yıldızların (U-B) ve (B-V) renginin bir fonksiyonu olarak tanımlamıştır: Q=(U-B)-0.72(B-V). Q değerinin kızarmadan arındırılmış $(B-V)_0$ değeri ile arasında $(B-V)_0=0.332Q$ şeklinde bir bağıntı vardır. η Mus-A'nın Johnson fotometrik sisteminde ölçülen renkleri U-B = -0^m.36 ve B-V = -0^m.09 dur. Yukarıda verilen bağıntı Q değerini -0.295 verir. $(B-V)_0=0.332Q$ bağıntısında Q değeri yerine konursa η Mus-A'nın kızarmadan arındırılmış rengi $(B-V)_0$=-0^m.098 hesaplanır. Yıldızın gözlemsel (B-V) rengi ile kızarmadan arındırılmış renk indeksi arasındaki renk artığı $E(B-V)$ = 0^m.008'dır. Yıldızın $E(B-V)$ renk artığı ise $E(U-B)$=0.72$E(B-V)$ bağıntısı kullanılarak $E(U-$

B)=0^m.006 hesaplanır. η Mus-A ile aramızdaki V-bandındaki sönümleme A_v = 3.1 *x E(B-V)*= 3.1 *x* 0^m.008 = 0^m.025 kadardır. Budding ve Demircan (2007)'nın anakol yıldızları için verdikleri renk-sıcaklık arasındaki bağıntı kullanılarak, $(B-V)_0$ = -0.098 rengi için, 12700 K'lik bir etkin yüzey sıcaklığı belirlenmiştir. Bu sıcaklığı birinci bileşenin yüzey sıcaklığı kabul edip sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin ortak çözümüne gidilmiştir. Sistemin model parametrelerinin tayininde Wilson-Devinney (W-D) (Wilson ve Devinney, 1971; Wilson, 1994) yazılımı kullanılmıştır. PHOEBE (Prsa ve Zwitter, 2005) yazılımı, ışık eğrisi ve diferansiyel düzeltme ile fitlerin oluşturulmasında kullanılmıştır. Radyatif atmosferli yıldızlara uygun çekim kararmaları $g_1 = g_2 = 1$ ve tüm ışınım yansıtma katsayıları $A_1 = A_2 = 1$ olarak alınmış ve analiz süresince bu parametreler sabit tutulmuşlardır. *Hipparcos* (Hp) ve Strömgren (uvby) filtreleri için kenar kararma katsayıları van Hamme (1993)'den alınmıştır. Işık eğrilerine yapılan en uygun model fite örnek olarak Şekil 6'da *v* orta bandına yapılan fit gösterilmektedir.

η Mus-A yakın çift sisteminin temel fiziksel parametreleri Tablo 1'de verilmiştir. Dikine hızların ışık eğrilerinin W-D yöntemi ile ortak çözümleri bileşenler arasında 150 K'lik bir sıcaklık farkına işaret etmektedir. He I 5875 Å ve 6678 Å çizgilerine yapılan model atmosfer fitleri de bu sıcaklık farkını doğrulamaktadır. Model atmosfer fitlerinden bulunan sıcaklıklar (renk sıcaklıklarından 470 K daha büyük) B7V tayf türüne işaret etse de Tablo 1'de verilen fiziksel parametreler B7,5V tayf türünü göstermektedir. Yakın çiftin bileşenlerinin sıcaklıklarına uygun tüm ışınım düzeltmeleri Budding ve Demircan (2007)'dan alınmıştır. L_1 ve L_2 mutlak ışıtmaları ve uzaklık modülünü kullanarak η Mus-A için fotometrik uzaklık 103 ± 5 pc hesaplanmıştır. Bu fotometrik uzaklık *Hipparcos* kataloğunda verilen trigonometrik paralakstan hesaplanan uzaklığa (124 ± 9 pc) göre daha küçüktür. η Mus-A sisteminin yaşı bileşenlerin H-R diyagramında izokron çizgileri ile karşılaştırılması sonucunda 16±5 milyon yıl olarak belirlenmiştir. Bulunan bu yaş LCC'nin üyelerinin yaşı ile uyum içindedir.

Tablo 1. η Mus-Aab yakın çift sisteminin bileşenlerine ait mutlak parametreler.

Parametre	*Birinci Bileşen*	*İkinci Bileşen*
$M(M_\odot)$	3.30±0.04	3.29±0.04
$R\ (R_\odot)$	2.14±0.02	2.13±0.02
T (K)	12700±100	12550±300
$log\ L\ (L_\odot)$	2.03±0.03	2.00±0.03
$a\ (R_\odot)$	14.11±0.05	
log g (cgs)	4.293±0.005	4.298±0.005
M_{bol} *(kadir)*	–0.33±0.05	–0.26±0.12
BC	–0.75	–0.66
M_v *(kadir)*	0.42± 0.09	0.47±0.09
d(pc)	103±5	

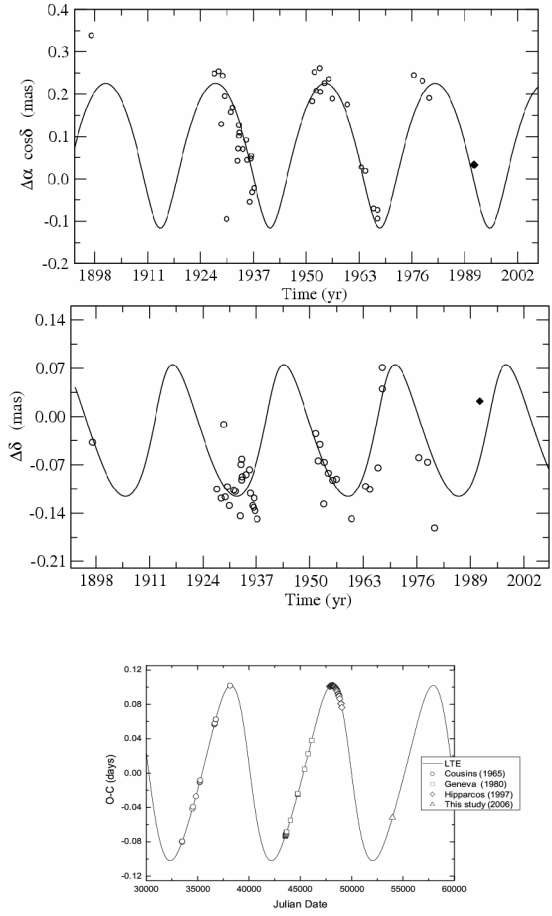
3.2. V831 Centaurus

V831 Cen, (HD114529, HIP64425, HR4975) parlak (V~$4^m.583$), ön tayf türünden (B-V = -0.08; U-B = -0.38; V-I = -0.07; R-I = -0.09; B6V) ve çoklu bir sistem içerisinde bulunan bir yakın çifttir. V831 Cen'in parlaklığı ve renginin belirlenmesi üzerine birçok çalışma yapılmıştır (Schilt ve Jackson, 1949; Egen, 1965; Crawford ve diğ. 1970; Strauss ve Ducati, 1981; Waelkens ve Bartholdi, 1982; de Geuss ve diğ., 1990; Slawson ve diğ., 1992).

Galaktik düzleme yakın bir yerde bulunan (l = 305°.55, b = 2°.85) V831 Cen, IDS 13060-5923 (See 170) AB görsel çift yıldızının parlak bileşenidir. V831 Cen-A ile -B arasındaki ayrıklık 183 mas ve yörünge dönemi ise 27 yıldır. See 170 daha geniş ve çoklu bir sistemin (AB-C = I424, ABC-D = HDO 223; Worley, 1978; Worley ve Dougles, 1997) içinde bulunmaktadır. V831 Cen *Hipparcos* Girdi Kataloğunda (HIC)'da çoklu sistem olarak kayıtlı olduğu halde *Hipparcos* uydusu tarafından bileşenler ayırt edilememiştir. Ancak Falin ve Mignard (1999) *Hipparcos* katalogunda astrometrik olarak çözümlenmemiş sistemleri tekrar ele aldıkları çalışmalarında V831 Cen AB-C yörüngesi için yaklaşık bir çözüm (θ = 7°, ρ = 1.903 as, $\Delta m = 3^m.72$) üretebilmişlerdir.

V831 Cen'in ışık değişimleri ilk olarak Waelkens ve Bartholdi (1982) tarafından duyurulmuştur. Sistemin ışık eğrisi ilk bakışta üçüncü bileşenin ışık katkısından veya küçük yörünge eğimi nedeniyle minimum derinlikleri sığlaşmış bir yakın çift yıldızınkine

benzemektedir. Waelkens ve Bartholdi'nin Geneva fotometrisinde elde ettikleri ışık eğrisinden, daha sonra *Hipparcos* uydusunun fotometrik gözlemlerinden yıldızın basit bir elipsoidal değişimden ziyade tutulum gösterdiği sonucuna varılmıştır. Işık eğrisinin sığ ve sinüs fonksiyonuna benzer bir yapıda olması, tek bir fotometrik model ortaya koymada bir takım zorlukları da beraberinde getirir. Ancak farklı gözlemsel bulguların bir araya getirilmesi ile mantıklı öngörüler yapılabilir.



Şekil 7. *Finsen (1964)'in astrometrik yörünge çözümü (üstteki iki panel), ve fotometrik gözlemlerin Finsen(1964)'in yörünge parametrelerine göre 1956 yılından bugüne ışık zaman eğrisi üzerindeki dağılımı (alt panel).*

Slawson ve diğ. (1992) gökyüzünün Sco-Cen'i de içine alan bir bölgesinde çok sayıda B- ve A-türü yıldızların UBV fotometrik ölçümlerini yapmışlardır. Bu çalışmada V831 Cen'in U-B ve B-V renkleri, sırasıyla, -0.400 ve -0.080 kadir olarak verilmiştir. Yıldız renkleri 12700 K'lik renk sıcaklığına işaret etmektedir. 12700 K'lik sıcaklık Waelkens ve Bartholdi (1982)'nin Geneva fotometrisinden elde

ettikleri kızarmadan arındırılmış renk indeksleri Cramer ve Maeder (1979) kalibrasyon tablolarından belirledikleri 13800 K'lik etkin sıcaklık değerin ve Gulati ve diğ. (1989)'nin yıldızların moröte akıları ile renkleri arasındaki ilişkiden hesapladıkları 14890 K'lik sıcaklıktan oldukça küçüktür. Ancak bu ölçümler arasında, Waelkens ve Bartholdi sıcaklık tahminini, ışık eğrisindeki tutulmaları ve renk değişimlerini dikkate alarak yaptıkları için daha güvenilirdir.

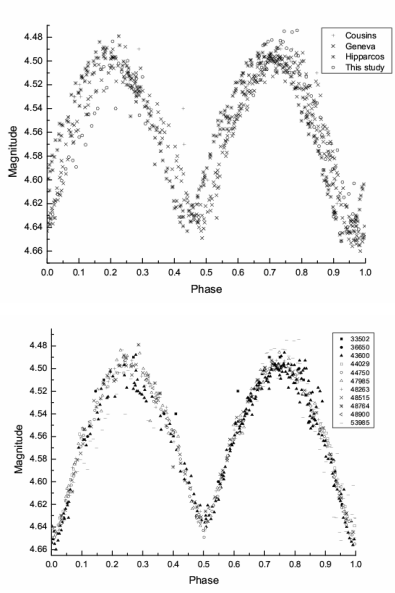
Hipparcos (Perryman 1997) uzaklığı (106 ± 17 pc) ve sistemin koordinatları ($\alpha = 13^h\ 12^m\ 17^s{,}6$; δ = -59° 55' 14",1) sistemi Scorpius-Centaurus (ya da Sco-OB) oymağının sınırları içerisine koyar. de Zeeuw ve diğ. (1999) V831 Cen'in Sco-OB'ye üyeliği için 82% ihtimal vermişlerdir. Kinematik yöntemlerle öngörülen üyelik ihtimalini daha iyi incelemek için V831 Cen'in mutlak parametrelerinin belirlenip bileşenlerinin H-R diyagramındaki konumlarına bakılmalı veya kimyasal bolluğu ile Sco-Cen'deki OB yıldızları arasındaki ilişki incelenmelidir. Ayrıca V831 Cen'in de içinde bulunduğu çoklu sistemin üyelik özelliklerinin belirlenmesi, yıldız oluşum bölgelerinde (YOB) sayıca az olmayan çoklu sistemlerin istatistik çalışmalarına fayda sağlayacaktır.

Campbell (1928) V831 Cen'in bileşenlerini tayf üzerinde belirleyemeyerek yıldızın dikine hızını 12.2 km/s hesaplamıştır. Cucchiaro ve diğ. (1977) B-tayf türleri için mor öte tayfları ile MK tayf sınıflaması arasındaki ilişkiden yararlanarak V831 Cen'in tayfını birinci ve ikinci bileşen için, sırasıyla, B8V ve B9V olarak belirlemiştir. Böylece V831 Cen'in tayfındaki çift çizgi yapısı ilk kez Cucchiaro ve diğ. (1977) tarafından ortaya konulmuştur. Literatürde iki tayfsal çalışma dışında V831 Cen çift sisteminin tayfsal yörüngesinin belirlenmesi üzerine başka bir tayfsal çalışma bulunmamaktadır.

3.2.1. Tayf ve Işık Eğrisi Verisi

V831 Cen'in literatürde 52 yıllık fotometrik gözlemleri mevcuttur. Bu gözlemler Cousins (1956) V-bandı fotometrik verisi, Waelkens ve Bartholdi (1982) tarafından verilen Geneva fotometrisi, Hipparcos uydu verisi ve Mt John'da elde edilen CCD fotometrik verisini içermektedir. Yörünge dönemi ilk olarak Waelkens ve Bartholdi (1982) tarafından belirlenmiştir (P=0.64254±0.00001 gün).

V831 Cen'in astrometrik gözlemlerinin analizi neticesinde B- bileşeni ile 27 yıllık bir yörünge hareketi yaptığı belirlenmiştir (Finsen 1964). Buradan yakın çiftin tüm fotometrik gözlemleri boyunca büyük yörüngeyi iki defa tamamladığı anlaşılıyor. Şekil 7'de Finsen (1963)'ün belirlediği büyük yörüngeden kaynaklanan V831 Cen'in konum değişim grafikleri ile fotometrik gözlemlerin 27 yıllık yörüngede ışık zaman değişimi grafiği üzerinde dağılımı gösterilmektedir. Literatürde var olan ve bu çalışmada elde edilen tüm fotometrik veriler tek bir döneme göre çizdirildiğinde kuşkusuz ışık zaman etkisiniz görmemiz gerekecektir. Bu etki her bir ışık eğrisi veri setinin evrece kayması olarak kendini gösterir (Şekil 8 üst panel) ve ışık eğrisi analizinden önce ışık zaman düzeltmesi yapılması gerekmektedir. Şekil 8'in alt panelinde ışık zaman düzeltmesi sonucunda elde edilmiş ışık eğrisi gösterilmektedir.



Şekil 8. *V831 Cen'in ışık zaman etkisi düzeltilmeden çizdirilmiş ışık eğrisi (üst panel) ile düzeltme yapıldıktan sonra çizdirilmiş ışık eğrisi (alt panel).*

V831 Cen'in tayfsal gözlemleri de η Mus'un gözlemleri gibi Mt John gözlemevinde HERCULES tayfçekeri kullanılarak elde edilmiştir. 2 farklı gözlem döneminde toplam 32 yüksek çözünürlüklü tayf elde edilmiştir. Elde edilen tayfların dikine hız ölçümleri sonucunda birinci bileşenin dikine hız yarı-genliği 188 km/s ikinci bileşenin ise 217 km/s olarak bulunmuştur. Böylece yakın çiftin kütle oranının $q \approx 0.87$ olduğun görülmektedir. Işık ve dikine hız eğrilerinin ortak çözümleri bir sonraki çalışmada ele alınacaktır. Ancak yakın çifte 0.18 as uzakta bulunan uzak bileşenin tayftaki süreklilik katkısı

yakın çiftin bileşenlerinin dikine hızlarının belirlenmesini zorlaştırmaktadır. Bu nedenle bu çoklu sistemin tayftaki bileşenlerini tam olarak ayırabilmek için KOREL gibi tayfın bileşenlerine ayrıştırılması yöntemini kullanmak gerekmektedir. Üçüncü bileşenin tayftaki katkısı ve astrometrik yörünge tayini neticesinde, üçüncü bileşenin 1-2 $M_{\odot}$ kütle aralığında olan bir yıldız beklenmektedir.

Kaynaklar

Bakış V., Bakış H., Eker Z., Demircan O., 2007, MNRAS, 382, 609.
Batten A., 1973, "Binary and multiple systems of stars", Oxford, New York : Pergamon Press
Batten A, Fletcher J. M. ve MacCarthy D. G., 1989, Publications of the Dominion
Astrophysical Observatory, 17, 1.
Berghöfer T. W., Schmitt J. H. M. M., 1994, A&A, 292, L5.
Berghofer T. W., Schmitt J. H. M. M., Danner R., Cassinelli J. P., 1997, A&A, 322, 167.
Blaauw A., 1964, ARA&A, 2, 213.
Blaauw, A., 1991, The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution, NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, Vol. 342, held in Agia Pelagia, Crete, Greece, May 27th - June 8th, Dordrecht: Kluwer, 1991, edt. Charles J. Lada & Nikolaos D. Kylafis., p.125.
Bodenheimer P., 1992, IAUS, 151, 9.
Boss A. P., 1993, ASSL, 177, 355.
Brown A. G. A., 1996, Ph.D. Thesis, Thesis Publishers, Amsterdam.
Brown A. G. A., Blaauw A., Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J. ve de Zeeuw P. T., 1999, OB Associations. in The Origin of Stars and Planetary Systems, Eds.: Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis, Kluwer Academic Publishers, 411.
Budding E. ve Demircan O., 2007, Introduction to Astronomical Photometry, 2nd edition, Cambridge Univ. Pres, Cambridge.
Buscombe W. ve Morris P. M., 1961, MNRAS, 123, 183.
Campbell L., 1928, Lick Obs. Publ., 16, 195.
Cousins, A. W. J., 1960, MNSSA, 19, 56.

Cramer N. ve Maeder A., 1979, A&A, 78, 305.
Crawford D. L., Barnes J. V. ve Golson J.C., 1970, AJ, 75, 624.
Cucchiaro A., Macau-Hercot D., Jaschek M., Jaschek C., 1977, A&AS, 30, 71.
de Bruijne Jos H. J., 1999, MNRAS, 310, 585.
de Geus E., Lub J., de Zeeuw T., 1986, ESO Messenger, (ISSN 0722-6691), 7.
de Geus E.J., Lub J. ve van de Grift E., 1990, A&AS, 85, 915.
de Zeeuw P. T., Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Blaauw A., 1999, AJ, 117, 354.
Duquennoy A., Mayor M., 1991, A&A, 248, 485.
Eggen O.J., 1965, AJ, 70, 19.
Eggen O. J. ve Lynga G., 1968, ApJ, 153, 195.
Falin J.L. ve Mignard F., 1999, A&AS, 135, 231.
Fekel F. C., 1999, ASPC, 185, 378.
Finsen, W.S., 1964, Republic Obs. Circ. 7, 59.
Grillo F., Sciortino S., Micela G., Vaiana G. S., Harnden F. R. Jr., 1992, ApJS, 81, 795.
Gulati R.K., Malagnini M.L. ve Morossi C., 1989, A&ASS, 80, 73.
Heintz W. D., 1969, JRASC, 63, 275.
Hensberge H., Nitschelm C., Bouzid Y. M. ve 7 ortak yazar, 2003, in Open Issues in Local Star Formation, Eds.: Jacques Luine and Jane Gregorio-Hetem, Astrophysics and Space Science Library, 299.
Hensberge H., Nitschelm C., Olsen E.H. ve 9 ortak yazar, 2007, MNRAS, 379, 349.
Hoogerwerf R., Aguilar Luis A., 1999, MNRAS, 306, 394.
Hubrig S. ve Mathys G., 1996, A&AS, 120, 457.
Hubrig S., Le Mignant D., North P., Krautter J., 2001, A&A, 372, 152.
Johnson H. L. ve Morgan W. W., 1953, ApJ, 117, 313.
Kouwenhoven M. B. N., Brown A. G. A., Kaper L., 2007, A&A, 464, 581.
Kouwenhoven M. B. N., Brown A.G.A., Portegies Zwart S.F., Kaper L.,2007b, A&A, 474,77.
Koehler R., Leinert Ch., Zinnecker H., 2000, AAS, 197, 1005.
Levato H., Malaroda S., Morrell N., Solivella G., 1987, ApJS, 64, 487.

Leinert Ch., Zinnecker H., Weitzel N., Christou J., Ridgway S. T., Jameson R., Haas M., Lenzen R., 1993, A&A, 278, 129.
Lindroos K. P., 1983, A&AS, 51, 161.
Manfroid J., Sterken C., Bruch A. ve 17 ortak yazar, 1991, A&AS, 87, 481.
Medici A. ve Hubrig S., 2000, IBVS, 4827, 1.
Moffat A.F.J. ve Seggewiss W., 1977, A&A, 54, 607.
Nitschelm C., 2003, ASSL, 299, 16.
Nitschelm C., David M., Rezende Landin N., Bakış V., Hensberge H., 2008, ESO workshop on Star Formation Accross the Milkyway, Santiago de Chile, March 3-6, 2008.
Perrot C. A., Grenier I. A., 2001, ICRC, 6, 2419.
Perryman M. A. C., ESA, 1997, ESA Publications Division, 1997, Series: ESA SP Series v1200, ISBN: 9290923997
Prsa A. ve Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426.
Sartori M. J., Lépine J. R. D.; Dias W. S., 2003, A&A, 404, 913.
Schilt J. ve Jackson C., 1949, AJ, 55, 9.
Sterken C., Manfroid J., Anton K. ve 23 ortak yazar, 1993, A&AS, 102, 79.
Strauss F.M. ve Ducati J.R., 1981, A&ASS, 44, 337.
Slawson R.W., Hill R.J. ve Landstreet J.D., 1992, ApJS, 82, 117.
Tokovinin A. A., 1997, A&AS, 124, 75.
van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096.
van Paradijs J., van Amerongen S., Damen E. ve van der Woerd H., 1986, A&AS, 63, 71 .
Verschueren W., David M., Brown A. G. A., 1996, 90, 131.
Waelkens C. ve Bartholdi P., 1982, A&A, 108, 51.
Wilson R. E. ve Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605.
Wilson R. E., 1994, PASP, 106, 921.
Worley C.E., 1978, Publications of the United States Naval Observatory, 24, 1.
Worley C.E. ve Dougles G.G., 1996, A&AS, 125, 523.

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ TAYFSAL SÖNÜMLEME EĞRİSİ, g′r′i′ FOTOMETRİK SÖNÜMLEME ve ALETSEL DÖNÜŞÜM KATSAYILARI

H.Gökhan GÖKAY[1], Birol GÜROL[2], S.Hande GÜRSOYTRAK[3], Yahya DEMİRCAN[4], Ethem DERMAN[5]

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara, [1]Tel:312.2126720/1350, e-posta:ggokay@science.ankara.edu.tr

[2]Tel:312.2126720/1313, e-posta:gurol@science.ankara.edu.tr

[3] e-posta:handegursoytrak@gmail.com

[4] Tel:312.2126720/1352, e-posta:demircan@ankara.edu.tr

[5] Tel:312.2126720/1319, e-posta:ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet

M67 yaşlı açık yıldız kümesi 18-22 Aralık 2007 tarihleri arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) RTT150 teleskobu kullanılarak gözlenmiştir. Fotometrik gözlemler g'r'i' filtrelerinde yapılmıştır. Aynı bölgede belirlenen bazı standart yıldızlar ile 20 tane küme üyesi yıldızın tayfsal gözlemi TFOSC #14 optik ağı kullanılarak gözlenmiştir. Gözlemsel veriler IRAF programında indirgenmiş ve analizi gerçekleştirilmiştir. Analizlerimizin sonucunda TUG'a ait tayfsal sönümleme eğrisi, g′r′i′ bantlarındaki sönümleme ve aletsel dönüşüm katsayıları hesaplanmıştır.

Anahtar Kelimeler: Yıldız kümesi: M67, gözlemevi: TUG

Abstract

Photometric and spectroscopic observations of the old open star cluster M67 obtained by RTT150 telescope located in TUBITAK National Observatory (TUG) during 2007 December the 18-22nd. Photometric observations done with

g′r′i′ filters. Spectroscopic observations of selected standard stars and 20 pre-selected objects done with TFOSC #14 grating. The observations reduced and analyzed with IRAF and obtained spectroscopic extinction curve, the extinction and instrumental tranformation coefficients of g′r′i′ filters to the standard system are derived.

Key Words: Star cluster: M67, observatory: TUG

1.Giriş

Fotometrik gözlemlerde mukayese yıldızı, değişimi gözlenmek istenen yıldız ile farklı ufuk yüksekliklerinde bulunuyor ise atmosferik sönümleme düzeltmesi önemli hale gelir. Farklı ufuk yüksekliklerinde bulunan cisimlerden gelen ışınlar yer atmosferinde ışığın katettiği yol ve dalgaboyuna bağlı olarak farklı miktarlarda soğrulduktan sonra gözlemciye ulaşır. Soğrulma miktarlarındaki bu farklılığın düzeltilmesi daha doğru gözlemsel verilerin elde edilebilmesi için önemlidir.

Atmosferik sönümleme etkisinin dalgaboyuna göre değişimi yerel gözlem koşullarına, gözlenen cismin enerji dağılımına ve ışığın yer atmosferinde aldığı yola bağlıdır. Bu etkinin görülebildiği en uygun gözlemler büyük bir dalgaboyu aralığına dağılmış tayfsal gözlemlerdir. Çeşitli gözlemevlerinin yayınladıkları sönümleme eğrileri incelendiğinde atmosferik sönümleme etkisinin kısa dalgaboylarında yüksek ve uzun dalgaboylarında ise düşük değerlere sahip olduğu bilinmektedir. Karakteristik olarak atmosferik sönümleme değerlerinin benzer değişim göstermesine rağmen gözlemevlerinin konumu, gözlemlerin yapıldığı koşullar bu değişimin yapısında az da olsa değişimlere neden olabilmektedir. Özellikle tayfsal gözlemlerin akı kalibrasyonu gerçekleştirilmek istendiğinde atmosferik sönümleme etkisinin iyi bir şekilde modellenmesi ve giderilmesi gerekmektedir.

Bu çalışmada, Tübitak Ulusal Gözlemevi'ne ilişkin g′, r′ ve i′ filtrelerindeki sönümleme katsayıları ile standart sisteme dönüşüm katsayıları ve atmosferik sönümleme etkisinin değişimi incelenmiştir.

2. Gözlemler

Fotometrik ve tayfsal gözlemler TUG_RTT150.07.52 numaralı proje kapsamında Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde 18 – 24 Aralık 2007 tarihleri arasında RTT150 teleskobu ile gerçekleştirilmiştir. Fotometrik gözlemlerimiz 18-22 Aralık 2007 tarihlerinde yapılmıştır. M67 yaşlı açık yıldız kümesinin merkez bölgesi, g′r′i′ filtrelerinde 5 saniye poz süresi ile gözlenmiştir.

Tayfsal gözlemlerimiz TFOSC tayfçekeri ve #14 numaralı grism kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Sönümleme eğrisinin belirlenmesinde 18 Aralık 2007 tarihinde 3 kez tayfsal gözlemi alınan HD84937 akı standardı kullanılmıştır.

3. Analizler

Fotometrik dönüşüm katsayılarının belirlenebilmesi için Clem, vandenBerg, Stetson (2007) tarafından verilen ikincil ugriz standart yıldızları kataloğu kullanılmıştır. Bu katalogdaki 29, 43, 71, 96, 101, 114, 124, 223, 243, 288 numaralı yıldızlar seçilmiştir.

Fotometrik gözlemlerimiz için IRAF programında kalabalık alan fotometrisi yapılmıştır. Toplam beş ayrı gözlem gecesine dağılmış gözlemlerimiz için elde edilen aletsel parlaklık değerleri ve standart parlaklık değerleri kullanılarak yine IRAF programı yardımıyla aşağıdaki denklem sistemi kullanılarak standart sisteme dönüşüm katsayıları çözülmüştür.

$$g'_{aletsel} = g' + a_g + b_g[(g'-r') - (g'-r')_{zero}] + c_g[(g'-r') - (g'-r')_{zero}][X - X_{zero}] + k_g X$$

$$r'_{aletsel} = r' + a_r + b_r[(r'-i') - (r'-i')_{zero}] + c_r[(r'-i') - (r'-i')_{zero}][X - X_{zero}] + k_r X$$

$$i'_{aletsel} = i' + a_i + b_i[(r'-i') - (r'-i')_{zero}] + c_i[(r'-i') - (r'-i')_{zero}][X - X_{zero}] + k_i X$$

Hesaplamalar sırasında hava kütlesinin sıfır noktası için (X_{zero}=1.3) kullanılmıştır. "a" katsayısı gecelik kayma miktarı olarak bilinmektedir. "b" ve "c" aletsel dönüşüm katsayıları olarak adlandırılmaktadır. Son olarak "k" ile gösterilen terim atmosferik sönümleme katsayısını ifade etmektedir. $(g'-r')_{zero}$ ve $(r'-i')_{zero}$ sabitleri, fit işlemi sırasında kolaylık olması için sırasıyla 0.53 ve 0.21 olarak alınmıştır. Kullanılan dönüşüm denklemleri Gunn vd (2001) tarafından verilmiştir. Çözümlerimizin sonucu Çizelge 1'de hataları ile birlikte verilmiştir.

***Çizelge 1**: g'r'i' filtrelerindeki standart sisteme dönüşüm katsayıları ve hataları*

Katsayı	Değer	Hata	Katsayı	Değer	Hata	Katsayı	Değer	Hata
a_g	1.356	0.009	a_r	1.405	0.014	a_i	1.830	0.018
b_g	-0.017	0.003	b_r	0.124	0.011	b_i	0.317	0.016
c_g	0.004	0.021	c_r	0.086	0.084	c_i	0.398	0.116
k_g	0.178	0.007	k_r	0.135	0.011	k_i	0.080	0.014

Tayfsal gözlemlerimiz, IRAF programında indirgenmiştir. Dalgaboyu kalibrasyonu, aynı gözlem gecesi alınmış olan helyum lambası kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Önce IRAF'ın veri tabanındaki spektrofotometrik gözlemler ile karşılaştırılarak HD84937 yıldızı için duyarlılık eğrisi elde edilmiştir. Bu değerler kullanılarak elde edilen sönümleme eğrisine ilişkin değerler Çizelge 2'te verilmiştir.

***Çizelge 2:** TUG için HD84937 standart yıldızı kullanılarak hesaplanan tayfsal sönümleme eğrisi sonuçları.*

Dalgaboyu	Sönümleme	Dalgaboyu	Sönümleme	Dalgaboyu	Sönümleme	Dalgaboyu	Sönümleme
3914.13	0.406	4497.83	0.263	5081.53	0.183	5665.23	0.146
3937.48	0.402	4521.18	0.258	5104.88	0.181	5688.58	0.148
3960.83	0.397	4544.53	0.254	5128.23	0.180	5711.93	0.151
3984.18	0.392	4567.88	0.249	5151.57	0.178	5735.27	0.153
4007.52	0.387	4591.22	0.246	5174.92	0.176	5758.62	0.155
4030.87	0.381	4614.57	0.243	5198.27	0.175	5781.97	0.157
4054.22	0.374	4637.92	0.239	5221.62	0.173	5805.32	0.158
4077.57	0.367	4661.27	0.236	5244.97	0.171	5828.67	0.159
4100.92	0.360	4684.62	0.233	5268.31	0.169	5852.01	0.159
4124.26	0.353	4707.96	0.230	5291.66	0.167	5875.36	0.159
4147.61	0.346	4731.31	0.227	5315.01	0.164	5898.71	0.158
4170.96	0.338	4754.66	0.224	5338.36	0.162	5922.06	0.157
4194.31	0.330	4778.01	0.220	5361.71	0.160	5945.41	0.156
4217.66	0.322	4801.35	0.217	5385.05	0.157	5968.75	0.155
4241.00	0.314	4824.70	0.214	5408.40	0.154	5992.10	0.153
4264.35	0.307	4848.05	0.211	5431.75	0.152	6015.45	0.152

4287.70	0.303	4871.40	0.207	5455.10	0.149		
4311.05	0.298	4894.75	0.204	5478.45	0.146		
4334.40	0.294	4918.10	0.201	5501.79	0.144		
4357.74	0.290	4941.44	0.197	5525.14	0.141		
4381.09	0.285	4964.79	0.194	5548.49	0.140		
4404.44	0.281	4988.14	0.191	5571.84	0.139		
4427.79	0.276	5011.49	0.188	5595.19	0.140		
4451.14	0.272	5034.83	0.186	5618.53	0.142		
4474.48	0.267	5058.18	0.184	5641.88	0.144		

4. Sonuç

Tübitak Ulusal Gözlemevi için fotometrik olarak g′r′i′ filtrelerinde ve tayfsal olarak standart yıldız gözlemleri kullanılarak sönümleme değerleri belirlenmiştir. Bu çalışma, "Yaşlı Açık Kümelerdeki Parlak Moröte Kaynakların Fotometrik ve Tayfsal Analizi" konulu ve halen devam eden doktora çalışmasının bir yan ürünüdür. Bu sayede henüz belirlenmemiş olan ve yukarıda değerleri verilen sönümleme değerlerinin tespiti yapılmıştır.

5. Kaynaklar

Clem J. L., VandenBerg D. A., Stetson P. B. 2007, *AJ,* 134 1890-1900

Gunn, J. E., Hogg, D., Finkbeiner, D., Schlegel, D., 2001, "A Redefinition of the SDSS Photometric System I: Principles and Defining Equations", http://www.sdss.org/dr3/algorithms/jeg_photometric_eq_dr1.html

(1) http://www.tug.tubitak.gov.tr/~murat/web/tug_istatistik_2004.html

(2) http://www.ls.eso.org/lasilla/atm_ext/html/1995photomap.html

(3) http://www.ast.cam.ac.uk/~dwe/SRF/camc_extinction.html

M67 KÜMESİNDE SEÇİLMİŞ BAZI BLUE STRAGGLERS'LARIN TAYF TÜRLERİNİN BELİRLENMESİ

D.Çoker[1], G.Gökay[2], S.H.Gürsoytrak[3], B.Gürol[4], E.Derman[5]

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan ANKARA 06100 [1]Tel:(312)2126720/1350 e-posta: denizcoker@gmail.com
[2]Tel:(312)2126720/1350 e-posta: ggokay@science.ankara.edu.tr
[3]Tel:(312)2126720/1350 e-posta: handegursoytrak@gmail.com
[4]Tel:(312)2126720/1313 e-posta: gurol@science.ankara.edu.tr
[5]Tel:(312)2126720/1319 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet

Bu çalışmada M67 Açık Yıldız Kümesi'nde seçilmiş bazı "blue stragglers" türü yıldızların tayf türleri belirlenerek literatür ile karşılaştırılmıştır. Seçilmiş olan yıldızlar için literatürde verilen tayf türleri ile bizim belirlediğimiz tayf türleri arasında büyük oranda uyumun bulunduğu görülmüştür. Tayfsal gözlemlerimiz TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan RTT150 teleskopu'na bağlı TFOSC tayfçekeri kullanılarak 18 Aralık 2007 tarihinde Grism 6 #14 ile alınmış yarık tayflarından oluşmaktadır. Gözlemler IRAF programı kullanılarak indirgenmiştir. Tayf türü belirlenmesi işlemi ise çizgi profilinin ve enerji dağılımının literatürde bulunan tayfsal kütüphanelerde yer alan standart yıldızların tayflarıyla karşılaştırılmasıyla gerçekleştirilmiştir.

Anahtar Kelimeler: M67 Açık Yıldız Kümesi, Tayf Türü, Yıldızlar: HIP43465, TYC814-1881-1, TYC814-1205-1, TYC814-1911, TYC814-2087.

Abstract

In this study we obtained spectral types of some selected "blue stragglers" located at M67 Open Cluster. We obtained a close match between our spectral classification and the types published in the literature for the same stars. Spectral

observations were obtained at TUBITAK National Observatory (TUG) by using RTT150 (Grism 6 #14) telescope during 18 December 2007. The observations were reduced by IRAF. The spectral classification was made by comparison of line profile and spectral energy distrubution by the different spectra taken from spectral libraries.

Key Words: Open Cluster: M67, Spectral Classification, Stars (individual): HIP43465, TYC814-1881-1, TYC814-1205-1, TYC814-1911, TYC814-2087.

7. Giriş

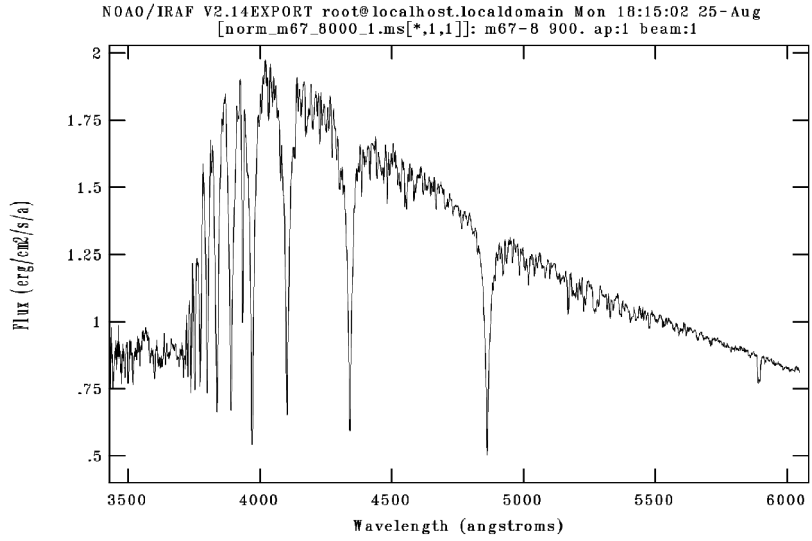
Bu çalışmada M67 kümesinde bulunan seçilmiş bazı yıldızların tayf türlerinin belirlenmesi işlemi tayf türü bilinen yıldızların tayfları ile karşılaştırma yöntemi kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Seçilmiş olan yıldızların bazıları için literatürde tayf türü bilgisi bulunduğundan bu çalışma ile tayf türü sınıflandırmasının doğru olup olmadığını denetlemek mümkün olmuştur.

Karşılaştırma işlemi IRAF [1] programına ilave olarak eklenebilen GUIAPPS arayüzü kullanılarak gerçekleştirilmiştir. GUIAPPS paketinin temel özelliği aynı anda birden fazla tayfsal veri üzerinde sürekliliğin belirlenebilmesi, tayfların üst üste çizilebilmesi ve karşılaştırma işlemlerinin gerçekleştirilebilir olmasıdır. Ayrıca tayfsal görüntüler ile aritmetik işlemler yapabilmek amacıyla IRAF programında bulunan SARITH taskı bu çalışmada sıkça kullanılmıştır. Tayfsal kütüphanelerde bulunan yıldız tayflarına ilişkin ayırma gücü değerleri kendi gözlemlerimiz ile uyumlu hale getirmek amacıyla standart yıldızlara ilişkin tayfsal gözlemler kullanılarak hangi oranda ayırma gücü değerlerinin düşürülmesi gerektiği belirlenmiş ve tayfsal karşılaştırmalar bu işlemin ardından gerçekleştirilmiştir.

8. Gözlemler

Bu çalışmada kullanılan gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan RTT150 teleskopu ve ona bağlı TFOSC (Sönük Nesne Tayfçeker Kamerası) kullanılarak 18 Aralık 2007 tarihinde gerçekleştirilmiştir. Tayf türü belirlemesi işlemi için Grism6 #14 tercih edilmiştir (slit türü).

Çalışmada toplam 5 adet yıldız ve 2 adet standart yıldız gözlemi kullanılmıştır. Gözlemler IRAF programı kullanılarak önce bias etkisinden arındırılmış fakat dark görüntüsü kullanılmamıştır. Overscan ve Trim işleminden sonra flat düzeltmesi gerçekleştirilmiştir. Dalgaboyu kalibrasyonu HeNe lamba tayfı kullanılarak gerçekleştirilmiş fakat özellikle kısa dalgaboyları (Balmer Süreksizliği civarında) için kalibrasyonun çok iyi gerçekleştirilemediği görülmüştür. Tayfsal gözlemler üzerinde gerekli hız düzeltmeleri gerçekleştirilmiştir. Ayrıca gözlemler sırasında alınan HD84937 standart yıldızı kullanılarak akı kalibrasyonu gerçekleştirilmiştir. Tayfsal kütüphane (CFLIB)'de bulunan yıldız tayfları ile karşılaştırma gerçekleştirmeden önce tayflarımız 5550Å dalgaboyundaki akı değerine bölünmüştür. Şekil 1'de indirgemesi gerçekleştirilmiş M67-8000 olarak isimlendirdiğimiz TYC814-1911-1 yıldızının tayfı verilmiştir.



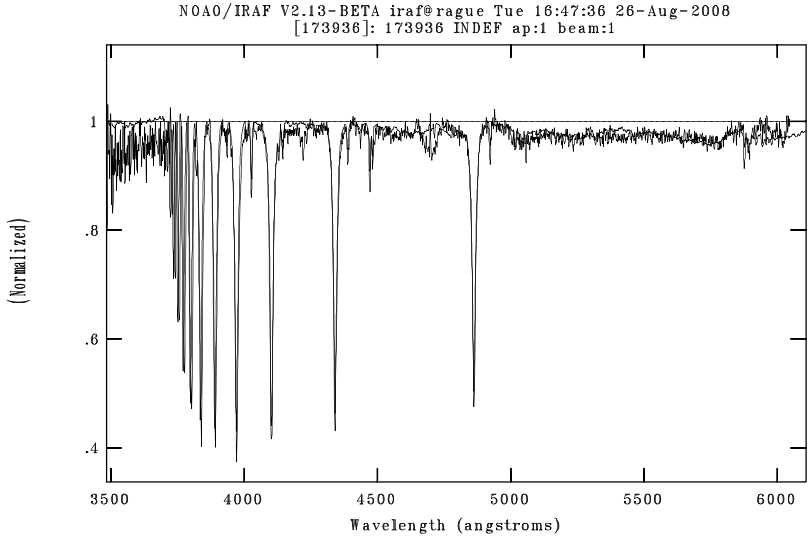
Şekil 1. *M67 yıldız kümesinin elemanlarından biri olan TYC814-1911-1 yıldızının dalgaboyu kalibrasyonu, hız düzeltmesi ve akı kalibrasyonu gerçekleştirilmiş tayfı.*

9. Tayf Türü Belirlenen Yıldızların Özellikleri

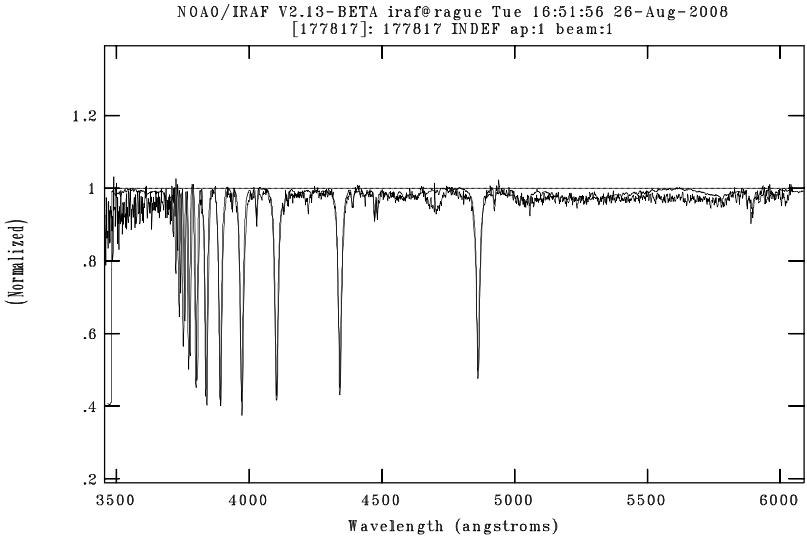
3.1 TYC814-1795-1 (HIP43465)

Sağ açıklığı 08^{sa} 51^{dk} 11.76^{sn} ve dik açıklığı $+11^{\circ}$ $45'$ $22.0''$ olan M67 yıldız kümesi üyesi TYC814-1795-1'in B bandı parlaklığı 9.88 kadir ve V bandı parlaklığı da 9.93 kadirdir. Tayf türü SIMBAD [2] veritabanında B8V olarak verilmiştir.

Şekil 2 ve 3'de TYC814-1795-1 yıldızının ve CFLIB [3] tayfsal kütüphanesinde bulunan tayflar ile karşılaştırılması sonucunda yıldızın B6V veya B7V tayf türünden olduğu belirlenmiştir. Tayfsal karşılaştırmanın daha kolay olabilmesi amacıyla tayflar sürekliliğe normalize edilmiş ve karşılaştırma bu şekilde gerçekleştirilmiştir. Seçilen her iki tayf hemen hemen üst üste çakışmaktadır fakat B8V tayf türünden daha erken tayf türlerinin daha uygun olduğu yaptığımız karşılaştırmalar sonucunda ortaya çıkmıştır.



Şekil 2. *B6V tayf türünden bir yıldızla TYC814-1795-1 yıldızının tayflarının sürekliliğe normalize edilmesiyle gerçekleştirilen karşılaştırması. Tayflar üst üste çizilmiştir.*

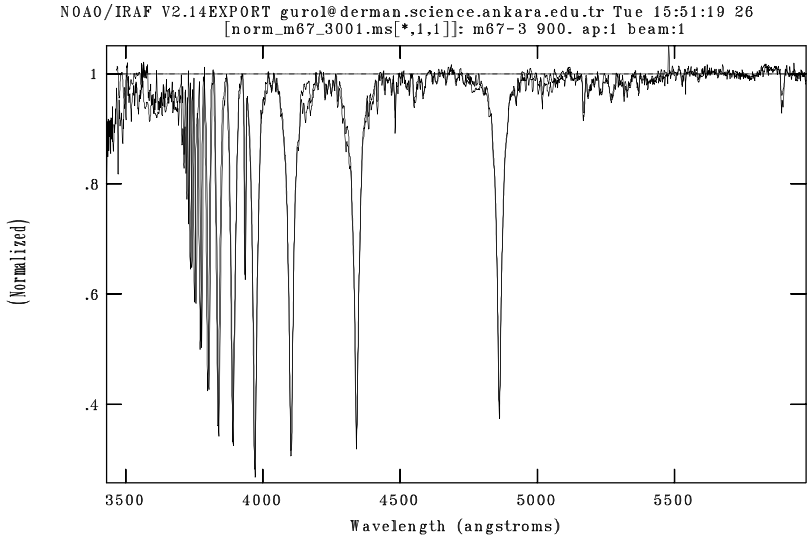


Şekil 3. *B7V tayf türünden bir yıldızla TYC814-1795-1 yıldızının tayflarının sürekliliğe normalize edilmesiyle gerçekleştirilen karşılaştırması. Tayflar üst üste çizilmiştir.*

3.2 TYC814-1881-1

Sağ açıklığı 08 ^{sa} 52 ^{dk} 10.72 ^{sn} ve dik açıklığı +11° 44′ 05.1″ olan M67 yıldız kümesi üyesi TYC814-1881-1'in B bandı parlaklığı 10.88 kadir ve V bandı parlaklığı da 10.9 kadirdir. Tayf türü SIMBAD veritabanında A3 olarak verilmiştir.

CFLIB kütüphanesinde bulunan farklı tayf türünden yıldızların tayfları ile yaptığımız karşılaştırmalar sonucunda yıldızın tayf türünün A3V ile uyumlu olduğu belirlenmiştir. Şekil 4'de bu yıldızın A3V tayf türünden bir yıldızın tayfı ile karşılaştırılması verilmiştir.

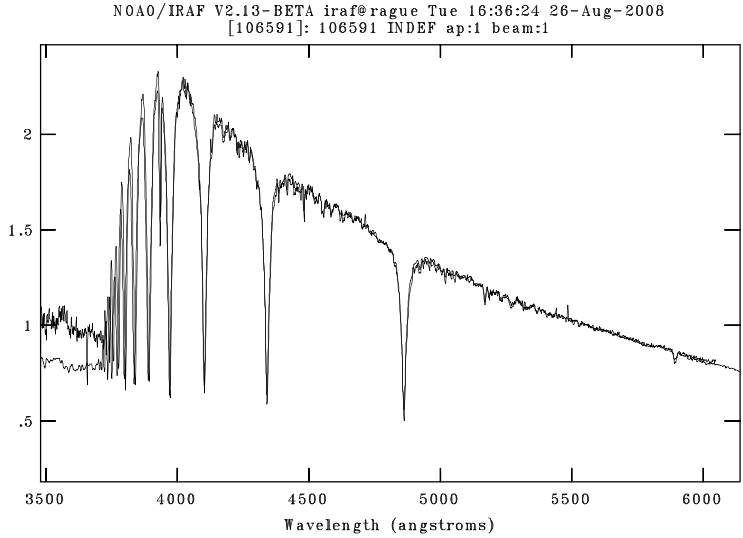


Şekil 4. *A3V tayf türünden bir yıldızla TYC814-1881-1 yıldızının tayflarının sürekliliğe normalize edilmesiyle gerçekleştirilen karşılaştırması. Tayflar üst üste çizilmiştir.*

3.3 TYC814-1205-1

Sağ açıklığı 08 ^{sa} 51 ^{dk} 27.02 ^{sn} ve dik açıklığı +11° 51′ 52.5″ olan M67 yıldız kümesi üyesi TYC814-1205-1'in B bandı parlaklığı 10.94 kadir ve V bandı parlaklığı da 10.8 kadirdir. Tayf türü SIMBAD veritabanında A2V olarak verilmiştir.

Yıldızın tayfsal karşılaştırması bu örnekte sürekliliğe normalize edilmeden gerçekleştirilmiştir. Bu örnekte akı kalibrasyonunun ne oranda doğru yapılabildiği açık bir şekilde görülebilmektedir. Tayfsal karşılaştırma sonucunda yıldızın tayf türü A3V olarak belirlenmiştir. Şekil 5'de bu yıldızın A3V tayf türünden bir yıldızla olan karşılaştırması verilmiştir. Süreklilik ve çizgi derinliklerine ilişkin uyumun iyi olduğu görülmektedir.

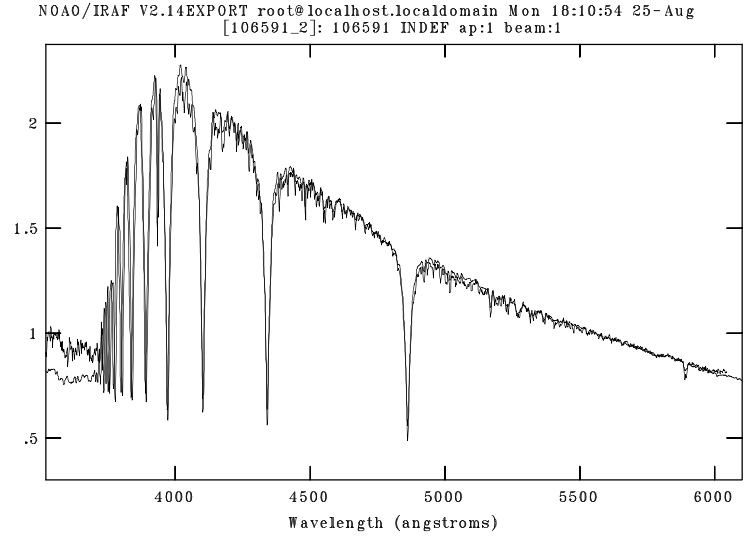


Şekil 5*. A3V tayf türünden bir yıldızla TYC814-1205-1 yıldızının üst üste çizilerek yapılmış karşılaştırılması.*

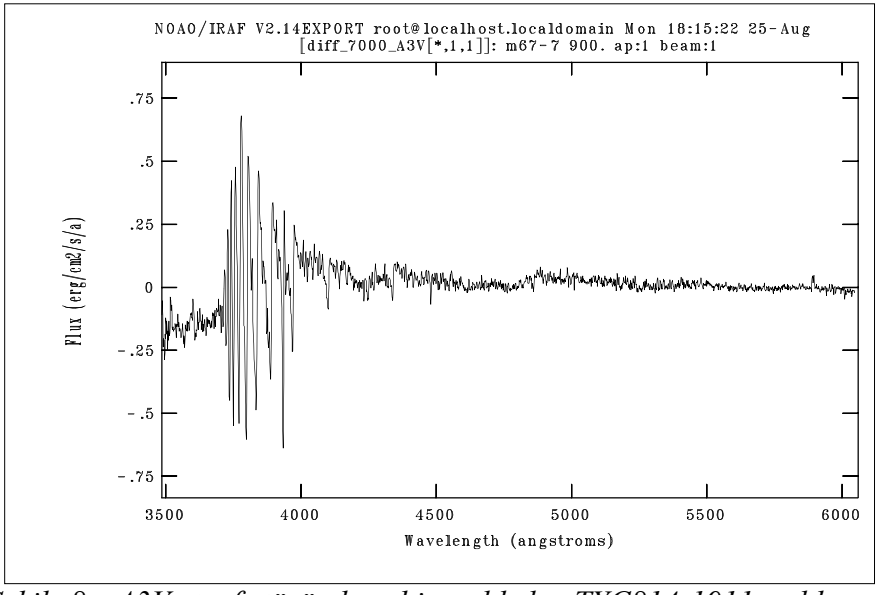
3.4 TYC814-1911

Sağ açıklığı 08 ^{sa} 51 ^{dk} 26.4 ^{sn} ve dik açıklığı +11° 43′ 50.7″ olan M67 yıldız kümesi üyesi TYC814-1911'in V bandı parlaklığı 11.03 kadirdir. Tayf türü bilinmemektedir.

Yıldızın tayfının karşılaştırılması ile A3V tayf türünden bir yıldız olduğu belirlenmiştir. Şekil 7'de bu yıldızın A3V tayf türünden bir yıldızla olan karşılaştırması verilmiştir. Şekil 8'de ise bu karşılaştırma sonucunda her iki tayfın birbirinden olan farkı verilmiştir. Şekil 8'den genel olarak farkın kısa dalgaboyları hariç iyi olduğu görülmektedir. Fazla saçılmanın olduğu bölge dalgaboyu kalibrasyonunun iyi gerçekleştirilemediği bölgedir. Bu bölgedeki bulunan çizgiler küçük kaymalar gösterdiğinden farkları aşırı saçılma göstermektedir. Görsel inceleme sonucunda bu bölgedeki çizgilerin şiddet ve yapı olarak birbirine çok benzer olduğu görülmüştür.



***Şekil** 7. A3V tayf türünden bir yıldızla TYC814-1911 yıldızının üst üste çizilerek yapılmış karşılaştırılması.*

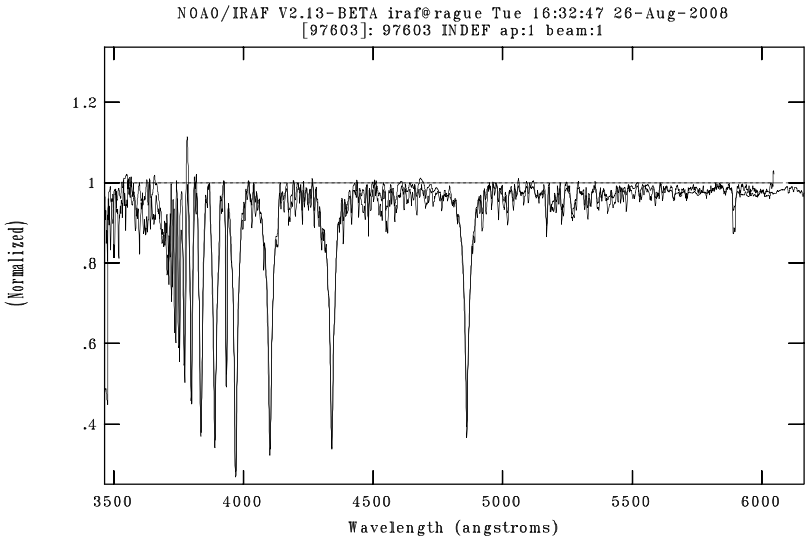


Şekil 8. A3V tayf türünden bir yıldızla TYC814-1911 yıldızının tayflarının birbirinden çıkartılmasıyla elde edilen fark.

3.5 TYC814-2087

Sağ açıklığı 08 ^{sa} 51 ^{dk} 32.58 ^{sn} ve dik açıklığı +11° 48′ 52.1″ olan M67 yıldız kümesi üyesi TYC814-2087'nin V bandı parlaklığı 10.74 kadirdir. Tayf türü bilinmemektedir.

Tayfsal karşılaştırma sürekliliğe normalize edilerek gerçekleştirilmiştir. Yıldızın tayf türü A4V olarak belirlenmiştir. Şekil 9'da bu yıldızın A4V tayf türünden bir yıldızla olan karşılaştırması verilmiştir. Soğurma çizgilerinin şiddetleri hemen hemen örtüşmektedir.



Şekil 9. *A4V tayf türünden bir yıldızla TYC814-2087 yıldızının sürekliliğe normalize edilmesiyle gerçekleştirilen karşılaştırması. Tayflar üst üste çizilmiştir.*

4 Sonuçlar ve Tartışma

M67 Açık Yıldız Kümesi'nde seçilmiş bazı "blue stragglers" türü yıldızların tayf türlerinin belirlenmesi işlemi Kitt Peak Ulusal Gözlemevi'nde 0.9 metrelik Coude Feed teleskobu ile alınmış 1273 adet yıldızın tayfı ile oluşturulan cflib kütüphanesi ile karşılaştırılarak yapılmıştır. Yüksek çözünürlüğe sahip bu tayfsal gözlemlerin TFOSC Slit tayfları ile karşılaştırması yapılmadan önce Gausian türü bir işlem ile çözünürlüğü azaltılmalıdır. Bu çalışmada akı kalibrasyonu gerçekleştirilmeden sürekliliğe normalize işlemi ile karşılaştırma

yapılarak ilgili yıldızların tayf türlerinin belirlenebileceği gösterilmiştir.

Tayf türü daha önce bilinen yıldızların (TYC814-1795-1, TYC814-1881-1 ve TYC814-1205-1) tayf türlerini kullanılan tayfsal karşılaştırma yöntemi ile başarılı bir şekilde elde edilebildiği görülmüştür. Literatürde tayf türü bilgisi bulunmayan TYC814-1911 ve TYC814-2087 yıldızlarının da tayf türlerinin yeteri doğrulukta bu çalışma ile belirlendiğini düşünmekteyiz.

KAYNAKLAR

[1] 'IRAF', http://iraf.noao.edu/
[2] 'SIMBAD Veritabanı', http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/
[3] Valdes, Francisco; Gupta, Ranjan; Rose, James A.; Singh, Harinder P.; Bell, David J., 2004, ' The Indo-US Library of Coudé Feed Stellar Spectra ', *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 152:251–259

HgMn YILDIZLARININ TEMEL PARAMETRELERİ VE YAYILMA MEKANİZMASININ BU PARAMETRELERE BAĞLILIĞI

Suzan DOĞAN, Mutlu YILDIZ
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir
e-posta: suzan.dogan@mail.ege.edu.tr

Özet

Bu çalışmada Civa-Mangan (HgMn) yıldızlarında yayılma işleminin yıldızların fiziksel parametreleri ve yaşına olan bağlılığı incelenmiştir. Bu amaçla, yıldızların gözlemsel verilerinin modellerle karşılaştırılması yoluyla, tek olduğu bilinen HgMn yıldızlarının temel özellikleri (kütle, yarıçap, ışınım gücü, etkin sıcaklık, bolometrik düzeltme) ve yaşları hesaplandı. Ardından, Hg ve Mn bolluklarının yıldız kütlesi, yaşı ve etkin sıcaklığıyla olan değişimi irdelendi. Hg bolluğu ile yaş arasında ilk kez bir ilişki elde edildi. Tuhaf yıldızlarda yayılma işleminin zamana bağlılığı, bu tip yıldızlarda element bolluğundan yıldızın yaşını belirleme açısından büyük önem taşımaktadır. Ayrıca, HgMn yıldızlarının modelin (normal yıldızların) (B-V)-T_e ilişkisinden farklı bir (B-V)-T_e ilişkisine sahip olduğu bulundu. Bir HgMn yıldızının renginin aynı sıcaklıktaki bir modele (normal yıldıza) göre daha kırmızı olacağı sonucu elde edildi.

Anahtar kelimeler: *Kimyasal tuhaf yıldızlar, HgMn yıldızları, temel parametreler, element bollukları, yayılma.*

Abstract

In this study, dependence of diffusion process on physical parameters and age in Mercury-Manganese (HgMn) stars is investigated. For this purpose, fundamental parameters (mass,

radius, luminosity, effective temperature, bolometric correction) and ages of the single HgMn stars are calculated by comparing observational data with models. Then, the change of Hg and Mn abundance with stellar mass, age and effective temperature is investigated. A definite relation between Hg abundance and stellar age is found for the first time. Time dependence of diffusion process in peculiar stars is especially important because it may be possible to determine stellar ages from their element abundances. We also confirm that the HgMn stars have a different (B-V)-T_e relation from that of the models (normal stars). The color of an HgMn star is redder than that of a model (a normal star) which has the same effective temperature.

Key words: *Chemically peculiar stars, HgMn stars, fundamental parameters, element abundances, diffusion.*

1. Giriş

HgMn yıldızları kimyasal açıdan tuhaf yıldızların bir alt grubudur. Bunlar B-tipi yıldızlar olup etkin sıcaklıkları yaklaşık olarak 10 000 ile 15 000 K arasında değişir (Preston, 1974). Tayflarında Hg ve Mn çizgileri "normal" B yıldızlarında gözlenenlere göre çok daha şiddetlidir. Öyleki, bu yıldızlarda gözlenen Hg bolluğu Güneş'te gözlenenden ortalama 400000 kat, Mn bolluğu ise 600 kat daha fazladır (Woolf ve Lambert, 1999).

Tuhaf yıldızların tayflarında gözlenen şiddetli çizgilerin, elementlerin yıldız yüzeyinde birikmiş olmasından kaynaklandığı düşünülmektedir ve Michaud (1970) tarafından geliştirilen yayılma (difüzyon) kuramı bu durumu açıklayabilen tek kuramdır. Bu kurama göre, yıldız atmosferlerinde elementlerin yüzeye mi yoksa merkeze doğru mu hareket edeceğini belirleyen iki kuvvet vardır: Çekim kuvveti ve ışınımsal kuvvet. Bunlardan ilki elementin molekül ağırlığına bağlı iken, ikincisi elementin ne kadar foton soğurduğuna bağlıdır. Bir elementin hangi yönde hareket edeceğini bu iki kuvvet arasındaki yarış belirler. Söz konusu element, yeterince foton soğursa üst katmanlara doğru sürüklenir ve zamanla yıldızın yüzeyinde birikir. Aksi durumda ise, element çekim kuvveti nedeniyle merkeze doğru gömülür ve bu elementin yıldız yüzeyindeki bolluğu zamanla azalır.

HgMn yıldızlarının bazı özelikleri, bu yıldızların, yayılma kuramını test etmek için ideal birer laboratuvar olduğuna işaret etmektedir (Smith, 1997). Bu yıldızlar A ve B-tipi yıldızlar arasında en yavaş dönen yıldızlar olarak bilinmektedir (Wolff ve Preston, 1978). Bununla birlikte, mikrotürbülans değerleri normal yıldızlara göre çok düşüktür (Adelman, 1994). Diğer yandan, bu yıldızlarda manyetik alanlar ya yoktur ya da ölçülemeyecek kadar zayıftır (Shorlin ve diğ. 2002). Bütün bu özellikler HgMn yıldızlarının atmosferlerinin oldukça "sakin" olduğuna ve yayılma mekanizmasının rahat çalışacağına işaret eder.

Literatürde tuhaf yıldızlarda yayılma işlemine ilişkin kuramsal çalışmaların (örn. Michaud, 1970; Michaud ve diğ., 1974; Alecian, 1986; Babel, 1993; Seaton, 1999; Turcotte, 2003; Alecian ve Stift, 2006) yanısıra, bu yıldızların tayf analizinden element bolluklarının saptandığı birçok gözlemsel çalışma da (örn. Dolk ve diğ., 2003; Jomaron ve diğ., 1999; Woolf ve Lambert, 1999; Adelman, 1996, 2001, 2006) yer almaktadır. Bu gözlemsel veriler bize yayılma kuramını test etme ve kuramsal hesaplamalara ilişkin birtakım kıstaslar koyma olanağı verir. Buradan yola çıkılarak bu çalışmada, HgMn yıldızlarında yayılma işleminin, yıldızların fiziksel parametrelerine bağlılığını incelemek amaçlanmıştır. Bu amaçla, 61 HgMn yıldızının Hipparcos'tan alınan bazı gözlemsel özellikleri (parlaklık, uzaklık, renk) ve çeşitli tayfsal çalışmalarda elde edilmiş olan Hg ve Mn bollukları derlenmiştir. Yayılmanın yaş ve kütleye bağlılığına dair ipuçları elde edebilmek için element bolluklarının renk-parlaklık diyagramında yatay ve dikey doğrultudaki değişimleri irdelenmiştir (Detaylar için bkz. Doğan, 2008; Doğan ve Yıldız, 2008). Tek olduğu bilinen HgMn yıldızlarının temel parametreleri ve yaşları hesaplanmış ve yukarıda adı geçen tayfsal çalışmalardan derlenen Hg ile Mn bolluklarının yıldızların kütlesi, yaşı ve etkin sıcaklığına nasıl bağlı olduğu incelenmiştir. Yayılma işleminin yıldızın fiziksel parametreleriyle olan ilişkisi yayılma kuramına ilişkin kıstaslar türetmek bakımından önemlidir. Yayılma esas olarak zamana bağlı bir süreçtir ve yayılmanın yaşa bağlılığı, bu tip yıldızlarda bolluktan yaş tayin edebilme olanağı sunacağından ayrı bir önem taşır.

2. HgMn Yıldızlarının Temel Parametreleri

Tuhaf yıldızların temel özelliklerini belirlemek, gözlenen kimyasal tuhaflıklar ile yıldızların fiziksel özellikleri arasında bir ilişki olup olmadığını araştırmak açısından önem taşır. Bu çalışmada, tek olduğu bilinen HgMn yıldızlarının gözlemsel verilerinin (M_v, B-V ve T_e) modellerle karşılaştırılması yoluyla temel özellikleri (M, R, L, T_e, BC) ve yaşları hesaplandı. Modeller 2.3-5.2 $M_\odot$ kütle aralığı için 0.1 $M_\odot$'lik adımlarla elde edildi. Modellerin genel özellikleri Yıldız'da (2007) verilmiştir. Kimyasal kompozisyon olarak Asplund (2005) ve ark.'ın türetmiş olduğu güneş kimyasal kompozisyonu kullanılmış ve dönme hesaba katılmamıştır. Bu varsayım HgMn yıldızlarının düşük dönme hızlarıyla uyum içerisindedir.

Tuhaf yıldızların bolometrik düzeltmelerinin normal yıldızlarınkinden farklı olduğu bilinmektedir (bkz. Lanz, 1984). Bu çalışmada Landstreet (2007) ve ark.'nın tuhaf yıldızlar için uyguladığı bolometrik düzeltme formülü kullanılmıştır:

$$BC_{Ap} = -4.891 + 15.147\frac{5040}{T_e} - 11.517\left(\frac{5040}{T_e}\right)^2 \qquad (1)$$

Tablo 1. *HgMn yıldızlarının M_v ve B-V değerlerinin kalibrasyonundan elde edilen temel özellikleri (ÇözümBV).*

HD no	M	R	T_e (K)	L	t (10^8)	BC
16727	3.32	2.28	12810	125.8	0.61	-0.71
33904	3.63	3.21	12435	221.7	1.37	-0.64
49606	4.72	4.59	13765	682.7	0.91	-0.89
53929	4.00	3.13	13635	304.2	0.92	-0.87
63975	3.78	3.10	13050	249.7	1.11	-0.76
70235	3.38	3.83	10860	182.8	2.10	-0.34
71066	3.17	2.40	12145	112.8	1.10	-0.59
75333	3.34	3.27	11450	165.2	1.86	-0.45
101189	2.71	2.72	10120	69.7	3.02	-0.20
101391	3.05	2.35	11845	97.5	1.21	-0.53
144206	3.53	3.63	11550	210.9	1.75	-0.47
144661	2.47	1.99	10365	41.0	1.73	-0.25
149121	2.60	2.31	10340	54.7	2.54	-0.24
169027	2.89	2.59	10935	86.0	2.12	-0.36
172728	2.82	2.94	10180	83.6	2.93	-0.21
172883	3.10	3.30	10640	124.9	2.41	-0.30
175640	2.82	2.94	10195	84.0	2.91	-0.22
186122	3.27	3.54	10870	157.1	2.17	-0.34
213236	2.95	3.31	10130	103.7	2.83	-0.21

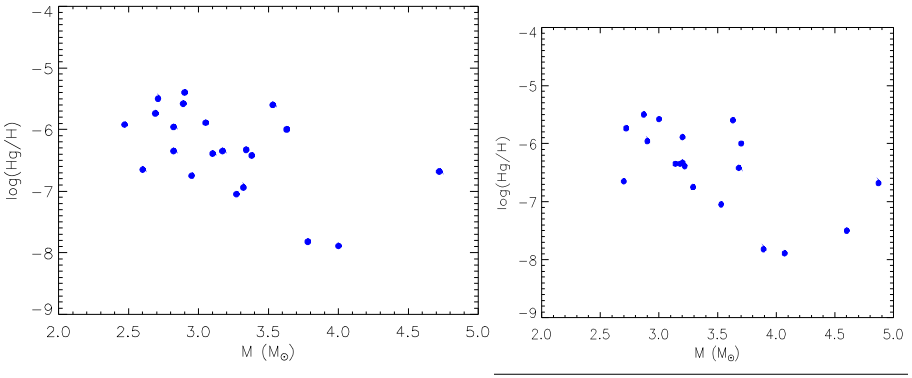
220933	2.71	2.18	10930	61.0	1.67	-0.36
221507	2.90	1.96	11945	70.3	0.28	-0.55

Tablo 2. *HgMn yıldızlarının M_v ve T_e değerlerinin kalibrasyonundan elde edilen temel özellikleri (ÇözümT$_e$).*

HD no	M	R	T_e (K)	L	t (10^8)	BC
29647	4.30	4.70	12650	508.1	1.24	-0.68
33904	3.70	3.13	12750	232.5	1.23	-0.70
49606	4.87	4.33	14410	726.5	0.79	-1.00
53244	4.60	4.43	13600	601.2	0.95	-0.86
53929	4.07	3.08	13900	320.7	0.83	-0.91
63975	3.89	3.01	13500	269.8	0.93	-0.84
70235	3.68	3.37	12355	237.5	1.41	-0.63
71066	3.14	2.43	12010	110.1	1.21	-0.56
75333	3.20	2.40	12250	116.2	1.04	-0.61
101189	2.87	2.47	11025	81.2	1.97	-0.37
101391	3.20	2.23	12505	109.4	0.66	-0.66
144206	3.63	3.50	12015	229.7	1.55	-0.56
149121	2.70	2.17	10905	59.8	1.67	-0.35
169027	3.00	2.46	11500	94.8	1.58	-0.47
172728	2.90	2.77	10700	90.5	2.40	-0.31
172883	3.22	3.10	11300	140.4	1.96	-0.43
175640	3.18	2.46	12080	116.1	1.21	-0.58
186122	3.53	3.16	12190	198.1	1.47	-0.60
213236	3.29	2.78	11980	142.7	1.49	-0.56
220933	2.72	2.18	10955	61.3	1.64	-0.36

Fiziksel parametreler belirlenirken, renk-parlaklık diyagramında HgMn yıldızları, farklı kütleler için modellerden elde edilen evrim yolları ile birlikte noktalandı ve yıldızların özellikleri buradan ara değer yöntemi ile bulundu. Temel özelliklerin saptanmasında iki yol izlendi: Bu özellikler *i)* M_v ve (B-V)'nin gözlemsel ve kuramsal değerlerinin karşılaştırılması ile (ÇözümBV), *ii)* M_v ve T_e'nin gözlemsel ve kuramsal değerlerinin karşılaştırılması ile (ÇözümT$_e$) hesaplandı. Böylelikle HgMn yıldızlarının temel özellikleri hesaplanırken her iki gözlemsel veri de kullanılmış oldu. Sonuç olarak, her bir yıldız için iki farklı veri seti elde edildi. B-V

renginden hesaplanan fiziksel özellikler Tablo 1'de, T_e'den hesaplananlar ise Tablo 2'de listelenmiştir.



Şekil 1. ÇözümBV'den elde edilen kütlelere karşı Hg

HgMn yıldızlarında element bollukları ile T_e arasındaki ilişki bazı çalışmalarda ele alınmıştır. Smith ve Dworetsky (1993) Mn bollukları ile T_e arasında oldukça belirgin bir korelasyon buldular. Woolf ve Lambert (1999) yüksek T_e'lere doğru Hg bolluğunda olası bir azalma olabileceğine işaret etti ve Dolk ve diğ. (2003) Hg bolluğunun artan sıcaklıkla birlikte azalma eğiliminde olduğunu gösterdi. Bu çalışmada ise, HgMn yıldızlarında element bolluğunun yıldız kütlesi, yaşı ve etkin sıcaklığına bağılığı incelendi.

İlk olarak, yayılma-kütle ilişkisini incelemek için Civa bolluklarının modellerden elde edilen kütlelere göre değişimine bakıyoruz. Şekil 1'de ÇözümBV'den elde edilen kütlelere karşı Hg bollukları noktalanmıştır. Hg bolluğu büyük kütleli yıldızlara doğru azalmaktadır. Benzer şekilde, Şekil 2'de Hg bollukları ÇözümT_e'den elde edilen kütlelere karşı noktalanmıştır. Görüldüğü üzere, kütle arttıkça Hg bolluğu azalma eğilimindedir. İki farklı yoldan bulunan kütlelerden oluşturulan bu iki grafik için sonuçlar benzerdir ve eğimler birbirine çok yakındır (Şekil 1 için -0.68, Şekil 2 için -0.72).

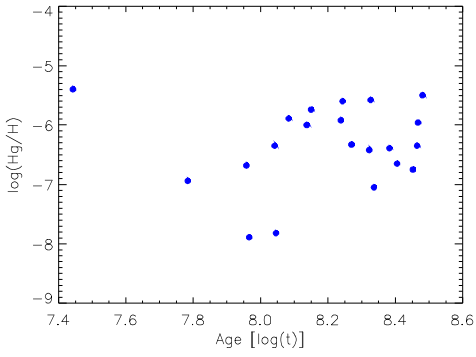
Yayılma esas olarak zamana bağlı bir işlemdir (Alecian, 1986). Yayılma işleminin zamana bağlılığını incelemek, tuhaf yıldızların yaşlarına ilişkin bilgi türetmek bakımından büyük önem taşımaktadır. Yıldızların yaşlarını tayin etmek zor bir iştir ve tuhaflık gösteren

element bolluğu ile yıldızın yaşı arasındaki olası bir ilişki, bolluklardan yıldızın yaşını yaklaşık olarak belirlememizi sağlayabilir. Yayılma işleminin zamana bağlılığını görebilmek için Hg bolluklarını yaşa karşı noktaladığımızda, Hg bolluğunun yaş ile doğru orantılı olduğunu görüyoruz. Şekil 3'de Hg bollukları ÇözümBV'den elde edilen yaşlara karşı noktalanmıştır. Burada artan yaş ile birlikte Hg bolluğunun da arttığı görülmektedir. Hg bollukları ÇözümT_e'den bulunan yaşlara karşı noktalandığında sonuç değişmemektedir (Şekil 4). Hg bolluğu yıldızın anakol ömrü boyunca yüzeyde daha da çok birikmektedir. ÇözümT_e'den bulunan yaşları kullanarak Hg bolluğu ile yıldızın yaşı arasında şöyle bir ilişki elde ediyoruz:

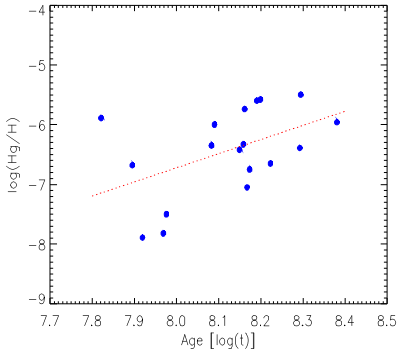
$$\log(\mathrm{Hg/H}) = 2.4(1)\cdot\log t - 25.6(8) \qquad (2)$$

Örneğin, 200My yaşındaki bir HgMn yıldızı, 100My yaşındaki bir HgMn yıldızından 5 kat fazla Hg bolluğuna sahip olmaktadır. Diğer yandan, eğer iki HgMn yıldızının Hg bollukları farkı 1 dex kadar ise, bu iki yıldızın yaşları oranı yaklaşık 2.6 olarak bulunmaktadır.

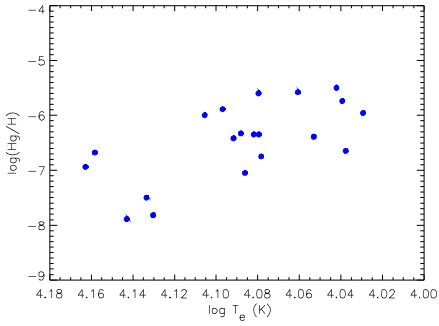
Son olarak, Hg bolluklarının etkin sıcaklığa bağlılığını ele alıyoruz. Şekil 5'te Hg bollukları modelden elde edilen etkin sıcaklıklara karşı noktalanmıştır. Hg bolluğunun etkin



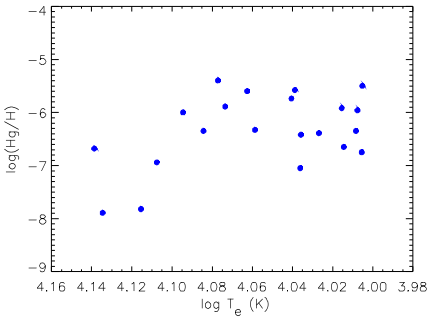
Şekil 3. *ÇözümBV'den elde edilen yaşla karşı Hg bollukları.*



Şekil 4. *Çözüm T_e'den elde edilen yaşlara karşı Hg bollukları.*



Şekil 5. *Kuramsal etkin sıcaklıklara karş Hg bollukları.*



Şekil 6. *Tayfsal çalışmalardan derlenen etkin sıcaklıklara karşı Hg bollukları.*

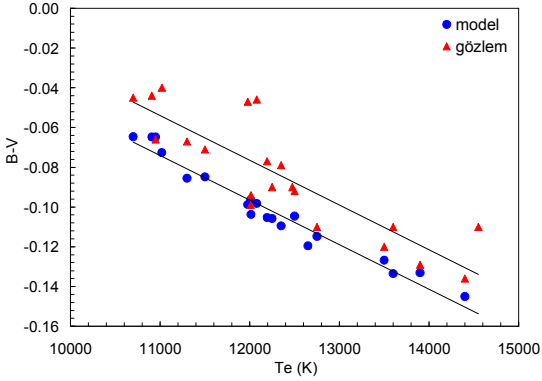
sıcaklıkla ters orantılı olduğu görülmektedir. Bolluklar literatürdeki tayfsal çalışmalarda elde edilmiş olan etkin sıcaklıklara karşı noktalandığında sonuç benzerdir (Şekil 6). Düşük etkin sıcaklıklara doğru ya da başka bir deyişle HR diyagramının kırmızı tarafına doğru Hg bolluğu artış göstermektedir.

2.1. HgMn Yıldızlarının Renkleri

HgMn yıldızları üzerine yapılan tayfsal çalışmalarda etkin sıcaklıkların elde edilmiş olduğunu belirtmiştik. Gözlemsel olarak elde edilmiş etkin sıcaklıklardan ve (B-V)-T_e ilişkisinden yararlanarak kuramsal (B-V) renklerini hesaplamak mümkündür. Bununla birlikte yıldızların gözlemsel (B-V) değerlerini de bilmekteyiz. Bu durumda yıldızların etkin sıcaklıklarından modeller kullanılarak sahip olması beklenen (B-V) renkleri ile gözlemlerden elde edilen (B-V)'lerinin karşılaştırmasını yapabiliriz. Burada etkin sıcaklıktan (B-V) rengi hesaplanırken Lejeune ve ark.'nın (1998) Güneş metal bolluğu için (B-V)-T_e ilişkisi kullanılmıştır.

Şekil 7'de etkin sıcaklıklardan modelin verdiği (B-V) ile gözlemsel (B-V) değerleri birlikte noktalanmıştır. Burada HgMn

yıldızlarının modelden beklenen (B-V) değerlerine göre daha pozitif (B-V) değerlerine sahip olduğu görülmektedir. Kuramsal (B-V) değerleri ile gözlemsel (B-V) değerleri arasında şöyle bir ilişki buluyoruz:



Şekil 7. HgMn yıldızlarının tayflarından elde edilmiş etkin sıcaklarına karşı modelden hesaplanan ve gözlemlerden elde edilen B-V değerleri.

$$(B\text{-}V)_{Gözlem} = (B\text{-}V)_{Model} + 0.02 \qquad (3)$$

Modellerle normal yıldızlar (Andersen, 1991) arasında (B-V)-T_e ilişkisi açısından bir uyum vardır. Yani modelin (B-V)-T_e ilişkisi normal yıldızlar için de geçerlidir. Buradan HgMn yıldızlarının normal yıldızlardan farklı bir (B-V)-T_e ilişkisine sahip olduğu sonucuna varılmaktadır. Belli bir T_e etkin sıcaklığına sahip bir HgMn yıldızının rengi, aynı etkin sıcaklığa sahip normal bir yıldızınkine göre daha kırmızıdır.

HgMn yıldızlarının aynı sıcaklıktaki normal yıldızlara göre daha kırmızı olması yüzeydeki ağır element birikiminden kaynaklanıyor olabilir. Yıldız yüzeyinde biriken ağır elementler atmosferin soğurma katsayısını arttırarak, yüksek enerjili fotonların kaçmasını engelleyici bir etki doğurur. Yıldızdan salınan yüksek enerjili foton sayısının azalması, yıldızı kırmızılaştıracaktır.

3. Sonuçlar

Kimyasal açıdan tuhaf yıldızlarda görülen bolluk anomalilerini açıklayabilen tek kuram yayılma kuramıdır. Kimyasal açıdan tuhaf yıldızlardan HgMn yıldızları, oldukça yavaş dönmeleri ve şiddetli

manyetik alanlara sahip olmamaları nedeniyle yayılma kuramını test etmede ideal birer laboratuvardırlar.

Tuhaf yıldızların temel özelliklerini belirlemek yayılma işleminin yıldızın fiziksel özellikleri ve yaşıyla olan ilişkisini inceleyebilmek açısından büyük önem taşır. Bu çalışmada tek olduğu bilinen HgMn yıldızlarının gözlemsel özelliklerinden (M_v, B-V ve T_e) modeller aracılığıyla fiziksel özellikleri (M, L, R, T_e ve BC) ve yaşları hesaplanmış ve yayılma işleminin yıldız kütlesi, yaşı ve etkin sıcaklığına olan bağlılığı irdelenmiştir. Bu irdelemelerden, HgMn yıldızlarında Hg bolluğunun yıldız kütlesi ile ters orantılı olduğu bulunmuştur. Diğer yandan Hg bolluğunun etkin sıcaklıkla da ters orantılı bir değişim gösterdiği görülmüştür. HR diyagramının kırmızı tarafına doğru Hg bollukları artma eğilimindedir.

Tuhaf yıldızlarda yayılma işleminin zamana bağlılığını incelemek ayrı bir önem taşır. Çünkü element bollukları ile yaş arasındaki olası bir ilişki bize, bu tip yıldızların element bolluğundan yaşlarını tayin edebilme olanağı verir. Bu çalışmada, ilk kez, Hg bolluğu ile HgMn yıldızlarının yaşları arasında bir ilişki elde edildi. Hg bolluğunun yaş ile doğru orantılı olduğu ve yıldızın üst katmanlarında anakol yaşamı süresince zamanla artış gösterdiği bulundu. Örnek verecek olursak, 200My yaşındaki bir HgMn yıldızı, 100My yaşındaki bir HgMn yıldızından 5 kat fazla Hg bolluğuna sahip olmaktadır. Diğer yandan, eğer iki HgMn yıldızının Hg bollukları farkı 1 dex kadar ise, bu iki yıldızın yaşları oranı yaklaşık 2.6 olarak bulunmaktadır.

Mn bollukları ile kütle, yaş ve etkin sıcaklık arasında Hg bollukları için bulunanlara benzer bir ilişki bulunamamıştır. Bunun iki sebebi olabilir: Mangan'ın difüzyonu bu parametrelerden bağımsız olabilir ya da Mangan bolluğu saptanmış olan yıldız sayısının az olması sebebi ile veri eksikliğinden dolayı ilişki türetilememiştir.

Bu çalışmada ayrıca HgMn yıldızlarının kuramsal B-V değerleri hesaplanıp bunlar gözlemsel B-V değerleri ile kıyaslandı. Burada HgMn yıldızlarının modellerde (normal yıldızlarda) sağlanan (B-V)-T_e ilişkisinden farklı bir ilişkiye sahip olduğu sonucu elde edildi. Bu incelemeye göre HgMn yıldızları aynı sıcaklıktaki modele (normal bir yıldıza) göre daha kırmızı renge sahip olmaktadır. Ortalama (B-V) farkı 0.02'dir.

HgMn yıldızlarının bolluk analizlerine ilişkin yapılan çalışmalardan elde edilen veriler bize bu yıldızlardaki tuhaflıkları açıklayan tek kuram olan yayılma kuramına ilişkin birtakım kıstaslar koyma olanağı vermektedir. Bu çalışmada özellikle Civa bollukları için belirgin ilişkilerin varlığı ortaya konabilmiştir. Bu ilişkiler kuramsal hesaplamaları test etmek açısından önemlidir.

Kaynaklar

Adelman, S. J., 1994, Elemental Abundance Analyses with DAO Spectrograms - Part Twelve - the Mercury / Manganese Stars HR:4072A and HR:7775 and the Metallic Lined Star HR:4072B, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society,* 266, 97.

Adelman, S. J., Davis Philip and A. G., Adelman, C. J., 1996, Elemental abundances of the Mercury-Manganese stars HR 89 and 33 Geminorum, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 282, p953-957.

Adelman, S. J., Snow, T. P., Wood, E. L., Ivans, I. I., Sneden, C., Ehrenfreund, P., Foing, B. H., 2001, An elemental abundance analysis of the mercury manganese star HD 29647, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, p1144-1150.

Adelman, S. J., Caliskan, H., Gulliver, A. F. and Teker, A., 2006, Elemental abundance analyses with DAO spectrograms-XXIX. The Mercury-Manganese Stars 53 Tau, β Tau, γ Crv and ν Her, *Astronomy and Astrophysics*, 447, p685-690.

Alecian, G., 1986, Time dependent diffusion of elements in stars. I - A method for numerical simulation of diffusion in stellar envelopes, *Astronomy and Astrophysics*, 168, p204-210.

Alecian, G. and Stift, M. J., 2006, Radiative diffusion in stellar atmospheres: diffusion velocities, *Astronomy and Astrophysics*, 454, p571A.

Andersen, J., 1991, Accurate masses and radii of normal stars, *Astronomy and Astrophysics Review*, 3, p91-126.

Asplund, M., Grevesse, N. and Sauval, A. J., 2005, The Solar Chemical Composition, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis in honor of David L. Lambert, ASP Conference Series,* Vol. 336, p25.

Babel, J., 1993, Diffusion models for magnetic Ap stars, *ASP Conference Series*, Vol. 44.

Doğan, S., 2008, Yükseklisans Tezi, Ege Üniversitesi.

Doğan, S. , Yıldız, M., 2008, The Fundamental Parameters of HgMn Stars: dependence of diffusion on mass, age and temperature (MNRAS isimli dergiye gönderilmiştir).

Dolk, L., Wahlgren, G. M. and Hubrig, S., 2003, On the elemental abundance and isotopic mixture of mercury in HgMn stars, *Astronomy and Astrophysics,* 402, p299-313.

Jomaron, C. M., Dworetsky, M.M., Allen, C. S., 1999, Manganese abundances in Mercury-Manganese stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 303, p555-564.

Landstreet, J. D., Bagnulo, S., Andretta, V., Fossati, L., Mason, E., Silaj, J., Wade, G. A., 2007, Searching for links between magnetic fields and stellar evolution: II. The evolution of magnetic fields as revealed by observations of Ap stars in open clusters and associations, *Astronomy and Astrophysics*, 470, p685-698.

Lanz, T., 1984, Bolometric corrections for peculiar B-type stars, *Astronomy and Astrophysics,* 139, 161.

Lejeune, T., Cuisinier, F., Buser, R., 1998, A standart stellar library for evolutionary synthesis II. The M dwarf extension, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 130, p65-75.

Michaud, G., 1970, Diffusion processes in A stars, *Astrophysical Journal,* 160, p641M.

Michaud, G., Reeves, H. and Charland, Y., 1974, Diffusion and isotope anomalies of Hg in Ap stars, *Astronomy and Astrophysics,* 37, p313M.

Preston, G. W., 1974, The chemically peculiar stars of the upper main sequence, *Annual Review Of Astronomy And Astrophysics*, 12, p257-277.

Shorlin, S. L. S.; Wade, G. A., Donati, J. F., Landstreet, J. D., Petit, P., Sigut, T. A. A. and Strasser, S., 2002, A highly sensitive search for magnetic fields in B, A and F stars, *Astronomy and Astrophysics,* 392, p637-652.

Seaton, M. J., 1999, Diffusion of Iron-group elements in the envelopes of HgMn Stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 307, p1008S.

Smith, K. C., 1997, Elemental abundances in normal late-B and HgMn stars from co-added IUE spectra, Astronomy and Astrophysics, 319, p928-947.

Turcotte, S., 2003, Diffusion and Settling in Ap/Bp Stars, *ASP Conference Series,* Vol. 305, p199.

Wolff, S. C., Preston, G., 1978, Late B-type stars - Rotation and the incidence of HgMn stars, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 37, p371-392.

Woolf, V. M. and Lambert, D. L., 1999, Mercury Elemental and Isotopic Abundances in Mercury-Manganese Stars, *The Astrophysical Journal,* 521, p414-431.

Yıldız, M., 2007, Models of α Centauri A and B with and without seismic constraints: time dependence of the mixing-length parameter, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 374, p1264-127

YÜKSEK GALAKTİK ENLEMLİ YILDIZ ALANLARININ SDSS VERİLERİNDEN GALAKTİK MODEL PARAMETRELERİNİN TAYİNİ

Selçuk BİLİR[1], Antonio CABRERA-LAVERS[2], Salih KARAALİ[3], Serap AK[1], Esma YAZ[1], Martin LOPEZ-CORREDOİRA[2]

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite – İstanbul, Türkiye
e-posta: {sbilir, akserap}@istanbul.edu.tr, esmayaz@yahoo.com
[2]Instituto de Astrofísica de Canarias, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain e-posta: {acabrera, martinlc@iac.es}
[3]Beykent Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, Ayazağa 34396, İstanbul, Türkiye e-posta: skaraali@beykent.edu.tr

Özet

Yüksek enlemli 36 yıldız alanının 5. Veri Sürümlü (DR5) Sloan Dijital Gökyüzü Taramasının (SDSS) verileri kullanılarak galaksi model parametreleri tayin edilmiştir. Çalışmada, yıldız alanlarından hesaplanan galaktik model parametrelerinin galaktik boylam ile olası değişimleri araştırılmıştır. Kalın diskin yükseklik ölçeği $120^o < l < 150^o$ galaktik boylam aralığında ~550 pc iken, $250^o < l < 290^o$ galaktik boylam aralığında ~720 pc değerine ulaşmaktadır. İnce diskin yükseklik ölçeği Galaksi merkezine zıt doğrultuda ~195 pc iken merkez doğrultusunda ($|l| < 30^o$) ise ~%15 kadar daha azdır. Son olarak, halonun eksen oranı (c/a) Galaksinin ilk iki çeyreğinde ($0^o < l < 180^o$) ortalama ~0.55 değerinde iken, $190^o < l < 300^o$ galaktik boylam aralığında ~0.70 lere kadar değişiyor. Halonun model parametrelerinin galaktik boylam ile değişiminin nedeni halonun simetrik olmayan yapısından kaynaklanıyor. Oysa, ince ve kalın diskin model parametrelerinin galaktik boylam ile değişiminin nedeni, Galaksimize ait çubuğun çekim etkisidir. Galaksinin I. çeyreğindeki (III. çeyreğindeki) yıldız sayısının IV.

çeyreğindeki (II. çeyreğindeki) yıldız sayısına göre fazlalığı bu iddiayı doğrulamaktadır.

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

Abstract

We estimated the galactic model parameters for a set of 36 high-latitude fields included in the currently available Data Release 5 (DR 5) of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS), to explore their possible variation with the galactic longitude. The thick disc scaleheight moves from ~550 pc at $120^o < l < 150^o$ to ~720 pc at $250^o < l < 290^o$, while the thin disc scaleheight is as large as ~195 pc in the anticenter direction and ~15% lower at $|l|<30^o$. Finally, the axis ratio (c/a) of the halo changes from a mean value of ~0.55 in the two first quadrants of the Galaxy ($0^o < l < 180^o$) to ~0.70 at $190^o < l < 300^o$. For the halo, the reason of the dependence of the model parameters on the galactic longitude arises from the well known asymmetric structure of this component. However, the variation of the model parameters of the thin and thick discs with galactic longitude originates from the gravitational effect of the galactic long bar. The excess of stars in quadrant I (quadrant III) over quadrant IV (quadrant II) is in agreement with this scenario.

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

1. Giriş

Geleneksel yıldız sayımları analizi, Galaksimizin temel yapısının ve yıldız popülasyonlarının anlaşılmasını sağlamıştır. Bu analizlere, Bahcall (1986), Gilmore ve diğ. (1989), Majewski (1993), Robin ve diğ. (2000) ve son olarak Chen ve diğ. (2001) ve Siegel ve diğ.'nin (2002) çalışmaları örnek verilebilir. SDSS'den (York ve diğ. 2000) önceki en geniş gözlemsel çalışmalar, fotoğrafik gökyüzü taramalarına aittir. Basel Halo programı Galaksinin en geniş sistematik gökyüzü taramasıdır (Becker 1965; Fenkart 1989a-d). Basel Halo Programı, RGU fotometrik sisteminin geliştirilmiş kalibrasyonları kullanılarak tekrar analiz ve kalibre edilmiştir (Buser

ve Fenkart 1990; Buser ve diğ. 1998, 1999). Günümüzde geniş tabanlı gökyüzü taramaları CCD (Charge-Couple Device) tabanlıdır.

Yeni taramalar, örneğin *SDSS, 2MASS, CADIS, BATC, DENIS, UKIDSS/VISTA, CFH/Megacam* ve *Suprime*, galaktik yapı çalışmaları için daha hassas verilerin elde edilmesini sağlamaktadırlar. Araştırmacılar, Galaksi model parametrelerinin tayin edilmesinde farklı metotlar kullanmışlardır. Karaali ve diğ.'nin (2004) çalışmasına ait Tablo 1 de, farklı çalışmalara ait Galaksi diskinin ve halosunun yapısal parametrelerine dair geniş ve ayrıntılı bir liste yer almaktadır. Listedeki parametre değerlerine bakıldığında, zaman içinde değiştiği görülmektedir. Bu parametrelere örnek olarak kalın diskin yerel yoğunluğu ve yükseklik ölçeği verilebilir. Kalın diskin yükseklik ölçeği yıllar içinde 1.45 kpc'den 0.65 kpc'e kadar devamlı azalma eğilimi gösterirken (Gilmore ve Reid 1983; Chen ve diğ. 2001), kalın diskin yerel yoğunluğu %2'den %10'lara kadar yükselmiştir. Üstelik çoğu çalışmadaki parametre değerleri geniş aralıktadır. Örneğin, Chen ve diğ. (2001) ve Siegel ve diğ.'nin (2002) çalışmalarında yerel yoğunluğu, sırası ile, % 6.5-13 ve % 6-10 olarak vermişlerdir. Bununla birlikte, son yapılan çalışmaların en doğru sonuçları vermesi beklenir. Yani, ya parametrenin değer aralığı küçük ya da hatası küçük tek bir değer olmalıdır. Görülüyor ki, araştırmacılar bu konuda en uygun yöntemi seçememişlerdir.

Farklı araştırmacıların parametre değerlerini geniş aralık ve farklı değerler olarak vermelerinin birkaç nedeni olabilir: 1) Galaksi model parametreleri galaktik enlem ve boylama bağlıdır. Buser, ve diğ.'nin (1998, 1999) iki çalışması da bu görüşü doğrulamaktadır. Bu yazarlar her bir parametre için ortalama değerler vermelerine rağmen, farklı doğrultulardaki alanlar için verilen parametre değerleri arasında da belirgin farklılıklar bulunmaktadır. Son zamanlarda yapılan çalışmalar ile, Galaksi model parametrelerinin galaktik boylama bağlı olduğu gösterilmiştir (Bilir ve diğ. 2006a,b; Cabrera-Lavers ve diğ. 2007; Ak ve diğ. 2007a). 2) Galaksi model parametreleri mutlak kadire bağlıdır (Karaali ve diğ. 2004; Bilir ve diğ. 2006c). Bu nedenle, Galaksi model parametrelerinin hesabında mutlak kadir dikkate alınmadığı takdirde parametre değerlerinin geniş bir aralıkta verilmesi kaçınılmazdır. 3) Galaksi model parametreleri limit uzaklık ile de değişim göstermektedir. Yani belirli bir model parametresi farklı hacimler için farklıdır (Karaali ve diğ. 2007). Farklı galaktik enlem ve

boylamlardaki yıldız alanları için hesaplanan Galaksi model parametrelerinin farklı oluşu, diskin flare (alevlenme) ve warp (burulma) etkisi ile açıklanabilir. Galaksi diski radyal olarak düzgün ve homojen olarak dağılmamıştır. Aksine, Galaksimiz belirgin asimetrik yapı göstermektedir. Galaksideki burulma, galaktik düzlemi I. ile II. çeyreklerinde ($0° \leq l \leq 180°$) yukarı doğru, III. ile IV. çeyreklerinde ($180° \leq l \leq 360°$) ise aşağı doğru bükerken; alevlenme, yükseklik ölçeğini Galaksi merkezinden itibaren uzaklığın bir fonksiyonu olarak değiştirmektedir.

Burulma, bütün galaktik bileşenlerde kendini gösterir: toz (Drimmel ve Spergel 2001); gaz (Burton 1988; Drimmel ve Spergel 2001; Nakanishi ve Sofue 2003; Levine ve diğ. 2006; Voskes ve Burton 2006) ve yıldızlar (López-Corredoira ve diğ. 2002b; Momany ve diğ. 2006). Bu bileşenler aynı düğüm noktalarına sahiptir ve uzay dağılımları asimetriktir. Bununla birlikte, burulmanın genliği bileşenlerde farklılık gösterir; tozun burulması aynı genliğe sahip olan gaz ve yıldız burulmasından daha az belirgindir (López-Corredoira ve diğ. 2002b; Momany ve diğ. 2006).

Galaksimizdeki yıldız ve gaz alevlenmeleri birbirleri ile uyumlu olup (Momany ve diğ. 2006), $R > 5$ kpc'lik uzaklık için, yükseklik ölçeğinde galaktik yarıçap ile artış gösterir (Kent ve diğ. 1991; Drimmel ve Spergel 2001; Narayan ve Jog 2002; López-Corredoira ve diğ. 2002b; Momany ve diğ. 2006). Spiral galaksilerin merkez disklerindeki alevlenme mekanizması, gözlemsel yıldız sayım ve yıldız akıntılarındaki katkıların ayırımındaki zorluklar nedeni ile çok iyi çalışılamamıştır. Örneğin; López-Corredoira ve diğ. (2004) Samanyolu'nun 4 kpc'lik iç kısmındaki gözlemsel veri ile teorik eksponansiyel kanununun karşılaştırılmasından, beklenen yıldız sayımlarında eksiklik olduğunu belirlediler. Bu durumu, Galaksi merkezine doğru ilerlerken, Galaksi düzleminin üstündeki yıldızların daha yükseklere doğru yer değiştirmesine neden olan alevlenme mekanizması ile açıklanabileceğini ifade ettiler.

Bu senaryoda, bir taraftan ortalama disk (z=0) burulmanın maksimum ile minimum genlikleri arasında 2 kpc kadar yer değiştirirken (Drimmel ve Spergel 2006; López-Corredoira ve diğ. 2002b; Momany ve diğ. 2006) diğer taraftan yıldızların yükseklik ölçeği, homojensizlikleri açıklayan galaktik disk modeline uygun olan $5 < R < 10$ kpc aralığında, $h_z(R_\odot)$ yükseklik ölçeği değerinin %50'sine

kadar farklılık gösterebilir (Alves 2000; López-Corredoira ve diğ. 2002b; Momany ve diğ. 2006). Burulma ve alevlenmenin birleşik etkisi Galaksimizin farklı doğrultularında farklı olacağından galaktik model parametrelerinin galaktik koordinatlara bağlı olduğu sonucuna varılabilir. Esas olarak daha büyük radyal uzaklıklarda olmak üzere, farklı doğrultulardaki yıldız alanları için hesaplanan model parametrelerinin farklılık göstermesinin başka bir nedeni daha vardır. Bu, asimetrik haloda yoğunluk fazlalığı olan bölgelerin gözlenmesidir. Asimetrik haloda gözlenen bu yoğunluk fazlalığı hakkında iki senaryo vardır: Biri, halonun üç boyutlu yapısı (Newberg ve Yanny 2006; Jurić ve diğ. 2008; Xu ve diğ. 2006) diğeri ise cüce galaksilerin Galaksimiz ile birleşmesi sonucunda Galaksimize yığışan kalıntılar ile ilgilidir (Wyse ve Gilmore 2005).

Bu çalışmada, Galaksi model parametrelerinin galaktik boylama göre olası değişimlerini incelemek amacı ile, SDSS'in en yeni veri tabanı kullanılarak, galaktik disk ve halonun yapısal parametreleri elde edilmiştir. Çalışmada, tüm galaktik boylam aralığında ($0° \leq l \leq 360°$) yüksek enlemli 36 yıldız alanındaki 1.27 milyon yıldız kullanılmış ve bu yıldızların mutlak kadirleri güvenilir uzaklık tayinini sağlayan yöntemler aracılığıyla hesaplanmıştır. Bölüm 2 de analizlerde kullanılan SDSS verileri, yoğunluk kanunları, mutlak kadirler, uzaklıklar ve yoğunluk fonksiyonları açıklanmıştır. Galaksi model parametrelerinin tayini ve bu parametrelerin galaktik boylama bağlılığı Bölüm 3 de verilmiştir. Son olarak çalışmamıza ait sonuçlar, sırası ile, Bölüm 4 ve 5 de tartışılmış ve özetlenmiştir.

2. SDSS

Uluslararası büyük bir gökyüzü tarama programı olan SDSS, beş optik bantta gökyüzünün 10 000 derece karesini incelemek üzere 1 000 000 galaksi, 100 000 kuazar ve on binlerce yıldızın spektrumunu almak amacı ile kurulmuştur. Veriler, New Mexico'daki Apache Point Gözlemevi'nde (APO) bulunan 2.5m'lik teleskop ile alınmaktadır. Teleskobun iki adet odak düzlemi aleti vardır: 30 adet 2048 x 2048 piksel boyutunda bir CCD mozaik alıcı ve bir çift 320 fiberli spektrograf. CCD Mozaik kamera üzerinde bulunan 22 adet CCD seti gözlenen daha parlak astrometrik standartları bir ağ ile görüntü verisine bağlar. APO'daki 0.5m lik teleskop, parlak fotometrik standartların gözlemlerine ayrılmıştır.

SDSS görüntüleri eş zamanlı olarak merkezi dalga boyları, sırası ile, 3551, 4686, 6166, 7480 ve 8932 Å olan beş geniş bantta (u, g, r, i ve z) alınmaktadır (Fukugita ve diğ. 1996). Fotometrik pipeline, (Lupton ve diğ. 2001) keşfettiği kaynakları beş banttan gelen verileri ile eşleştirir ve aletsel akılarını, konumlarını ve şekil parametrelerinin (kaynağın nokta kaynak veya uzamış kaynak olduğunu sınıflanmasına yardımcı olan parametre) ölçer. Yıldız popülasyonlarının belirlenmesinde fotometrik kalibrasyonun g, r ve i bantlarında duyarlılığı %2, u ve z bantlarındaki duyarlılığı ise %3 tür (Ivezic ve diğ. 2004; Blanton ve diğ. 2005). Astrometrik kalibrasyonun duyarlılığı 0.1 yay saniyesinden (rms) daha iyidir (Pier ve diğ. 2003). DR5 görüntü katalogu 8000 derece karelik alanı kapsamaktadır (Adelman-McCarthy ve diğ. 2007) ve limit parlaklıkları, sırası ile, 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 ve 20.5 olan u, g, r, i ve z bantlarında nokta kaynakların tekrarlanan gözlemleri %95 seviyesinde tamamlamıştır. g, r, i bandlarındaki aşırı doyma miktarı 14 kadir iken u ve z bandlarındaki bu limitler 12 kadir civarındadır.

2.1. Gözlemsel veri ve indirgeme

Bu çalışmada kullanılan, Galaksinin tüm boylamlarını kapsayan ($0° \leq l \leq 360°$), 36 tane yüksek enlemli yıldız alanının verileri SDSS in WEB Server[2] dan (DR5) sağlanmıştır. Eşit büyüklükteki (toplam 841 derece kare) 36 yıldız alanındaki 2 164 680 yıldızın SDSS u, g, r, i ve z parlaklıkları kullanılmıştır. Çalışmada eşit büyüklükte alanlar seçilmesine karşın, farklı boylamlardaki alanların yüzey yoğunlukları aynı değildir (Şekil 1). Bu durum, Galaksi model parametrelerinin galaktik boylama bağlılığını gösteren ilk kanıttır. SDSS taramasının gözlem stratejisinden dolayı g_0=14 kadirden daha parlak kaynaklarda aşırı doymadan, g_0=22.2 den daha sönük kadirlerde ise yıldız sayımları tam değildir. Bu nedenle, Galaksi model parametreleri $15 < g_0 < 22.2$ görünen kadir aralığındaki yıldızlardan tayin edilmiştir.

E(B-V) renk artığı değerleri, SDSS'in WEB server üzerinden her bir kaynak için Schlegel ve diğ.'nın (1998) kızarma haritaları

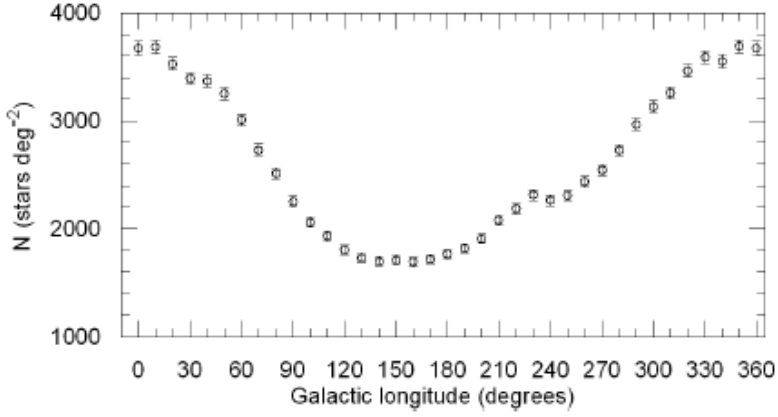
[2]http://www.sdss.org/dr5/access/index.html

kullanılarak tayin edilmiştir. Her bir yıldızın toplam absorbsiyon katsayısı A_v,

$$A_v = 3.1E(B\text{-}V) \quad (1)$$

denklemi ile elde edilmiştir. SDSS'deki beş band için toplam absorbsiyon (A_m) ise Fan (1999) tarafından her band için verilen A_m / A_v oranlarına ait katsayılar kullanılmıştır. m = u, g, r, i ve z bandları için A_m / A_v değerleri, sırası ile, 1.593, 1.199, 0.858, 0.639 ve 0.459 dir. Yıldızlar, belirli bir bandtaki kızarmış görünen parlaklık (u, g, r, i, z) ile o bandtaki kızarma değerinin (A_u, A_g, A_r, A_i, A_z) farkı alınarak kızarmadan arındırılmışlardır (2).

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



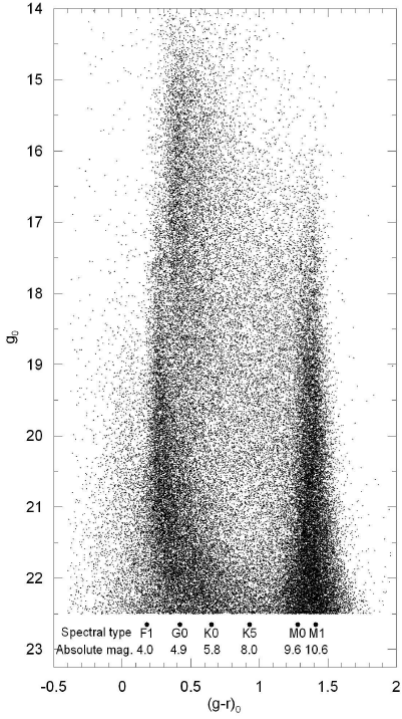
Şekil 1. *Yüksek galaktik enlemli (<b> = 62°.5) 36 farklı galaktik boylamdaki ($0^o < l < 360^o$) yıldız alanlarının yüzey yoğunlukları.*

Yıldızların toplam absorbsiyon katsayı (A_m) değerlerine SDSS'in sorgulama servisinden ulaşılmaktadır. Bundan sonra bahsedilecek renk ve parlaklıklar kızarmadan arındırılmışlardır. Çalışmada kullanılan yıldızların büyük çoğunluğunun uzaklığı 0.4 kpc'den daha büyüktür ve bu nedenle yıldızların kızarmadan arındırılmasında Galaksimiz için kızarma haritasında verilen toplam absorbsiyonun kullanılması uygundur. Aslında, Galaksimizdeki tozun

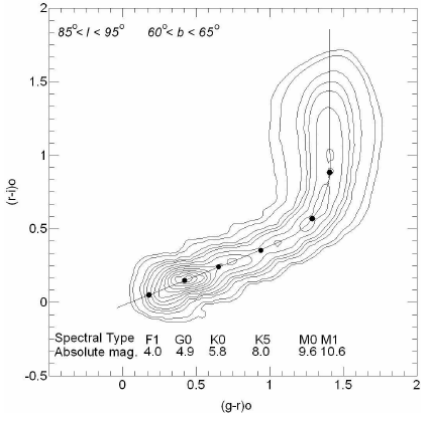
yükseklik ölçeği (Marshall ve diğ. 2006, 125 pc) ile $r = 0.40$ kpc ($z = 0.35$ kpc) uzaklık birleştirildiğinde, çalışmamızdaki en yakın yıldızlar için toplam kızarma değerinin Galaksi düzlemindeki değerinin %6 sı kadar azaltılması gerektiği bulunmuştur.

Chen ve diğ.'nin (2001) çalışmasına göre, $g_0/(g\text{-}r)_0$ renk-kadir diyagramından yararlanarak Galaksimizin yıldız popülasyonları sınıflandırılabilir: Bu diyagrama göre mavi yıldızlara iki popülasyon hakimdir. $g_0>18$ kadir aralığında etkin ve dönüm noktası $(g\text{-}r)_0 \sim 0.2$ kadir olan galaktik halo yıldızları, $15 < g_0 \leq 18$ aralığında etkin ve dönüm noktası $(g\text{-}r)_0 \sim 0.33$ kadir olan kalın disk yıldızları. İnce disk yıldızları ise renk indeksi $(g\text{-}r)_0 \geq 1.3$ deki kırmızı yıldızlardır ve tüm görünen parlaklıklarda bulunmaktadır. Şekil 2'de Galaksimizdeki yıldız popülasyonların spektrel tipleri ve mutlak parlaklıkları gösterilmiştir.

Bununla birlikte, tüm kaynakların renk-kadir ve iki renk diyagramlarına bakıldığında, Chen ve diğ.'nin (2001) çalışmalarında doğruladıkları, galaksi-dışı kaynakların karışımı olduğu görülmüştür. Yıldız ve galaksi-dışı cisimlerin ayırımı için "yıldızımsılık" parametresine dayanan Bertin ve Arnouts'a (1996) ait SExtractor programından yararlanılmaktadır. Bu parametre 0 (galaksi-dışı kaynak) ile 1 (nokta kaynak) arasında değerler alır. Nokta kaynakların en iyi şekilde belirlenebilmesi, yıldızımsılık indeksinin 0.8'den büyük olmasını gerektirir. Ayrıca, galaksi ve nokta kaynakların ayırımında görüş kalitesi (seeing) ve gökyüzü parlaklık etkisi de önemlidir. Ayrıca, sıcak beyaz cüceleri, düşük kırmızıya kayma gösteren kuazarları ve ayırt edilememiş beyaz/kırmızı cüce çift yıldız sistemlerini örneğimizden çıkarabilmek için Juric ve diğ.'nin (2008) "yıldız yerleri" yöntemi kullanılmıştır. Kısaca bu yöntem, yıldız yerinden ±0.3 kadir uzaklığının dışında kalan bölgedeki kaynakların örnekten çıkarılmasına dayanmaktadır (Şekil 3).



Şekil 2. *Merkezi galaktik boylamı <l> = 90° olan yıldız örneğine ait renk-kadir diyagramı. Spektrel tip ve mutlak parlaklıklar yatay eksende açıklanmıştır. Kalın disk yıldızları (14< g_0 ≤18) ve halo (g_0>18) yıldızları mavi bölgede yoğun iken ince disk yıldızları kırmızı bölgede yoğundur.*



Şekil 3. *Merkezi galaktik boylamı <l> = 90° olan yıldız alanına ait $(g-r)_0/(r-i)_0$ iki renk diyagramı. Eş yoğunluk eğrileri Jurić ve diğ.'nin (2008) çalışmasındaki yıldız yerlerinden d < 0.3 kadir uzaklığındaki yıldızların yerlerini göstermektedir.*

2.2 Yoğunluk kanunları

Çalışmada, Basel grubunun yoğunluk kanunları kullanılmıştır (Buser ve diğ. 1998, 1999). Diske ait model parametreleri, silindirik koordinatlarda Galaksimizin dik ve radyal doğrultudaki eksponansiyel değişim ile ifade edilmiş aşağıdaki kanun ile tayin edilmiştir:

$$D_i(R,z) = n_i \exp\left(-|z|/H_{z,i}\right)\exp\left(-(x-R_0)/h_i\right) \qquad (3)$$

Burada $z = z_{\odot} + r \sin(b)$; r, yıldızın Güneş'e olan uzaklığı; b, yıldızın galaktik enlemi; $z_{\odot}$, Güneş'in Galaksi düzleminden olan dik uzaklığı, 24 pc (Juric ve diğ. 2008); R_0, yıldızın Galaksi merkezine uzaklığı (8 kpc, Reid 1993); $h_{z,i}$, ince disk (i=1) ve kalın disk (i=2) popülasyonunun yükseklik ölçeği; h_i, ince disk (i=1) ve kalın disk (i=2) popülasyonunun uzunluk ölçeğidir; n_i, yıldız popülasyonunun yerel uzay yoğunluğudur.

Galaksi halosunun parametre tayininde kullanılan yoğunluk kanunları farklı biçimlerdedir. Eliptik galaksilerin yüzey parlaklık profilinden elde edilen *de Vaucouleurs* (1948) kanunu yaygın olarak kullanılmaktadır. Bu kanun Young (1976) tarafından üç boyutlu olarak tekrar tasarlanmıştır:

$$D_s(R) = \frac{n_s \exp\left\{-7.669(R/R_e)^{1/4}\right\}}{(R/R_e)^{7/8}} \tag{4}$$

Burada n_s, haloya ait uzay yoğunluğu; $R = [x^2 + (z/\kappa)^2]^{1/2}$ uzay yoğunluğunun hesaplandığı yerin Galaksi merkezine olan uzaklığı, R_e, etkin yarıçap; κ=c/a Galaksinin basıklığı; x, ise kaynağın Galaksi merkezine olan uzaklığının Galaksi düzlemi üzerindeki izdüşümüdür:

$$x = \left[R_0^2 + (z/\tan b)^2 - 2R_0(z/\tan b)\cos l\right]^{1/2} \tag{5}$$

z, yıldızın galaktik düzlemden uzaklığı; l ve b yıldızın galaktik boylamı ve enlemidir.

Basel grubunun (Fenkart 1989a, b, c, d) kullandığı yoğunluk kanunu etkin yarıçaptan bağımsız fakat Güneş'in Galaksi merkezine olan uzaklığına bağlıdır. Galaksimizin halo popülasyonunun ait model parametrelerinin tayini için (6) eşitliğinde verilen *de Vaucouleurs* kanunu kullanılmıştır (de Vaucouleurs, 1948).

$$D_s(R) = \frac{n_s \exp\left\{10.093\left[1-(R/R_0)^{1/4}\right]\right\}}{(R/R_0)^{7/8}} \tag{6}$$

2.3 Mutlak kadirler, uzaklıklar ve yoğunluk fonksiyonları

Yıldızların mutlak parlaklıkları iki farklı yöntem ile hesaplanmıştır. $4 < M_g \leq 8$ mutlak kadir aralığındaki (geç F-K5 spektrel sınıfı) anakol yıldızları için Karaali ve diğ.'nin (2005, KBT), morötesine duyarlı, (7) numaralı kalibrasyonu ile $8 < M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığındaki (K5-M0 spektrel tip) anakol yıldızları için Bilir ve diğ.'nin (2005, BKT) SDSS fotometrisi için geliştirdikleri mutlak kadir kalibrasyonu kullanılmıştır.

KBT yöntemi, $(g\text{-}r)_0$ renk indeksi ve $\delta_{0.43}$ normalleştirilmiş morötesi artığının fonksiyonu olarak verilen, ΔM_g^H, Hyades anakoluna göre normalize edilmiş mutlak kadirine dayanmaktadır. Burada $\delta_{0.43}$, bir yıldızın $(g\text{-}r)_0 = 0.43$ (UBV fotometrisinde (B-V) = 0.6 kadirinin SDSS sistemindeki karşılığı) renk indeksindeki bir Hyades yıldızına göre gösterdiği morötesi artığıdır.

$$\Delta M_g^H = c_3\delta_{0.43}^3 + c_2\delta_{0.43}^2 + c_1\delta_{0.43} + c_0 \qquad (7)$$

Yukarıdaki bağıntıda c_i (i=0, 1, 2, 3) katsayıları $(g\text{-}r)_0$ nin bir fonksiyonu olarak Karaali ve diğ.'nin (2005) çalışmasından alınmıştır. ΔM_g^H, aynı $(g\text{-}r)_0$ renk indeksindeki bir Hyades yıldızı ile örnekteki bir yıldızın mutlak kadirleri arasındaki farktır:

$$\Delta M_g^H = M_g^* - M_g^H \qquad (8)$$

M_g^H, mutlak kadiri Hyades kümesinin anakolu yardımı ile tayin edilir. Yıldızın mutlak kadiri M_g^* (8) numaralı denklemin kullanılması ile bulunur.

Bir Hyades yıldızının mutlak kadiri KBT'nin (KBT çalışmasındaki 15 eşitliği) normalize edilmiş Hyades anakolundan hesaplanabilir. Bu yöntem, Ak ve diğ.'nin (2007b) çalışmasında da kullanılmış olup yöntemin iki avantajı vardır: 1) yıldızların popülasyon ayırımının yapılmasına gerek yoktur ve 2) yıldızların mutlak kadirleri, ait oldukları popülasyonları temsil eden kümelerin renk kadir diyagramlarının kullanıldığı yönteme göre daha hassas olan yıldızların morötesi artıklarının bir fonksiyonu olarak her bir yıldız

için ayrı ayrı uygulanan KBT yöntemi ile elde edilir. Yukarıdaki iki eşitliğin kullanılması ile bir yıldızın mutlak kadiri tayin edilebilir.

KBT yöntemi ile, $4 < M_g \leq 8$ mutlak parlaklık aralığına karşılık gelen $0.09 < (g\text{-}r)_0 < 0.93$ renk aralığındaki yıldızların mutlak kadiri hesaplanabilir. Bu yüzden, $8 < M_g \leq 10$ mutlak parlaklık aralığındaki geç spektrel tipten (K5-M0) cüce yıldızlarının mutlak kadirleri Bilir ve diğ.'nin (2005) sıcaklığa duyarlı mutlak kadir kalibrasyon ile hesaplanmıştır.

$$M_g = 5.791(g-r)_0 + 1.242(r-i)_0 + 1.412 \quad (9)$$

Sönük mutlak kadirli yıldızlar, büyük uzaklıklarda mutlak olarak parlak yıldızların uzay yoğunluklarının ve Hipparcos'un (Jahreiss ve Wielen 1997) yerel yoğunluklarının birleştirilmesi ile Güneş'e yakın uzaklıklarda uzay yoğunluklarının hesabını sağladıklarından çok yararlıdırlar. Böylece $4 < M_g \leq 10$ mutlak kadirinde ve Güneş'ten uzaklığı $0.4 < r \leq 25$ kpc ($0.4 < z \leq 21$ kpc) olan yıldız örneğinin yoğunluk fonksiyonlarının elde edilmesi sağlanmıştır. Galaksi model parametrelerinin hesaplanması ve galaktik boylama göre değişimlerinin incelenmesinde mutlak parlaklık aralığı yeterince geniştir. Söz konusu mutlak kadirler ve bu mutlak kadirlere karşılık gelen spektrel tipler (erken F ile erken M spektrel tipe doğru), örnek olarak merkezi koordinatı $<l> = 90°$ olan yıldız alanının, $(g\text{-}r)_0/(r\text{-}i)_0$ iki renk diyagramında siyah noktalar ile gösterilmiştir (Şekil 3). Hipparcos'un (Jahreiss ve Wielen 1997) $4 < M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığındaki ortalama logaritmik uzay yoğunluğu $D^* = 7.49$'dur.

Gözlenen kaynaklar uzak olduklarından gözlemler bazı seçim etkilerini içermektedir. Bu seçim etkilerinden biri de Malmquist (1920) tarafından kendi ismi ile anılan "Malmquist yanlılığı" dır. Güneş merkezli büyük bir uzay hacmi içerisinde bulunan kaynaklar incelenirken, Güneş'ten çok uzakta bulunan yıldızlar dikkate alındığında ışıma gücü büyük olanların gözlenme olasılığı daha büyüktür. Yani, aynı uzaklıktaki küçük kütleli yıldızlar fark edilmeyebilir. Bu da bir seçim etkisinin oluşmasına neden olur. Bu seçim etkisini giderilebilmek için Malmquist'in (1920) çalışmasında verdiği denklem kullanılmıştır:

$$M_g = M_0 - \sigma^2 \frac{d \log A(g)}{dg} \tag{10}$$

Burada M_g, varsayılan mutlak kadir; M_0, Karaali ve diğ. (2005) ile Bilir ve diğ.'nin (2005) çalışmalarındaki mutlak kadir kalibrasyonu ile hesaplanan mutlak kadir; σ, kalibrasyonlara ait dispersiyon yaklaşık 0.25 kadir; *A(g)*, herhangi bir yıldızın g_0 görünen kadirindeki diferansiyel sayımıdır. KBT ve BKT mutlak kadir kalibrasyonlarının dispersiyonu 0.25 civarında olup fotometrik uzaklıkta %10'luk bir hataya karşılık gelir. Her bir birim görünen kadir aralığına, (4,5], (5,6], (6,7], (7,8], (8,9], (9,10], Malmquist düzeltmesi uygulanmıştır. Bu şekilde, Malmquist yanlılığı olan uzay yoğunluğu rölatif olarak homojen hale getirilmiştir. Yukarıda belirtilen mutlak kadir aralıkları için Malmquist düzeltmeleri, sırası ile, 0.005, 0.003, 0.007, 0.008, 0.012 ve 0.012 dir.

Mutlak kadirleri hassas bir şekilde hesaplanan yıldızların Güneş'e olan *r* uzaklıkları, fotometrik paralaks yöntemi (11) ile hesaplandı.

$$g_0 - M(g) = 5 \log r - 5 \tag{11}$$

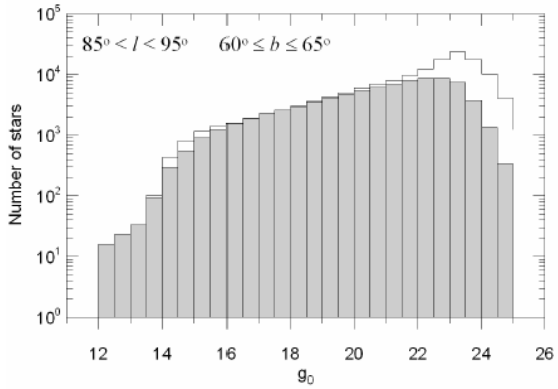
Her bir yıldız alanı için üç popülasyonun (ince disk, kalın disk ve halo) birleştirilmiş $D^* = \log D + 10$ logaritmik uzay yoğunluğu hesaplanmıştır. Burada,

$D = N / \Delta V_{1,2}$; $\Delta V_{1,2} = \left(\frac{\pi}{180}\right)^2 \left(\frac{A}{3}\right)\left(r_2^3 - r_1^3\right)$; A, yıldız alanın büyüklüğü (23.08 der^2); r_1 ve r_2, $\Delta V_{1,2}$ hacminin minimum ve maksimum uzaklıkları; N birim mutlak kadirdeki yıldız sayısıdır. $\Delta V_{1,2}$ hacminin merkezi uzaklığı, $r^* = \left[\left(r_1^3 + r_2^3\right)/2\right]^{1/3}$; Galaksi düzleminden dik uzaklığı $z^* = r^* \sin(b)$, *b* yıldız alanının merkezi enlemidir. Yıldızların galaktik düzleme olan limit dik uzaklığı z_l, aşağıdaki denklemler ile hesaplanmıştır:

$$g_l - M_g = 5 \log r_l - 5 \tag{12}$$

$$z_l = r_l \sin(b) \tag{13}$$

Burada, g_l limit görünen kadir (parlak ve sönük yıldızlar için, sırası ile, 15 ve 22.2 kadirdir, Şekil 4); r_l, Güneş'e göre tamlığın limit uzaklığı; M_g, (M_1, M_2] mutlak kadir aralığını ((4,5], (5,6], (6,7], (7,8], (8,9], (9,10] mutlak kadir aralıkları için) tanımlayan mutlak kadirdir. Yıldızların küçük ve büyük limit uzaklıkları için ilgili parlak ve sönük mutlak kadir aralıkları dikkate alınmıştır.



Şekil 4. *Galaktik boylamı l = 90° olan yıldız alanı için nokta kaynakların (beyaz bölge) ve son yıldız örneğinin (gölgeli bölge) görünen parlaklık histogramı.*

Çalışmadaki yoğunluk fonksiyonlarına, dev ve çift yıldızlara ait herhangi bir düzeltme uygulanmamıştır. Fakat evrimleşmiş yıldızların çoğu parlak limit kadirin $g_0 \le 15$ alınması ile fotometrik olarak istatistik dışı bırakılmıştır. $g_0 > 15$ görünen parlaklık aralığındaki dev ve cüce yıldızların karşılaştırılması yapılmıştır. Dev yıldızların ortalama mutlak kadiri $M_g = 1.5$ alındığında, $g_0 = 15$ parlaklığı için dev yıldızların Galaksi düzleminden uzaklığı $z = 4.5$ kpc'e karşılık gelmektedir. Kalın disk cüce yıldızları için H=650 pc yükseklik ölçeği ve D*=6.35 uzay yoğunluğu kullanılmış ve Bilir ve diğ.'indeki (2006a) H=585 pc yükseklik ölçeğine ve D* = 5.58 yerel yoğunluğuna karşılık gelen uzay yoğunlukları ile karşılaştırılmıştır. $g_0 = 15$ den daha sönük görünen parlaklıklarda bulunan kalın disk dev yıldızlarının sayısı, cüce yıldızların sayısının %8'inden daha azdır. $z \ge 4.5$ kpc uzaklığındaki halo devlerinin sayısının halo cücelerine oranı %2'dir.

Metalce fakir halo devlerinin sayısını hesaplayabilmek için Helmi ve diğ.'nin (2003) çalışmasındaki kriterler kullanılmıştır. Metalce fakir dev yıldızların ayırımında Helmi ve diğ.'nin (2003) çalışmasında verdikleri $r_0 < 19$, $1.1 \leq (u\text{-}g)_0 \leq 2.0$, $0.3 \leq (g\text{-}r)_0 \leq 0.8$, $-0.1 < P_1 < 0.6$ ve $s > m_s + 0.05$ kriterleri kullanılmıştır. Burada $P_1 = 0.910(u - g)_0 + 0.415(g-r)_0 - 1.28$, $s = -0.249u + 0.794g - 0.555r + 0.24$, $m_s = 0.002$ dir. Bu kriterler uygulandığında $4 \leq M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığında 460 dev yıldız bulunmuş ve $85^o < l < 95^o$ galaktik boylamındaki dev yıldızların, toplam yıldız örneğine (N = 19325) karışımı %2 olarak hesaplanmıştır.

Spektrel tipe bağlı olarak örnekte bulunan çift yıldızların oranı %25-50 aralığındadır. Çift yıldız oranı % 50 kabul edelirse bir fotometrik paralaks değerinde ifade edilen yükseklik ölçeği, gerçek değerinin yaklaşık % 80'dir (Siegel ve diğ. 2002). Fakat bu çalışmada, Galaksinin farklı doğrultularındaki yıldız alanları için belirli bir popülasyona ait yıldızların yükseklik ölçekleri karşılaştırıldığından, yükseklik ölçeklerinin gerçek değeri değil, bu ölçeklerin rölatif değerleri önemlidir. Bu yüzden çalışmada çift yıldızların yıldız örneğine etkisi ihmal edilmiştir.

3. Galaksi Model Parametreleri

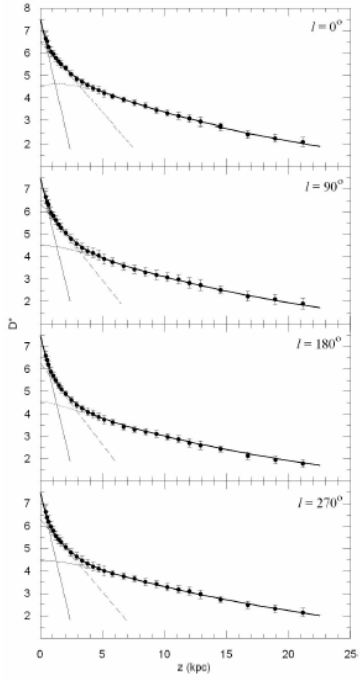
3.1. Galaktik model parametrelerinin tayini

Çalışmada, galaktik model parametreleri (ince ve kalın disklerin yerel uzay yoğunlukları ile yükseklik ölçekleri ve halonun yerel uzay yoğunluğu ile eksen oranı), eşzamanlı olarak gözlemlerden elde edilen (üç popülasyonun birleşimi ile) uzay yoğunluk fonksiyonları ile teorik uzay yoğunluklarının karşılaştırılmasından hesaplanmıştır. Bu çalışmada mutlak kadirce sönük yıldızların olması, Galaksi düzlemine yakın yıldızların (z = 0.4 kpc) uzay yoğunluklarının elde edilmesini sağlamıştır. Dolayısıyla, yakın yıldızlar için elde edilen yoğunluk ile Hipparcos'un Güneş civarı için verdiği (Jahreiss ve Wielen 1997, D* = 7.49 değeri $4 \leq M_g \leq 10$ aralığı için ortalama uzay yoğunluğudur) logaritmik yoğunluk arasında güvenilir bir ekstrapolasyon yapılması mümkündür.

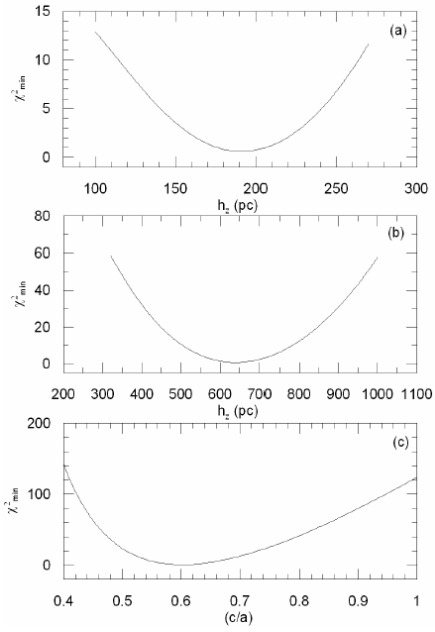
Galaktik model parametrelerinin tayininde klasik χ^2 analizi kullanılmıştır. χ^2 metodu son zamanlarda yapılan galaktik yapı çalışmalarında galaktik model parametrelerinin elde edilmesinde çok yaygın olarak kullanılmaktadır (Phleps ve diğ. 2000, 2005; Chen ve

diğ. 2001; Siegel ve diğ. 2002; Du ve diğ. 2003, 2006). Galaktik boylamı $l = 0^{o}$, $l = 90^{o}$, $l = 180^{o}$, $l = 270^{o}$ olan dört yıldız alanına ait gözlemsel logaritmik yoğunluklar ile teorik yoğunlukların karşılaştırılması Şekil 5'de verilmiştir. χ^2_{min}, simetriye yakın bir dağılım göstermektedir (Şekil 6). Model parametrelerine ait negatif veya pozitif hata hesabı χ^2_{min} bir kat azaltılarak veya artırılarak hesap edilmiştir (Phleps ve diğ. 2000). 36 yıldız alanından hesaplanan galaktik model parametreleri ile bu parametrelere ait hatalar Tablo 1'de listelenmiştir. İndirgenmiş χ^2_{min} değerleri ve bu değerlere karşılık gelen olasılıklar da Tablo 1'de gösterilmiştir. Olasılıklar galaktik model parametrelerinin doğruluğunu gösteren oldukça yüksek değerler alırken, indirgenmiş χ^2_{min} değerleri de, beklenildiği gibi küçük değerlerdedir.

Galaktik model parametrelerinin tayininde herhangi bir dejenerasyonluk olup olmadığını kontrol etmek için farklı bir yöntem kullanılmıştır. İlk olarak, Galaksi düzleminden dik uzaklığı $z > 5$ kpc olan yıldızların gözlemsel ve teorik logaritmik yoğunlukları karşılaştırılarak halonun yerel yoğunluğu ve eksen oranı hesaplanmıştır (Şekil 7a). $z \leq 5$ kpc uzaklık aralığındaki gözlemsel yoğunluklardan halo için bağımsız olarak elde edilen yoğunluk çıkartılarak gözlemsel yoğunluk ile teorik (ince ve kalın disk için) yoğunlukların karşılaştırılmasından ince ve kalın diskin yoğunluğu ve yükseklik ölçeği tayin edilmiştir (Şekil 7b). Bu yöntem, halodan bağımsız olarak ince ve kalın disk parametrelerin elde edilmesine olanak sağlamıştır. İnce ve kalın diske ait parametreler, eş zamanlı olarak üç bileşen ile elde edilen yükseklik ölçekleri ile uyumludur. Dolayısıyla, çalışmada elde edilen model parametrelerinde dejenerasyonluğun etkili olmadığı söylenebilir.



Şekil 5. *Dört farklı galaktik boylamda üç popülasyona ait yıldızların birleşimi için hesaplanmış (kalın katı çizgiler) ve gözlenmiş (içi dolu noktalar) uzay yoğunluk fonksiyonları: ince disk (ince katı çizgi), kalın disk (kesikli çizgi), halo (noktalı çizgi).*



Şekil 6. *Galaktik boylamı $l = 90°$ olan yıldız alanı için üç galaktik model parametresinin χ^2_{min} değişimi. (a) ince diskin yükseklik ölçeği, (b) kalın diskin yükseklik ölçeği, (c) halonun basıklığı. Şeklin (a) ve (b) bölümlerinde χ^2_{min} değişimi simetrik iken, (c) bölümünde değişim biraz sağa yatıktır.*

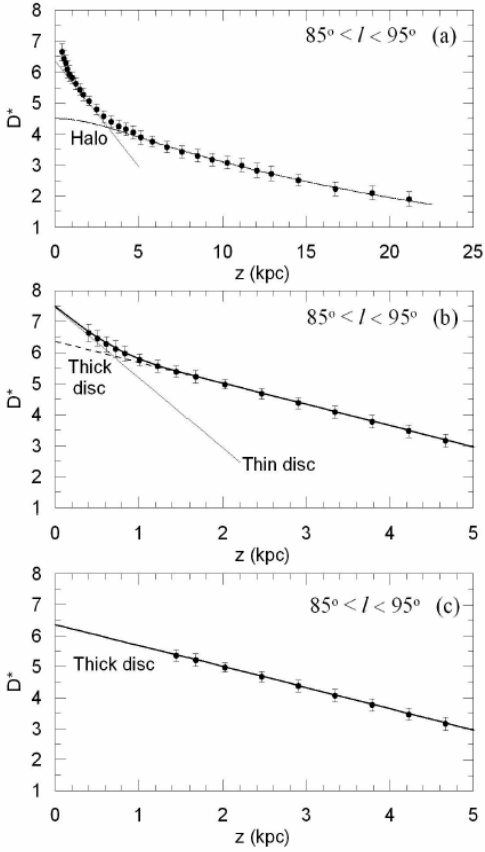
Benzer yöntem ince ve kalın diske uygulanmıştır. $0.4 < z \leq 5$ aralığındaki gözlemsel verilerden elde edilen gözlemsel yoğunluklar ile teorik yoğunluklar karşılaştırılarak eş zamanlı olarak ince ve kalın diskin yerel yoğunlukları ve yükseklik ölçekleri tayin edilmiştir. Kalın diskin etkin olduğu $1.5 < z \leq 5$ uzaklık aralığında kalın disk için hesaplanan model parametreleri ile karşılaştırılmıştır (Şekil 7c). Hesaplanan parametreler arasında önemli bir farklılık görülmediğinden, ince ve kalın disk model parametreleri arasında dejenerasyonluğun olmadığı söylenebilir.

Ek olarak, Şekil 8'de galaktik boylamı $l = 0º$, $l = 90º$, $l = 180º$, $l = 270º$ olan yıldız alanları için halonun rölatif yoğunluğuna karşılık eksen oranları ve kalın diskin rölatif yoğunluğuna karşılık yine kalın

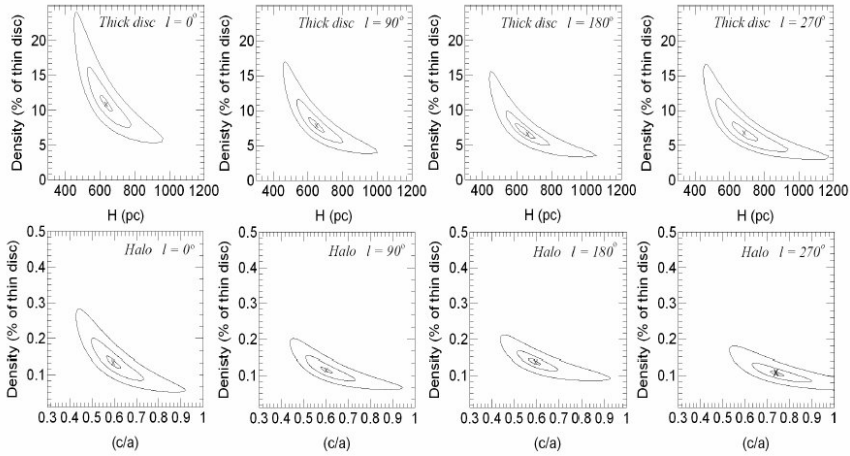
diskin yükseklik ölçekleri çizilmiştir. Konturlar σ, 2σ ve 3σ standart sapmaya denk gelen χ^2 leri göstermektedir. Paneller üzerindeki çarpı işareti χ^2_{min} gösteren model parametrelerin yerini göstermektedir.

Tablo 1. *Yüksek enlemli (60^o < b < 65^o) 36 yıldız alanı için oluşturulan yoğunluk profillerinden hesaplanmış galaktik model parametreleri ve hataları. Sütunlar şu sıradadır: <l> yıldız alanının merkezi boylamı; (h_z), sırası ile, ince ve kalın diskin yükseklik ölçeği; (n_2/n_1) ve (n_3/n_1), sırası ile, kalın disk ve halonun rölatif uzay yoğunluğu; (c/a) halonun basıklığı; (N) incelenen alanın birim derece karedeki yıldız yoğunluğu; ($\tilde{\chi}^2_{min}$) indirgenmiş ki-kare minimum değeri; (Probability) hesaplanan en küçük χ^2 değerine karşılık gelen uyumluk derecesi.*

	Thin disc	Thick disc		Halo				
$< l >$ (°)	h_z (pc)	h_z (pc)	n_2/n_1 (%)	n_3/n_1 (%)	c/a	N $(stars/deg^2)$	$\tilde{\chi}^2_{min}$	Probability
0	177±9	634±46	10.96±1.23	0.14±0.01	0.60±0.02	3672±61	0.517	0.972
10	178±6	613±28	12.50±0.90	0.16±0.01	0.58±0.01	3686±61	0.488	0.981
20	167±8	586±27	15.14±1.15	0.17±0.01	0.57±0.01	3527±59	0.438	0.991
30	187±9	620±44	11.67±1.33	0.17±0.01	0.56±0.01	3391±58	0.844	0.677
40	180±6	595±28	13.46±1.46	0.19±0.02	0.54±0.02	3370±58	0.475	0.984
50	172±6	609±26	13.30±0.89	0.16±0.01	0.58±0.02	3251±57	0.537	0.965
60	195±6	641±35	10.33±0.86	0.13±0.01	0.62±0.01	3008±55	0.795	0.742
70	181±7	616±38	11.07±1.01	0.12±0.01	0.62±0.01	2733±52	0.335	0.999
80	178±7	598±35	10.86±1.03	0.14±0.01	0.58±0.01	2514±50	0.399	0.995
90	192±7	647±52	7.89±1.02	0.12±0.01	0.60±0.02	2252±47	0.541	0.963
100	189±5	638±35	7.94±0.69	0.12±0.01	0.58±0.01	2063±45	0.310	0.999
110	186±4	648±35	7.11±0.62	0.12±0.01	0.59±0.01	1932±44	0.479	0.983
120	196±7	667±68	5.45±0.90	0.15±0.01	0.54±0.01	1807±43	0.855	0.662
130	184±6	581±36	8.75±0.96	0.16±0.01	0.54±0.01	1732±42	0.468	0.986
140	172±4	550±23	10.26±0.70	0.16±0.01	0.54±0.01	1698±41	0.413	0.994
150	183±4	568±26	8.71±0.69	0.16±0.01	0.54±0.01	1712±41	0.450	0.989
160	195±8	603±64	7.23±1.22	0.16±0.03	0.53±0.04	1697±41	0.543	0.962
170	195±7	638±67	6.35±1.05	0.17±0.01	0.54±0.01	1719±41	0.816	0.715
180	195±4	658±42	6.22±0.62	0.14±0.01	0.61±0.03	1766±42	0.681	0.869
190	198±4	646±37	6.46±0.59	0.12±0.01	0.65±0.01	1822±43	0.630	0.912
200	199±7	657±61	6.35±0.91	0.13±0.01	0.67±0.03	1911±44	0.541	0.963
210	179±5	598±31	9.46±0.77	0.14±0.01	0.71±0.02	2083±46	0.396	0.996
220	185±7	594±46	9.16±1.12	0.13±0.01	0.76±0.02	2186±47	0.656	0.892
230	198±4	654±36	7.08±0.59	0.13±0.01	0.75±0.01	2314±48	0.372	0.997
240	174±4	603±26	9.18±0.57	0.13±0.01	0.71±0.04	2264±48	0.495	0.979
250	189±4	621±27	8.09±0.56	0.16±0.01	0.64±0.01	2310±48	0.331	0.999
260	188±6	658±44	7.53±0.79	0.12±0.01	0.72±0.02	2439±49	0.538	0.964
270	186±9	684±80	6.82±1.23	0.11±0.01	0.73±0.03	2545±50	0.399	0.995
280	196±4	716±35	6.00±0.46	0.11±0.01	0.73±0.02	2728±52	0.392	0.996
290	188±9	704±71	6.85±1.09	0.10±0.01	0.75±0.02	2967±54	0.501	0.977
300	190±7	679±50	7.60±0.89	0.11±0.01	0.73±0.01	3133±56	0.495	0.979
310	173±3	649±16	9.33±0.42	0.12±0.01	0.68±0.01	3258±57	0.390	0.996
320	186±8	669±43	8.32±0.86	0.12±0.01	0.68±0.01	3465±59	0.444	0.990
330	178±7	600±34	10.74±1.04	0.07±0.01	0.66±0.01	3590±60	0.564	0.953
340	184±5	619±14	10.30±0.82	0.15±0.01	0.61±0.01	3554±60	0.398	0.995
350	200±6	658±39	8.73±0.89	0.17±0.01	0.58±0.01	3689±61	0.732	0.817
360	177±9	634±46	10.96±1.23	0.14±0.01	0.60±0.01	3672±61	0.517	0.972



Şekil 7. *Galaktik boylamı l = 90º olan yıldız alanı için hesaplanan galaktik model parametrelerindeki dejenerasyonluğunun analizi.*

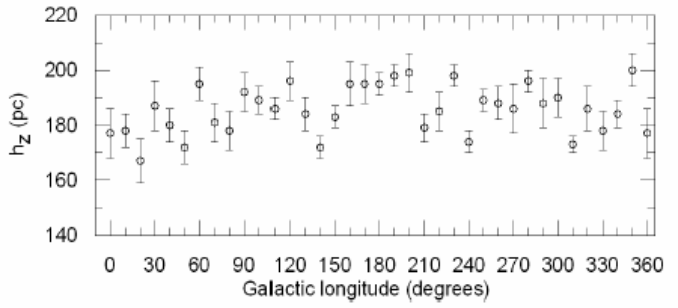


Şekil 8. *Galaktik boylamları l = 0º, l = 90º, l = 180º, l = 270º olan yıldız alanları için halonun rölatif yoğunluğuna karşılık eksen oranları ile kalın diskin rölatif yoğunluğuna karşılık yükseklik ölçeklerinin farklı değerlerine karşılık gelen* χ^2_{min} *larının konturları. Konturlar σ, 2σ ve 3σ standart sapmaya denk gelen* χ^2 *leri göstermektedir. Paneller üzerindeki çarpı işareti* χ^2_{min} *gösteren model parametrelerin yerini göstermektedir.*

3.2. Galaktik boylama bağımlı galaktik model parametreleri

Tablo 1, ince ve kalın disk yükseklik ölçeklerinin, kalın disk ve halonun yerel uzay yoğunluklarının ve halonun eksen oranının 36 yıldız alanı için aynı olmadığını gösteriyor. Yani, galaktik model parametreleri galaktik boylam ile değişiyor.

Şekil 9, ince disk yükseklik ölçeğinin (h_z) galaktik boylam (l) ile değişimini göstermektedir. Yükseklik ölçeğinin (h_z) global dağılımının $l \approx 190^o$ de bir maksimum yaptığını, hemen hemen Galaksi merkezinin zıt doğrultusunda, buna karşın galaktik merkez doğrultusundaki alanlarda ise minimum değere ulaştığını gösteriyor. Bununla birlikte, değişimler farklı eğimlere sahip birkaç alt örneğe ayrılabilir. Galaktik boylamları 150^o den daha küçük alanların oluşturduğu parçalar negatif eğimli iken, 150^o den daha büyük galaktik boylamlı alanların oluşturduğu parçaların eğimleri ise pozitiftir.



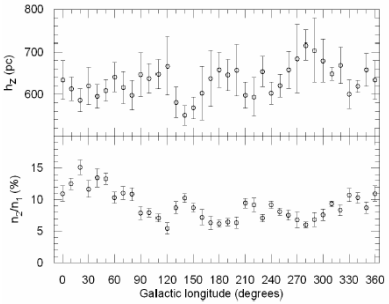
Şekil 9. *İnce disk yükseklik ölçeğinin galaktik boylam ile değişimi.*

Kalın disk yükseklik ölçeğinin eğimi ince diskinkinden farklıdır (Şekil 10). Kalın disk yükseklik ölçeğinin minimum ve maksimumunu içeren global dağılımı, sırasıyla, $l = 140^o$ ve $l = 290^o$ dir. Şekil 10'daki alt parçaların eğimleri, Şekil 9'da gösterilen aynı boylam aralıklarınkinden farklılık göstermektedir. Yükseklik ölçeklerine ait hatalar da ince diskinkinden daha büyüktür. Kalın disk (n_2/n_1) ve halonun (n_3/n_1) yerel uzay yoğunluğundaki farklı trendler Şekil 10 ve 11'den görülebilir. Örneğin, (n_2/n_1) in minimum değeri $180^o \leq l \leq 200^o$ galaktik boylamları aralığında iken, (n_3/n_1) in minimum değeri $270^o \leq l \leq 290^o$ galaktik boylamları arasındadır.

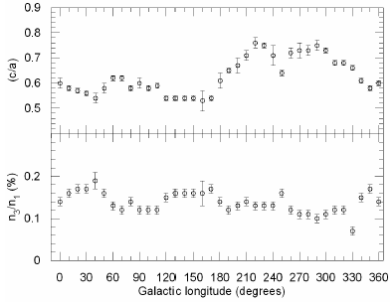
Galaktik model parametrelerinin galaktik boylam ile değişiminden başka, hesaplanan parametreler arasındaki korelasyon hakkında da bir şeyler söylenebilir. Kalın diskin yükseklik ölçeği galaktik boylam ile artarken, kalın diskin rölatif uzay yoğunluğunun galaktik boylam ile azaldığı Şekil 10'dan görülmektedir. Aynı iddia, halonun yerel uzay yoğunluğu ile basıklığı için de geçerlidir (Şekil 11). Bu ilişkiler, Galaksi'nin yedi farklı doğrultusundaki yıldız alanlarını RGU fotometrisi ile inceleyen Buser ve diğ'nin (1998, 1999) çalışmalarında da bahsedilmiştir.

Bu çalışmada hesaplanan galaktik model parametrelerinin aralıkları, ortalamaları ve standart sapmaları Tablo 2'de verilmiştir. İnce disk yükseklik ölçeğinin ortalaması literatürde verilen sonuçlardan yaklaşık % 30 daha küçüktür (Ojha ve diğ. 1999; Buser ve diğ. 1998, 1999; Karaali ve diğ. 2004). Bu çalışmada, kalın disk için hesaplanan yükseklik ölçeği ve rölatif uzay yoğunluğu değerleri son yıllarda literatürde verilen değerlere çok yakındır. Bununla birlikte, yine bu çalışmada hesaplanan uzay yoğunluğundaki üst limit,

literatürdekilerden biraz daha büyüktür (Chen ve diğ. 2001; Siegel ve diğ. 2002). Bu çalışmada halo için hesaplanan basıklık ve rölatif uzay yoğunlukları, birçok yazar tarafından hesaplanan değerler ile uyum içerisindedir (Robin ve diğ. 1996; Robin ve diğ. 2000; Chen ve diğ. 2001; Siegel ve diğ. 2002; Karaali ve diğ. 2004; Bilir ve diğ. 2006c).



Şekil 10. Kalın disk yükseklik ölçeğinin ve rölatif uzay yoğunluğunun galaktik boylam ile değişimi.



Şekil 11. Halo basıklığı ve rölatif uzay yoğunluğunun galaktik boylam ile değişimi.

Tablo 2. *36 yıldız alanı için hesaplanan model parametre değerlerinin değişim aralığı, ortalamaları ve bu değerlere karşılık gelen standart sapmaları.*

Parameter	Range	Mean	s
$h_{z,TN}$ (pc)	167–200	186	9
$h_{z,TK}$ (pc)	550–716	631	37
(n_2/n_1) (%)	5.45–15.14	9.03	2.34
(n_3/n_1) (%)	0.07–0.19	0.14	0.02
(c/a)	0.53–0.76	0.63	0.07

4. Tartışma

4.1. Galaktik model parametrelerinin evrimi

Modern galaktik yapı araştırmaları, son 25 yıldır astronomların üzerinde durdukları önemli konulardan biridir. Galaksi diskinin ve halonun galaktik model parametreleri günümüze kadar birçok kez değişim göstermiştir. Bu model parametreleri içinde en büyük değişim Galaksimizin kalın disk bileşeninde görülmüştür. Gerçekten, kalın diskin orijinal yükseklik ölçek değeri (Gilmore ve Reid 1983) 1.45

kpc'ten günümüzde kabul edilen 0.65 kpc (Siegel ve diğ. 2002) değerine azalmış buna karşın kalın diskin Güneş civarındaki yoğunluğu %2 (Gilmore ve Reid 1983) den %6-10 (Siegel ve diğ. 2002) değerine artmıştır. Araştırmacılar Galaksi modellerinde aynı yoğunluk kanunlarını kullanmalarına karşın, hesapladıkları model parametreleri genellikle geniş bir parametre aralığında bulunmaktadır (Karaali ve diğ. 2004, Tablo 1'e bakınız). Hassas kadir ve renkler sağlayan SDSS, SEGUE, 2MASS, DENIS ve UKIDSS gibi yeni gökyüzü tarama verilerinden hesaplanan model parametrelerinin, ya tek bir değer (hatası küçük) ya da dar bir değer aralığında hesaplanması beklenir. Literatürdeki bu probleme, fiziksel açıdan yaklaşılması gerektiği görülüyor.

Karaali ve diğ.'leri (2004) galaktik model parametrelerinin mutlak kadire bağlı olduğunu göstermişlerdir. Model parametrelerin hataları birim mutlak kadir aralıkları için oldukça küçük ve incelenen mutlak kadir aralıkları için hesaplanan model parametreleri de azalan veya artan değerlerde bulunmaktadır. Örneğin, ince disk yükseklik ölçeğindeki aralık $5 < M_g \leq 13$ mutlak kadir aralığı için 234-334 pc'tir. İkinci bir örnek, kalın disk için verilebilir. $5 < M_g \leq 9$ mutlak kadir aralığı için kalın diskin rölatif yerel uzay yoğunluğunun değişim aralığı %5.25-9.77'dir. Bu değer aralığı, son zamanlarda literatürde mutlak kadire bağlı olmaksızın yapılan çalışmaların sonuçları ile uyum içerisindedir. Başka bir deyişle, farklı mutlak kadirlere göre yıldızların ayırımı yapılmadığı takdirde, galaktik model parametrelerinin geniş aralıkta olması kaçınılmazdır.

Farklı mutlak kadir aralıkları, farklı spektrel tip ve farklı galaktik popülasyonlara karşılık gelir. Parlak ($4 < M_g \leq 5$), orta ($5 < M_g \leq 8$) ve sönük ($8 < M_g \leq 10$) mutlak kadirli yıldızlar, sırası ile, F-G, G-K ve K-M spektrel sınıflarına denk gelir (Şekil 3). Daha önceki çalışmalarımızda iddia ettiğimiz gibi (Karaali ve diğ. 2004; Bilir ve diğ. 2006c) halo, kalın disk ve ince disk yıldızları, sırası ile, bu spektrel tiplerde etkindir. Bundan dolayı, farklı mutlak kadir diyagramları için hesaplanan farklı galaktik model parametreleri farklı popülasyonlarda ve farklı yaştaki yıldızlar için geçerlidir.

4.2 Galaktik boylama bağlı galaktik model parametrelerinin yorumu

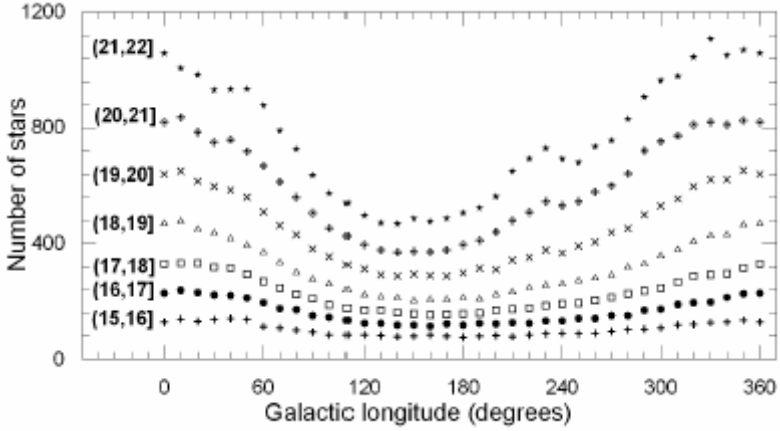
4.2.1. Galaksinin asimetrik yapısı için senaryolar ve yıldız sayımları metodu ile ispatı

Büyük radyal uzaklıklarda, farklı galaktik boylamlar için hesaplanan galaktik model parametrelerinin değerleri farklıdır. Bu değerlerin farklı olmasının nedeni, asimetrik haloya göre aşırı yoğun bölgeler ile açıklanabilir. Bu aşırı yoğun bölgeler için önerilen iki senaryo bulunmaktadır: Biri, halonun üç-eksenli yapısı ile ilgili iken (Newberg ve Yanny 2006; Xu ve diğ. 2006; Juric ve diğ. 2008), diğeri geçmişteki bazı olayların kalıntıları ile ilgilidir (Wyse ve Gilmore 2005). Her ne kadar Newberg ve Yanny (2005) çalışmalarında l = 180º civarında kalın diski simetrik bulunmuş olsa da, Parker ve diğ. (2003), Galaksi düzlemine göre simetrik Galaksinin I. çeyreği için, mavi ve orta renklerdeki yıldızların sayı fazlalığını kalın diskin asimetrik yapısından kaynaklandığı şeklinde yorumlamışlardır. Parker ve diğ. (2003) bu asimetrik yapıya dair senaryolar önermişlerdir: a) bir birleşmenin eski kalıntıları, b) üç eksenli kalın disk ve halo, c) diskteki bar yapının iç halo ve kalın disk ile etkileşimi. Çalışmamızdaki limit parlaklık (g_0=22) diğer çalışmadaki limit parlaklıktan (O=18) çok daha sönüktür. Dolayısıyla, bu çalışmada benzer bir yöntem kullanılarak, elde edilecek sonuçların daha güvenilir olacağı düşünülebilir.

Çalışmamızda, Newberg ve Yanny'in (2005) yöntemi uygulandı ve farklı görünen kadir aralıkları ((15, 16], (16, 17] (17, 18] (18, 19] (19, 20], (20, 21] ve (21, 22]) için galaktik boylamın bir fonksiyonu olarak yüzey yoğunlukları (bir alanda derece kare başına düşen yıldız sayısı) çizildi (Şekil 12). Asimetrik yapı sadece halo yıldızlarına denk gelen sönük kadirlerde değil, kalın diski temsil eden parlaklıklar için de görülebilir. Şekil 12'deki tüm fonksiyonlar 120º < l < 180º galaktik boylam aralığında, daha sönük kadirlerde daha belirgin, düz bir minimuma sahiptir. Yani, bu boylam aralığında yıldız sayılarında eksiklik vardır. Örneğin, söz konusu boylam aralığının yüzey yoğunluğu, 21 < g_0 < 22 görünen parlaklık aralığındaki yüzey yoğunluğundan %50'den daha azdır. Galaksi merkezi doğrultusundaki alanlara göre Galaksi merkezine zıt doğrultudaki alanların yüzey yoğunluklarının daha az olması diskin uzunluk ölçeğini etkiler. Bu etkinin en çok görüleceği boylam l = 180º

olmalıdır fakat Şekil 12'de beklenen bu durum görülmemektedir. $l \sim 230^o$ boylamındaki yıldız alanlarında görülen yıldız fazlalığı, Newberg ve diğ.'nin (2006) çalışmalarında "Sagittarius gelgit akıntı kuyruğu" olarak ifade ettikleri aşırı yoğun bölgeye karşılık gelmektedir. Bu fazlalık Xu ve diğ.'nin (2006) çalışmasında da görülmüştür.

Bu çalışmada Parker ve diğ'in (2003) çalışmasına benzer bir şekilde meridyene göre simetrik beş çift yıldız alanındaki yıldız sayıları kendi aralarında karşılaştırılmıştır. Seçilen örnek çift yıldız alanlarının galaktik boylamları şu şekildedir: (30º, 330º), (60º, 300º), (90º, 270º), (120º, 240º) ve (150º, 210º). Karşılaştırmalar dört renk aralığı için yapılmıştır: $(g\text{-}r)_0 \leq 0.35$, $0.35 < (g\text{-}r)_0 \leq 0.60$, $0.60 < (g\text{-}r)_0 \leq 1.20$ ve $(g\text{-}r)_0 > 1.20$. Giriş kısmında bahsedildiği gibi $15 < g_0 \leq 18$ görünen kadir aralığında, $(g\text{-}r)_0=0.33$ dönüm noktasındaki mavi yıldızlar içerisinde kalın disk yıldızları baskın iken, halo yıldızları $g_0=18$ görünen kadirden daha sönük, $(g\text{-}r)_0 \approx 0.2$ dönüm noktasında yoğunlaşmaktadırlar. Tüm görünen kadir aralıklarında ve $(g\text{-}r)_0 \approx 1.3$ dönüm noktasındaki kırmızı yıldızlar Galaksimizdeki yaşlı ince disk popülasyonunu temsil ederler. Tablo 3'te verilen yıldız oranlarını yıldızların renklerine göre dikkate alınmıştır. Burada kolaylık olması açısından yıldız oranlarını N_i/N_j şeklinde gösterilmiştir. Burada *i* ve *j* indisleri incelenen yıldız alanlarının galaktik boylamlarını göstermektedir.



Şekil 12. *Galaktik boylamın bir fonksiyonu olarak farklı görünen kadir aralıkları için yıldız sayılarının değişimi.*

a) $(g\text{-}r)_0 \leq 0.35$ renk aralığı:

Bu renk aralığında görünen kadirce sönük yıldızlar halo yıldızı iken, parlak olanlar disk (ince ve kalın) yıldızlarıdır. I. çeyrekteki yıldızların sayısının IV. çeyrekteki yıldız sayılarına oranı yaklaşık 1 veya parlak görünen kadirler için 1 değerinden büyüktür. Sönük yıldızlara doğru ($21 < g_0 \leq 22$) gidildikçe bu oran 0.5 e yaklaşıyor. Halo popülasyonu için yıldız sayılarındaki eşitsizlik Galaksinin bu bileşenin üç eksenli yapısından kaynaklanmaktadır. Benzer durum, Galaksinin II. ve III. çeyreklerindeki halo yıldızları için de aynıdır. Ayrıca, parlak yıldızlar için yıldız oranlarının yorumlanması zor görülüyor.

Tablo 3. *Renk ve görünen kadirin bir fonksiyonu olarak farklı Galaksi çeyreklerdeki yıldız alanları için yüzey yoğunluklarının (derece kareye düşen yıldız sayısı) karşılaştırılması. N harfinin altındaki sayılar yıldız alanlarının galaktik boylamlarını göstermektedir.*

$(g-r)_0$	g_1-g_2	N_{30}/N_{330}	N_{60}/N_{300}	N_{90}/N_{270}	N_{120}/N_{240}	N_{150}/N_{210}
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$15 < g_0 \leq 16$	1.55	0.88	0.91	0.83	1.18
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$16 < g_0 \leq 17$	0.88	1.01	0.83	0.95	1.00
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$17 < g_0 \leq 18$	0.90	0.84	0.88	0.82	0.91
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$18 < g_0 \leq 19$	0.87	0.88	0.80	0.75	0.85
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$19 < g_0 \leq 20$	0.80	0.72	0.67	0.74	0.75
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$20 < g_0 \leq 21$	0.69	0.58	0.58	0.53	0.57
$(g-r)_0 \leq 0.35$	$21 < g_0 \leq 22$	0.47	0.57	0.56	0.38	0.45
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$15 < g_0 \leq 16$	1.16	1.08	0.99	0.95	1.02
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$16 < g_0 \leq 17$	1.14	1.15	1.04	0.96	0.92
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$17 < g_0 \leq 18$	1.11	1.16	0.94	0.84	0.92
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$18 < g_0 \leq 19$	1.01	0.94	0.83	0.78	0.78
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$19 < g_0 \leq 20$	0.83	0.82	0.74	0.71	0.75
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$20 < g_0 \leq 21$	0.75	0.71	0.69	0.60	0.74
$0.35 < (g-r)_0 \leq 0.60$	$21 < g_0 \leq 22$	0.61	0.67	0.67	0.57	0.67
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$15 < g_0 \leq 16$	1.04	1.06	1.02	0.97	0.93
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$16 < g_0 \leq 17$	1.26	1.16	0.91	0.88	0.95
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$17 < g_0 \leq 18$	1.15	1.18	0.98	0.95	0.91
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$18 < g_0 \leq 19$	1.06	1.11	1.03	0.88	0.89
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$19 < g_0 \leq 20$	1.03	1.07	0.97	0.88	0.90
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$20 < g_0 \leq 21$	0.98	1.02	0.92	0.80	0.89
$0.60 < (g-r)_0 \leq 1.20$	$21 < g_0 \leq 22$	0.93	0.88	0.83	0.79	0.91
$(g-r)_0 > 1.20$	$15 < g_0 \leq 16$	0.90	1.17	0.83	0.76	1.05
$(g-r)_0 > 1.20$	$16 < g_0 \leq 17$	1.14	1.12	0.98	1.07	0.95
$(g-r)_0 > 1.20$	$17 < g_0 \leq 18$	1.17	1.22	1.18	0.90	0.90
$(g-r)_0 > 1.20$	$18 < g_0 \leq 19$	1.16	1.20	1.13	1.01	0.92
$(g-r)_0 > 1.20$	$19 < g_0 \leq 20$	1.19	1.23	1.06	0.98	0.94
$(g-r)_0 > 1.20$	$20 < g_0 \leq 21$	1.20	1.26	1.15	0.99	0.89
$(g-r)_0 > 1.20$	$21 < g_0 \leq 22$	1.14	1.28	1.10	0.98	0.86

b) $0.35 < (g\text{-}r)_0 \leq 0.60$ renk aralığı:

Seçilen alanlardaki yıldız sayı oranlarının en iyi yorumlandığı renk aralığı $0.35 < (g\text{-}r)_0 \leq 0.60$'dır. Rölatif olarak parlak yıldızlar kalın disk popülasyonuna ait iken, sönük olanlar halo popülasyonuna aittir. N_{30}/N_{330} ve N_{60}/N_{300} en parlak üç görünen kadir arağı ((15,16], (16,17], (17,18]) için 1 den büyük iken en sönük üç görünen kadir aralığı ((19,20], (20,21], (21,22]) için 1 den küçük değerler almaktadır. I. çeyrekteki yıldız sayılarının IV. çeyrektekine göre daha fazla yıldız içermesi, $l \approx 27°$ galaktik boylamında galaktik bir çubuğun varlığı ile açıklanabilir (Parker ve diğ., 2003). Bu düşünceye göre Galaksinin II. çeyreğindeki yıldız sayısının rölatif olarak III. çeyreğine göre daha az yıldız içermesi beklenir. Gerçekten çalışmamızdaki II. ve III. çeyreklerine ait yıldız sayıların rölatif oranları (N_{120}/N_{240} ve N_{150}/N_{210}) kalın diskte 1 den küçüktür. Yine bu renk aralığında, görünen kadiri sönük yıldızların sayılarındaki eşitsizlik halonun üç eksenli yapısından kaynaklanıyor. $18 < g_0 \leq 19$ görünen kadir aralığı, disk ile halo popülasyonlarının geçiş bölgesini temsil etmektedir.

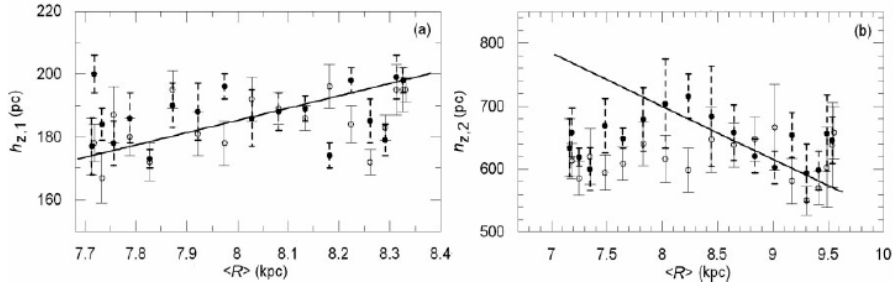
c) $0.60 < (g\text{-}r)_0 \leq 1.20$ renk aralığı:

Bu renk aralığı da farklı çeyreklerde seçilen alanlardaki yıldız sayılarının yorumlanmasında çok önemlidir. (15,16], (16,17], (17,18], (18,19] ve (19,20] görünen kadir aralıkları için N_{30}/N_{330}, N_{60}/N_{300} alanlarındaki yıldız sayılarının oranları 1'den büyüktür. Beklendiği gibi, N_{120}/N_{240}, N_{150}/N_{210} alanlarındaki yıldız sayı oranları aynı görünen kadir aralıkları için 1'den küçüktür. Bu sonuçların bir arada değerlendirilmesi önceki bölümdeki iddiamızı doğrulamaktadır. Yani, I. ve IV. çeyrekte görünen kadiri g_0=20 den daha parlak yıldızların sayısındaki eşitsizlik galaktik çubuğun etkisinden kaynaklanıyor. Görünen kadiri $g_0 = 20$ den daha sönük yıldızlar için yukarıda bahsedilen yıldızların sayı oranı 1'den küçüktür. Yani, yıldızlar üç eksenli halo popülasyonuna aittir. Bu renk aralığındaki sönük yıldızların sayı oranı önceki bölümde bahsedilen renk aralığı ile uyum içersindedir.

d) $(g\text{-}r)_0 > 1.20$ renk aralığı:

Önceki bölümlerde bahsedildiği gibi kırmızı yıldızlar yaşlı ince disk popülasyonlarına aittir. Çalışmamızdaki en parlak görünen kadir aralığındaki ($15 < g_0 \leq 16$) yıldız sayısı az olduğu için dikkate

alınmamıştır. Geriye kalan altı görünen kadir aralığı için N_{30}/N_{330} ve N_{60}/N_{300} alanlarındaki yıldız sayı yoğunlukları diğer bölümlerde olduğu gibi 1'den büyüktür. Ayrıca, N_{120}/N_{240}, N_{150}/N_{210} alanlarındaki yıldız sayı oranları 1'den küçük veya 1'e eşittir.



Şekil 13: *Galaksi merkezinden uzaklık (<R>) ile ince diskin yükseklik ölçeği (a) ve kalın diskin yükseklik ölçeğinin (b) değişimi. İçi boş ve dolu daireler, sırası ile, $0^o < l \leq 180^o$ ve $180^o < l \leq 360^o$ galaktik boylam aralığındaki alanları gösteriyor.*

4.2.2. Galaktik model parametreleri ile Galaksinin asimetrik yapısı arasındaki ilişki

Şekil 9–11'teki galaktik model parametrelerinin global dağılımı farklı galaktik boylamlarda minimum ve maksimum değerler göstermesine karşın, kısa ölçeklerde farklı eğimlerde ilginç alt gruplar görülmektedir. Böyle bir dağılım sayesinde galaktik model parametrelerinin bağımlılığını yorumlamak güçtür. Ayrıca, bu durum 4.2.1 kısmındaki sonuçlar ile Şekil 9–11'teki gözlemsel dağılımın birleşimi ile açıklanabilir. Farklı galaktik boylamlar için hesaplan halonun galaktik model parametreleri halonun üç eksenli yapısını gösteren en iyi delildir. Bununla birlikte, galaktik diskin yapısı bu şekilde açıklanamaz. Galaksi'nin I. ve IV. çeyreklerindeki alanlar ile III. ve II. çeyreklerindeki alanlar arasındaki görülen farklı yüzey yoğunlukları diskteki çubuğun etkisini onaylamaktadır. Çubuk zayıf bir çekimsel etki içermekte olup Galaksi'deki yıldızları yakalayarak Galaksi'nin belirli bölgesinde yoğunlaşmasına neden olur (Hernquist ve Weinberg 1992; Debattista ve Sellwood 1998). Bu durum çalışmamızdaki I. çeyrekteki (III.) yıldızların IV. (II.) çeyrektekilere oranları ile iyi bir şekilde açıklanabilir. Diskteki alevlenme ince ve kalın diskin yükseklik ölçeğini de etkiler. Bilindiği

gibi ince diskte görülen alevlenme mekanizması Galaksi merkezinden uzaklaştıkça yükseklik ölçeğinin artmasına neden olur (Lopez-Corredoira ve diğ. 2002; Momany ve diğ. 2006). Lopez-Corredoira ve diğ. (2007) ve Cabrera-Lavers ve diğ.'nin (2007) son zamanlarda yaptıkları araştırmalarda kalın diskin yükseklik ölçeğinin Galaksi merkezinden uzaklaştıkça azaldığını göstermişlerdir. Bu durum ince diskte görülen alevlenme mekanizmasının tam tersidir.

İnce ve kalın diskin yükseklik ölçeğinin Galaksi merkezinden uzaklık ile değişimi Şekil 13'te gösterilmiştir. Şekil 13a'daki katı çizgi, Lopez-Corredoira ve diğ. (2002) tarafından ince disk için elde edilmiş yükseklik ölçeğinin değişimini göstermektedir. Teorik eğri gözlemsel noktalar ile uyuşmakla beraber gözlemlere ait hatalar oldukça büyüktür. Bu durum alevlenmenin doğası hakkındaki sonuçlara ulaşmayı güçleştirir. Şeklin alt kısmındaki bölümde Şekil 13b'deki katı çizgi, Cabrera-Lavers ve diğ. (2007) tarafından bulunan ilişki kullanılarak çizilmiştir. $R > 8$ kpc ötesindeki gözlemsel noktalar model ile uyumlu iken, $R < 8$ kpc'den daha küçük uzaklıklardaki gözlemsel veriler model ile uyumlu değildir.

Galaktik model parametrelerinin galaktik boylama bağlılığı, halonun üç eksenli yapısı, galaktik çubuğun çekimsel etkisi ve ince ve kalın disklerde görülen alevlenmelerin birleşik etkisinin bir sonucudur.

Kaynaklar

Adelman-McCarthy, J. K., ve diğ., 2007, ApJS, 172, 634
Ak, S., Bilir, S., Karaali, S., Buser, R., Cabrera-Lavers, A., 2007a, NewA, 12, 605
Ak, S., Bilir, S., Karaali, S., Buser, R., 2007b, AN, 328, 169
Alves, D. R., 2000, ApJ, 539, 732
Bahcall, J. N., 1986, ARA&A, 24, 577
Becker, W., 1965, Z. Astrophys, 62, 54
Bertin, A., Arnouts, S., 1996, A&AS, 117, 393
Blanton, M.R., ve diğ., 2005, AJ, 129, 2562
Bilir, S., Karaali, S., Tunçel, S., 2005, AN, 326, 321
Bilir, S., Karaali, S., Güver, T., Karataş, Y., Ak, S., 2006a, AN, 327, 72
Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Hamzaoğlu, E., 2006b, NewA, 12, 234
Bilir, S., Karaali, S., Gilmore, G., 2006c, MNRAS, 366, 1295

Burton, W. B., 1988, Galactic and Extragalactic Radio Astronomy, 2nd version, ed. G.L. Verschuur & K. I. Kellerman (Berlin Springer-Verlag), 295
Buser, R., Fenkart, R., 1990, A&A, 239, 243
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1998, A&A, 331, 934
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1999, A&A, 348, 98
Cabrera-Lavers, A., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Lopez-Corredoira, M., 2007, A&A, 464, 565
Chen, B., ve diğ., 2001, ApJ, 553, 184
de Vaucouleurs, G., 1948, Ann. d'Astrophys., 11, 247
Drimmel, R., Spergel, D. N., 2001, ApJ, 556, 181
Du, C., Zhou, X., Ma, J., Bing-Chih, A., Yang, Y., Li, J., Wu, H., Jiang, Z., Chen, J., 2003, A&A, 407,541
Du, C., Ma, J, Wu, Z., Zhou, X., 2006, MNRAS, 372, 1304
Fan, X., 1999, AJ, 117, 2528
Fenkart, R., 1989a, A&AS, 78, 217
Fenkart, R., 1989b, A&AS, 79, 51
Fenkart, R., 1989c, A&AS, 80, 89
Fenkart, R., 1989d, A&AS, 81, 187
Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K., Schneider, D. P., 1996, AJ, 111, 1748
Gilmore, G., Reid, N., 1983, MNRAS, 202, 1025
Gilmore, G., Wyse, R. F. G., Kuijken, K., 1989, ARA&A, 27, 555
Helmi, A., ve diğ., 2003, ApJ, 586, 195
Ivezic, Z., ve diğ., 2004, AN, 325, 583
Jahreiss, H., Wielen, R., 1997, in Battrick, B., Perryman, M.A.C., & Bernacca, P.L., eds, HIPPARCOS - Venice '97. ESA SP-402, Noordwijk, p. 675
Juric, M., ve diğ., 2008, ApJ, 673, 864
Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E., 2004, MNRAS, 355, 307
Karaali, S., Bilir, S., Tunçel, S., 2005, PASA, 22, 24
Karaali, S., Bilir, S., Yaz, E., Hamzaoğlu, E., Buser, R., 2007, PASA, 24, 208
Kent, S. M., Dame, T. M., Fazio, G., 1991, ApJ, 378, 131
Levine, E. S., Blitz, L., Heiles, C., 2006, ApJ, 643, 881
Lopez-Corredoira, M., Cabrera-Lavers, A., Garzon, F., Hammersley, P. L., 2002, A&A, 394, 883
Lopez-Corredoira, M., Cabrera-Lavers, A., Gerhard, O., Garzon, F., 2004, A&A, 421, 953

Lupton, R. H., Gunn, J. E., Ivezic, Z., Knapp, G. R., Kent, S., Yasuda, N., 2001, in ASP Conf. Ser.: Astronomical Data Analysis Software and Systems X, ed. F. R. Harden Jr., F. A. Primini and H. E. Payne, 238, 269
Malmquist, G., 1920, Medd. Lunds Astron. Obs., Ser. 2, 22
Majewski, S. R., 1993, ARA&A, 31, 575
Marshall, D. J., Robin, A. C., Reyle C., Schultheis, M., Picaud, S., 2006, A&A, 453, 635
Momany, Y., Zaggia, S. R., Gilmore, G., Piotto, G., Carraro, G., Bedin, L. R., De Angeli, F., 2006, A&A, 451, 515
Nakanishi, H., Sofue, Y., 2003, PASJ, 55, 191
Narayan, C. A., Jog, C. J., 2002, A&A, 394, 89
Newberg, H. J., Yanny, B., 2005a, astro-ph/0507671
Newberg, H. J., Yanny, B., 2005b, in ASP Conf. Ser.: Astrometry in the Age of the next Generation of Large Telescopes, ed. P. Kenneth Seidelmann & Alice K. B. Monet, 338, 210
Ojha, D. K., Bienayme, O., Mohan, V., Robin, A. C., 1999, A&A, 351, 945
Parker, J. E., Humphreys, R. M., Larsen, J. A., 2003, AJ, 126, 1346
Parker, J. E., Humphreys, R. M., Beers, T. C., 2004, AJ, 127, 1567
Phleps, S., Meisenheimer, K., Fuchs, B., Wolf, C., 2000, A&A, 356, 108
Phleps, S., Drepper, S., Meisenheimer, K., Fuchs, B., 2005, A&A, 443, 929
Pier, J. R., Munn, J. A., Hindsley, R. B., Hennessy, G. S., Kent, S. M., Lupton, R. H., Ivezic, Z., 2003, AJ, 125, 1559
Reid, M. J., 1993, ARA&A, 31, 345
Robin, A. C., Haywood, M., Creze, M., Ojha, D.K., Bienayme, O., 1996, A&A, 305, 125
Robin, A. C., Reyle, C., Creze, M., 2000, A&A, 359, 103
Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
Siegel, M. H., Majewski, S. R., Reid, I. N., Thompson, I. B., 2002, ApJ, 578, 151
Xu, Y., Deng, L. C., Hu, J. Y., 2006, MNRAS, 368, 1811
Voskes, T., Burton, W. B., 2006, astro-ph/0601653
Wyse, R.F.G., Gilmore, G., 2005, astro-ph/0510025
Young, P.J., 1976, AJ, 81, 807
York, D.G., ve diğ., 2000, AJ, 120, 1579

GALAKSİ MODEL PARAMETRELERİNİN BAĞIMLILIĞI

Salih KARAALİ[1], Selçuk BİLİR[2], Esma YAZ[2], Esat HAMZAOĞLU[3], Roland BUSER[4]

[1]Beykent Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, 34396, İstanbul eposta: skaraali@beykent.edu.tr
[2]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, İstanbul
eposta: sbilir@istanbul.edu.tr esmayaz@yahoo.com
[3]Beykent Üniversitesi, İktisadi ve İdari Bilimler Fakültesi, Yönetim Bilişim Sistemleri, 34396, İstanbul
eposta: ehamzaoglu@superonline.com
[4]Astronomisches Institut der Universitaet Basel, 4102, Binningen, Schweitz
eposta: buser@astro.unibas.ch

Özet

Astronomlar, yaklaşık çeyrek yüzyıllık bir zaman aralığı içinde Galaksi model parametreleri için farklı değerler yayımlamışlardır. Bazı farklar fiziksel sebeplerden kaynaklanır iken, bazı farklarında yanlılıktan kaynaklandığı anlaşılıyor. Farklı mutlak kadir aralıklarındaki yıldızlar için farklı model parametrelerinin elde edilmesi, model parametrelerinin yıldızın ışıma gücünün bir fonksiyonu olduğunu kanıtlar iken (fiziksel sebep), Güneş'ten itibaren belli bir doğrultuda fakat farklı hacimlerde bulunan yıldızlar için hesaplanan farklı model parametreleri yanlılığa tipik bir örnektir. En güvenilir model parametreleri, büyük hacim içindeki yıldız örneklerinden elde edilenlerdir.

Anahtar Kelimeler: *Galaksi: yapı, Galaksi: temel parametreler, Galaksi: güneş çevresi*

Abstract

There is a disagreement between the galactic model parameters estimated in about one- quarter of a centaury. Some of the numerical differences cited at different times for a specific model parameter is due to either a physical reason or it is a bias in analyses. Different galactic model parameters estimated for different absolute magnitudes of a star sample is a strong confirmation of the dependence of the model parameters on luminosity (physical reason), whereas the difference between the model parameters estimated in different volumes in a given direction of the Galaxy is an example for the bias in analyses. The most abropriate model parameters are those estimated in large volumes.

Keywords: *Galaxy: structure, Galaxy: fundamental parameters, Galaxy: solar neighbourhood*

1. Giriş

Yıldız sayımına dayanan incelemeler Galaksimizin bir bütün olarak yapısının ve içerdiği yıldız popülasyonlarının öğrenilmesini sağlamıştır. Bu incelemelere ait örnek ve derlemeler Bahcall (1986), Gilmore ve diğ. (1989), Majewski (1993), Robin ve diğ. (2000) ve yakın zamana ait, Chen ve diğ. (2001) ve Siegel ve diğ.'nın (2002) çalışmalarında bulunabilir. Sloan Dijital Gökyüzü Taraması'ndan (SDSS) önce yapılan en büyük gözlemsel çalışmalar fotoğraf tekniğine dayanıyordu. Basel Halo Programı (Becker 1965), bu teknikle yapılan en büyük Galaksi tarama çalışmasıdır (del Rio ve Fenkart 1987, Fenkart ve Karaali 1987, 1990, 1991, Fenkart 1989a,b,c,d). Basel Halo Programı, daha sonra, RGU fotometri sisteminin yenilenmesi sureti ile yeniden kalibre edilmiş ve yapılanmıştır (Buser ve Fenkart 1990; Ak ve diğ. 1998; Buser ve diğ. 1998, 1999; Karaali ve diğ. 2004; Bilir ve diğ. 2004).

Yıldız sayımlarına dayanan Galaksimizin yapısı ile ilgili çalışmalar şimdi yeni bir aşamaya girmiştir. CCD'ye dayanan SDSS, 2MASS, DENIS, UKIDSS vb çalışmalar, Galaksimiz için daha duyarlı sonuçların elde edilmesini sağlamaktadır. Buna rağmen, aşağıda görüleceği gibi, farklı zamanlarda ve farklı araştırmacılar tarafından tayin edilen Galaksi model parametreleri arasında büyük

farklar vardır. Araştırıcılar, çalışmalarında farklı yöntemler kullanmışlardır. Tablo 1'de özetlenen bu çalışmalarda model parametrelerinin sayısal değerlerinde gelişim vardır. En çarpıcı örnek, kalın diske ait bölgesel uzay yoğunluk değeri ile yükseklik ölçeğidir: yükseklik ölçeği 1.45 kpc'lik ilk değerinden (Gilmore ve Reid 1983) 0.65 kpc'lik güncel değerine (Chen ve diğ. 2001) azalmış iken, aynı popülasyona ait bölgesel uzay yoğunluğu %2'den %10'a artmıştır. Birçok çalışmada, model parametrelerinin sayısal değerlerine ait değişim aralığı büyüktür. Örneğin, Chen ve diğ. (2001) ve Siegel ve diğ. (2002), kalın diskin bölgesel uzay yoğunluğu için, sırası ile, %6.5-13 ve %6-10 değerlerini vermektedirler. Halbuki, güncel olan bu çalışmalar için çok daha doğru sonuçlar beklenir. Yani, ya hatası küçük bir tek değer veya değişim aralığı kısa bir değer verilmesi gerekir. Öyle görülüyor ki araştırmacılar, en doğru parametre değerlerini verecek inceleme yöntemini henüz bulamamışlardır. İlginç bir çalışma ise Juric ve diğ.'ne (2008) ait olanıdır. Güncel olmasına rağmen, bu çalışmada kalın diskin bölgesel uzay yoğunluğu ve yükseklik ölçeği için %4 ve 1200 pc verilmektedir. Güncel diğer çalışmalardan elde edilen parametre değerleri ile bağdaşmayan parametre değerlerinin elde edildiği bu çalışmanın farkı, çok büyük bir alanda (6500 derece^2) çok sayıda (~48 milyon) yıldız incelenmesidir.

Büyük bir değişim aralığı veya farklı çalışmalarda belli bir parametre için farklı sayısal değerlerin bulunması birçok sebepten kaynaklanıyor: 1) Galaksi model parametreleri mutlak kadire bağımlıdır. Bunun fiziksel açıklanması, parametrelerin yıldızın ışıma gücünün bir fonksiyonu olmasıdır (Karaali ve diğ. 2004, Bilir ve diğ. 2006a). Bu argümanı dışlayan her çalışmada tayin edilen parametrelerin değişim aralığı büyüktür. 2) Galaksi model parametreleri incelenen yıldız alanının Galaksi enlemine/boylamına bağlıdır. Buser ve diğ.'ne (1998, 1999) ait iki çalışma bu iddiamızı doğrulamaktadır. Bu çalışmalarda, farklı doğrultularda bulunan yıldız alanlarında elde edilen model parametrelerinin ortalamaları alınmış olmakla beraber, belli bir model parametresine ait sayısal değerler alandan alana değişmektedir. Ayrıca, Bilir ve diğ. (2006b,c) ve Cabera-Lavers ve diğ. (2007) Galaksi modellerinin boylama bağımlı olduğunu göstermişlerdir. 3) Uzaklık hesabı, model parametrelerinin tayininde büyük rol oynar. Örneğin, bir popülasyondaki yıldızların tümü için kullanılan bir tek renk-kadir diyagramı, aynı renkteki fakat

farklı morötesi artığındaki yıldızlar için ortalama bir mutlak kadir belirlediği için bu yıldızların uzaklıkları aynı olur. Halbuki, bir yıldızın rengi ve metal bolluğuna dayanan yöntem, her yıldız için diğerlerinden bağımsız olarak mutlak kadir tayini olanağını verir ki bu da daha doğru uzaklık tayini imkanını verir.

Bu çalışmada, Galaksi model parametrelerinin daha doğru tayin edilebilmesi için başka önlemlere de gereksinme olduğunu anlatacağız. Göreceğiz ki, model parametreleri incelenen yıldızların bulunduğu hacme de bağımlıdır. Yani, belli bir doğrultuda yapılan incelemede hacim büyüdükçe model parametresi büyür veya küçülür. Bu durum, görünen kadir limitleri farklı olan (yani limit uzaklıkları ve dolayısı ile bunlara karşılık gelen hacimleri farklı olan) yıldız alanlarında belli bir model parametresi için farklı sayısal değerlerin bulunmasını açıklar. Beklenenin ve fiziksel anlamın tersine, kalın diskin bölgesel uzay yoğunluğu da hacimle değişmektedir. Bu durum, incelemelerde yanlılık için çok iyi bir örnek oluşturur.

***Tablo 1**. Farklı araştırıcılara ait Galaksi model parametreleri.*

H (TN) (pc)	h(TN) (kpc)	n (TK)	H(TK) (kpc)	h(TK) (kpc)	n (S)	R_e(S) (kpc)	c/a	Reference
310-325	—	0.0125-0.025	1.92-2.39	—	—	—	—	Yoshii 1982
300	—	0.02	1.45	—	0.0020	3.0	0.85	Gilmore & Reid 1983
325	—	0.02	1.3	—	0.0020	3.0	0.85	Gilmore 1984
280	—	0.0028	1.9	—	0.0012	—	—	Tritton & Morton 1984
200-475	—	0.016	1.18-2.21	—	0.0016	—	0.80	Robin & Crézé 1986
300	—	0.02	1.0	—	0.0010	—	0.85	del Rio & Fenkart 1987
285	—	0.015	1.3-1.5	—	0.0020	2.36	Flat	Fenkart et al. 1987
325	—	0.0224	0.95	—	0.0010	2.9	0.90	Yoshii et al. 1987
249	—	0.041	1.0	—	0.0020	3.0	0.85	Kuijken & Gilmore 1989
350	3.8	0.019	0.9	3.8	0.0011	2.7	0.84	Yamagata & Yoshii 1992
290	—	—	0.86	—	—	4.0	—	VonHippel & Bothun 1992
325	—	0.0225	1.5	—	0.0015	3.5	0.80	Reid & Majewski 1993
325	3.2	0.019	0.98	4.3	0.0024	3.3	0.48	Larsen 1996
250-270	2.5	0.056	0.76	2.8	0.0015	2.44-2.75*	0.60-0.85	Robin et al. 1996, 2000
290	4.0	0.059	0.91	3.0	0.0005	2.69	0.84	Buser et al. 1998, 1999
240	2.5	0.061	0.79	2.8	—	—	0.60-0.85	Ojha et al. 1999
330	2.25	0.065-0.13	0.58-0.75	3.5	0.0013	—	0.55	Chen et al. 2001
280(350)	2-2.5	0.06-0.10	0.7-1.0 (0.9-1.2)	3-4	0.0015	—	0.50-0.70	Siegel et al. 2002

2.Veriler ve İndirgemeler

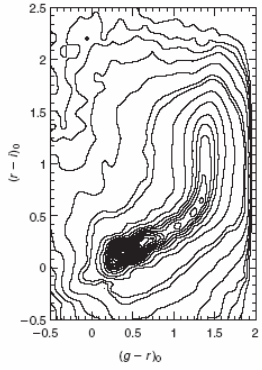
Veriler, SDSS (DR5)'ten üç orta galaktik enlemli yıldız alanlarından alınmıştır. Alanların galaktik enlem ve boylamları F1 (b=50^o, l=90^o), F2 (b=50^o, l=180^o), (b= 45^o, l=60^o) dir. Görünen kadir limitleri F1 ve F2 alanları için $15.5 < g_0 \leq 22.5$, F3 alanı için ise $15 < g_0 \leq 22$ dir. F3 alanının bir üstünlüğü, yakın yıldızlar içermesidir. Alanlara ait bilgiler Tablo 2'de verilmiştir; N yıldız sayısını göstermektedir. Görünen kadirlere ait toplam absorpsiyon SDSS DR5

sisteminden alınmış ve *ugriz* görünen kadirleri absorpsiyondan arındırılmıştır.

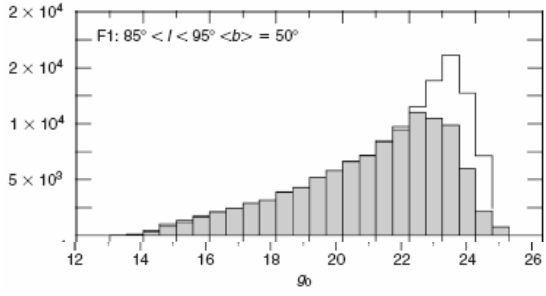
Tablo 2. *Alanlara ait veriler.*

Field	α			δ			l	b	Size	N
	(h	m	s)	(°	′	″)	(deg)	(deg)	(deg^2)	
F1	15	26	21	+56	02	34	90	50	25	79411
F2	09	47	45	+41	19	24	180	50	25	65196
F3	16	21	34	+37	30	30	60	45	10	43047

Anılan yıldız alanlarında bulunan cisimlerin hepsi yıldızdan ibaret değildir. Galaksi dışı cisimler (kuazarlar, galaksiler) de görüntülendiğinden iki renk diyagramları anakol yıldızları için bilinenden farklı bir görünüm arzeder (Şek. 1). SDSS DR5 web sayfasında verilen *probpsf* uygulayıcısı ile galaksiler belirlenerek çalışma dışı bırakılmıştır. Ayrıca, Juric ve diğ.'nin (2008) yöntemini uygulayarak yıldızların geometrik yerinden (iki renk diyagramında en yoğun noktalardan geçen eğri) 0.3 kadirden daha uzak olan cisimler de çalışma dışı bırakılmıştır. Bu uygulama ile yıldız alanlarında bulunan sıcak beyaz cüceler, kırmızıya kayması küçük olan kuazarlar ve çift yıldızlar istatistik dışı bırakılmış oldu. Bütün cisimlerin ve sadece yıldızların görünen kadirine ait histogram, bir örnek olarak, sadece F1 alanı için Şek. 2'de verilmiştir.



***Şekil 1**. Bütün kaynaklara ait $(g-r)_o/(r-i)_o$ iki renk diyagramı.*



***Şekil 2.** F1 alanına ait görünen kadir histogramı.*

2.1. Mutlak kadir ve uzaklık tayini

F1 ve F2 alanları için, $4<M_g\leq5$ ve $5<M_g\leq6$ olmak üzere, iki mutlak kadir takımı tayin edilmiş iken, F3 alanı için bir tek ve geniş bir mutlak kadir takımı kullanılmıştır: $4<M_g\leq 10$. İlk iki mutlak kadir aralığı kalın disk ve halo yıldızlarının etkin olduğu aralıklar iken, $4<M_g\leq10$ mutlak kadir aralığında ince disk yıldızları etkindir. Mutlak kadir tayini, Karaali ve diğ.'in (2005, bundan sonra KBT diye anılacak) yöntemi ile yapılmıştır. Bu yöntemde, bir yıldızın mutlak kadiri ile aynı $(g\text{-}r)_o$ renk indeksindeki Hyades yıldızının mutlak kadiri arasındaki fark (ΔM_g) hesaplanmakta ve Hyades yıldızının mutlak kadiri kullanılarak yıldızın mutlak kadirine geçilmektedir. ΔM_g, $(g\text{-}r)_o$ den başka, mutlak kadiri tayin edilmek istenen yıldızın morötesi artığının da bir fonksiyonudur. Bu yöntemin iki üstünlüğü vardır: 1) yıldızların popülasyon tiplerine ayrılmasına gerek yoktur, 2) tayin edilen mutlak kadir, yıldızın morötesi artığının bir fonksiyonu olarak diğer yıldızlardan bağımsız bir şekilde tayin edilebilmektedir. Halbuki, belli bir popülasyon için bir tek renk-kadir diyagramı kullanılması, aynı $(g\text{-}r)_o$ renk indeksindeki yıldızlar için ortalama bir morötesi artığı kullanılması anlamına gelir ki, bu da duyarlılığın yok olmasına sebep olmaktadır.

Mutlak kadirlere "Malmquist yanlılığı" (Malmquist 1920) olarak bilinen düzeltme de uygulanmıştır. Bilindiği gibi, görünen kadir limiti ile sınırlanan bir yıldız örneğinde mutlak kadirleri parlak olan yıldızların uzaklığı, mutlak kadirleri daha sönük olanlara göre daha büyüktür. Bunun sonucunda, parlak yıldızlar olması gerekenden daha çok temsil edilmiş oluyorlar. Yıldızların *r* uzaklığı, bilinen aşağıdaki formül ile hesaplanmıştır:

$$\left[g - M_g\right]_o = 5\log r - 5 \qquad (1)$$

2.2. Yoğunluk fonksiyonları

Üç alana ait üç mutlak kadir aralığı için 34 tane hacim belirlenmiş ve her biri için yoğunluk fonksiyonları çizilmiştir. Güvenilir yoğunluklar elde etmek için, hacimlerin alt ve üst sınırları gözönüne alınan mutlak kadir aralıklarına göre belirlenmiştir. $4<M_g\leq5$ mutlak kadir aralığı yedi hacimde uzay yoğunluğu fonksiyonu hesap etmeğe olanak verirken daha küçük uzaklıkların belirlenebildiği

$5<M_g\leq 6$ mutlak kadir aralığı için altı hacimde uzay yoğunluğu fonksiyonu hesaplanabilmiştir. Geniş $4<M_g\leq 10$ mutlak kadir aralığı hem küçük ve hem de büyük uzaklıkların hesabına imkân vermektedir. Bu sebepten, bu aralık için sekiz hacimde uzay yoğunlukları hesaplanabilmiştir. Bu çalışmanın klasik çalışmalardan bir farkı vardır. Geleneksel çalışmalarda, belli bir hacim içindeki yıldızlara ait yoğunluk fonksiyonları tayin edilir. Bu çalışmada ise, konumuz gereği, bir mutlak kadir aralığı için birden çok hacim gözönüne alınmıştır. Hacimlerin alt uzaklık limitleri aynı, üst uzaklık limitleri ise sürekli değişmektedir. Örneğin, $4<M_g\leq 5$ mutlak kadir aralığı için yoğunluk fonksiyonlarının çizildiği hacimler (1.5, 3], (1.5, 5], (1.5, 7.5], (1.5, 10], (1.5, 15], (1.5, 20], (1.5, 25] kpc'tir. Sayfa tasarrufu için, yoğunluk fonksiyonlarına ait tablolar verilmemiştir. Fakat, bunlara ait şekiller Şek. 3'te gösterilmiştir. Sembollerin tanımı şöyledir: $D^*=logD+10$, $D=N/\Delta V_{1,2}$, $\Delta V_{1,2}=(\pi/180)^2\ (A/3)\ (r_2^3 - r_1^3)$, A: incelenen alanın büyüklüğü, r_1 ve r_2: $\Delta V_{1,2}$ hacminin alt ve üst uzaklık limitleri, N: gözönüne alınan hacim içindeki yıldız sayısı, $r^*=[(r_2^3 + r_1^3)/2]^{1/3}$: $\Delta V_{1,2}$ hacminin kütle merkezi, $z^*=r^*\ sin\ (b)$, b: incelenen alanın merkezine ait galaktik enlem.

2.3. Yoğunluk kanunları

Yoğunluk kanunları bellidir, fakat farklı çalışma grupları bunları biçimsel olarak biraz değiştirmektedirler. Burada, Basel grubunun (Fenkart 1989a,b,c,d; Buser ve diğ. 1998, 1999) kullandığı denklemler kullanılmıştır. İnce disk ve Kalın disk için aynı yoğunluk kanunu kullanılmaktadır; fark bölgesel (Güneş civarındaki) uzay yoğunluğu, yükseklik ölçeği ve uzunluk ölçeğinden kaynaklanıyor :

$$D_i(r,z) = n_i \exp(-z/h_{z,i}) \exp((x-R_o)/h_i)) \qquad (2)$$

Burada $z = z_\odot + r\ sin\ (b)$, r: cismin Güneş'e uzaklığı, $z_\odot$: Güneş'in Galaksi düzlemine olan uzaklığı, 24 pc (Juric ve diğ. 2008), b: galaktik enlem, x: cismin Galaksi merkezine olan uzaklığının Galaksi düzlemine izdüşümü, R_o: Güneşin Galaksi merkezinden uzaklığı (8 kpc, Reid 1993), $h_{z,i}$ ve h_z: sırası ile, yükseklik ölçeği ve uzunluk ölçeği, n_i: bölgesel (Güneş civarındaki) uzay yoğunluğu. İnce disk ve

kalın disk için *i*=1 ve *i*=2 alınması gelenek haline gelmiştir. Halo için kullanılan yoğunluk kanunu aşağıda verilmiştir:

$$D_S(R) = \frac{n_s \exp\left(10.0931 - \left(R/R_o\right)^{1/4}\right)}{\left(R/R_o\right)^{7/8}} \tag{3}$$

Burada *R*'nin *c/a* eksen oranları cinsinden düzeltilmesi gerekir:

$$\mathrm{R} = \sqrt{x^2 + (z/(c/a))^2} \tag{4}$$

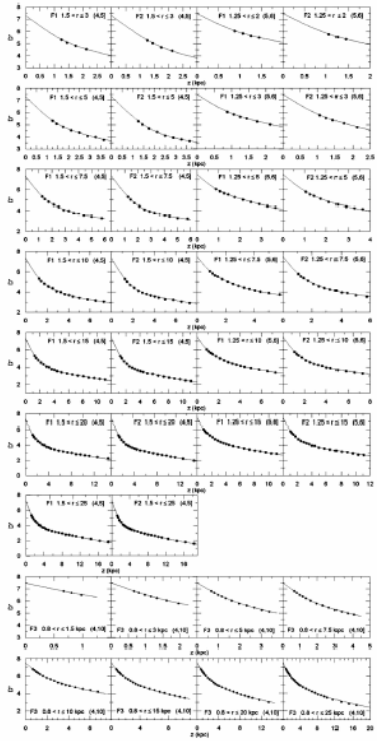
$$z = r\sin(b) \tag{5}$$

$$x = \sqrt{R_o^2 + r^2\cos^2 b - 2R_o r\cos b\cos l} \tag{6}$$

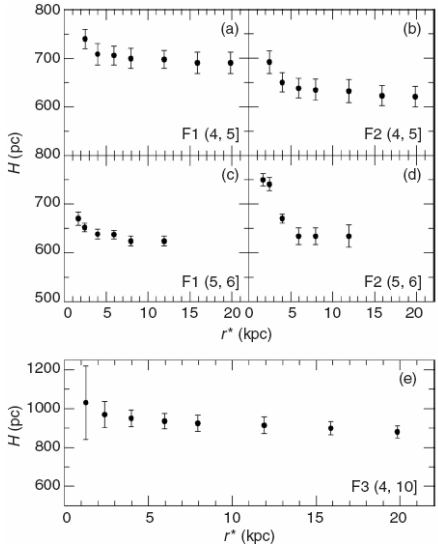
r: bakış doğrultusundaki uzaklık ve (*l, b*) incelenen alanın galaktik koordinatları.

3. Model Parametreleri

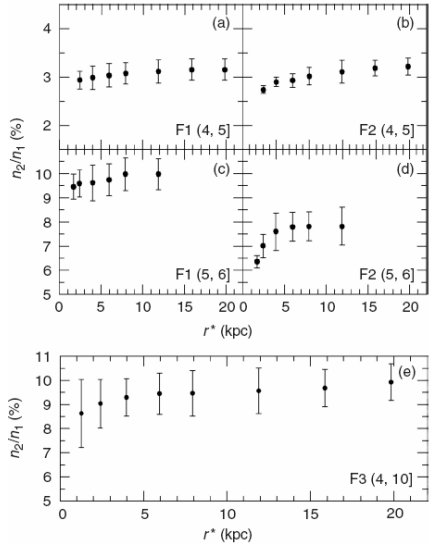
Gözlemsel uzay yoğunlukları ile yoğunluk kanunları, χ^2 yöntemine göre karşılaştırılarak ince disk ve kalın diske ait bölgesel uzay yoğunlukları, yükseklik ölçekleri ve uzunluk ölçekleri; ayrıca haloya ait bölgesel yoğunluk değerleri ve eksen oranları tayin edilmiştir. Bu işlem, yukarıda anılan her bir hacim için ayrı ayrı yapıldığından, elimizde F1 ve F2 alanlarının her biri için 13, F3 alanı için de sekiz model takımı vardır (Tablo 3).



Şekil 3. *36 hacim için hesaplanan uzay yoğunluk fonksiyonlarının (noktalar) Galaksi modelleri (eğri) ile karşılaştırılması.*



Şekil 4. *Kalın diske ait bölgesel uzay yoğunluğunun (n_2) ince diskin bölgesel uzay yoğunluğuna (n_1) göre, mutlak kadir ve uzaklıkla değişimi.*



Şekil 5. *Kalın diske ait yükseklik ölçeğinin mutlak kadir ve uzaklıkla değişimi.*

3.1. İnce diske ait Galaksi model parametreleri

İnce diske ait bölgesel logaritmik (n_1^*) yoğunluğu, farklı mutlak kadirler için farklıdır. Fakat, belli bir mutlak kadir aralığı için, her üç alana ait model takımında aynıdır: $4<M_g\leq5$ için $n_1^*=7.29$ ve $5<M_g\leq6$ ve $4<M_g\leq10$ için $n_1^*=7.44$. Yükseklik ölçeğinin gidişatı ise farklı olup hem mutlak kadir ve hem de alan doğrultusu ile değişmektedir. Bununla beraber, hacimden bağımsızdır: $4<M_g\leq5$ için, F1 ve F2 alanlarına ait sayısal değerler (pc cinsinden) sırası ile, H_1=247 ve H_2=275 pc; $5<M_g\leq6$ için F1 ve F2 ye ait değerler H_1=220 ve H_2=254 pc'tir. $4<M_g\leq5$ aralığı için F3 alanına ait yükseklik ölçeği ise H_1=360

pc'tir. Uzunluk ölçeği mutlak kadir ve doğrultudan başka hacimle de değişmektedir. Fakat buna ait gidişat karışıktır.

Tablo 3. *F1, F2 ve F3 alanlarına ait Galaksi model parametreleri. Terimlerin anlamı: M_g: mutlak kadir, r_1-r_2: hacmin sınırları (kpc cinsinden), n_1^*: ince diske ait logaritmik bölgesel uzay yoğunluğu, H_1: ince diske ait yükseklik ölçeği, h_1: ince diske ait uzunluk ölçeği, n_2^*: kalın diske ait logaritmik bölgesel uzay yoğunluğu, H_2: kalın diske ait yükseklik ölçeği, h_2: kalın diske ait uzunluk ölçeği, n_2/n_1: kalın diske ait göreceli bölgesel uzay yoğunluğu, n_3^*: haloya ait logaritmik bölgesel uzay yoğunluğu, c/a: haloya ait eksenler oranı, n_3/n_1: haloya ait göreceli bölgesel uzay yoğunluğu. Yükseklik ölçekleri pc, uzunluk ölçekleri kpc cinsindendir.*

M_g	r_1-r_2	n_1^*	H_1	h_1	n_2^*	H_2	h_2	n_2/n_1	n_3^*	(c/a)	n_3/n_1	$\chi^2_{\min}$
Field 1												
(4, 5]	1.5–3	7.287	247 ± 4	2.15 ± 1.00	5.756	740 ± 20	3.75 ± 0.75	2.94 ± 0.18	3.287	0.52 ± 0.23	0.01 ± 0.01	0.45
	1.5–5	7.287	247 ± 5	2.25 ± 0.85	5.763	709 ± 22	3.75 ± 0.95	2.99 ± 0.24	3.889	0.73 ± 0.20	0.04 ± 0.02	3.64
	1.5–7.5	7.287	247 ± 5	2.20 ± 0.95	5.770	706 ± 19	3.62 ± 0.68	3.04 ± 0.24	3.889	0.79 ± 0.17	0.04 ± 0.01	4.42
	1.5–10	7.287	247 ± 5	2.30 ± 0.90	5.775	700 ± 21	3.70 ± 0.75	3.08 ± 0.22	3.889	0.81 ± 0.13	0.04 ± 0.01	4.71
	1.5–15	7.287	247 ± 5	2.20 ± 0.90	5.781	698 ± 19	3.70 ± 0.80	3.12 ± 0.24	3.889	0.83 ± 0.13	0.04 ± 0.01	8.73
	1.5–20	7.287	247 ± 5	2.22 ± 0.85	5.787	691 ± 22	3.80 ± 0.82	3.16 ± 0.22	3.889	0.84 ± 0.14	0.04 ± 0.01	9.36
	1.5–25	7.287	247 ± 5	2.20 ± 0.88	5.787	691 ± 22	3.80 ± 0.82	3.16 ± 0.22	3.889	0.85 ± 0.14	0.04 ± 0.01	12.11
(5, 6]	1.25–2	7.431	220 ± 3	2.20 ± 0.75	6.407	670 ± 14	4.00 ± 0.85	9.46 ± 0.52	3.431	0.25 ± 0.25	0.01 ± 0.01	0.35
	1.25–3	7.430	220 ± 3	2.20 ± 0.75	6.409	652 ± 10	4.00 ± 0.85	9.59 ± 0.56	4.430	0.46 ± 0.21	0.10 ± 0.05	0.31
	1.25–5	7.431	220 ± 3	2.20 ± 0.72	6.414	638 ± 10	3.00 ± 0.85	9.62 ± 0.74	4.605	0.50 ± 0.12	0.15 ± 0.04	1.73
	1.25–7.5	7.431	220 ± 3	2.08 ± 0.85	6.420	637 ± 10	3.00 ± 0.80	9.75 ± 0.66	4.605	0.55 ± 0.07	0.15 ± 0.03	1.74
	1.25–10	7.431	220 ± 4	2.25 ± 0.70	6.430	624 ± 10	3.00 ± 0.80	9.98 ± 0.68	4.605	0.56 ± 0.06	0.15 ± 0.03	1.42
	1.25–15	7.431	220 ± 4	2.25 ± 0.70	6.430	624 ± 10	3.00 ± 0.80	9.98 ± 0.64	4.605	0.56 ± 0.05	0.15 ± 0.03	2.74
Field 2												
(4, 5]	1.5–3	7.288	275 ± 3	2.25 ± 0.88	5.726	692 ± 23	4.00 ± 0.78	2.74 ± 0.08	4.242	0.40 ± 0.10	0.09 ± 0.04	0.96
	1.5–5	7.287	275 ± 3	2.40 ± 0.80	5.749	650 ± 20	3.40 ± 0.82	2.90 ± 0.10	4.366	0.53 ± 0.12	0.12 ± 0.02	1.63
	1.5–7.5	7.287	275 ± 3	2.45 ± 0.75	5.754	638 ± 20	3.80 ± 0.75	2.93 ± 0.14	4.366	0.54 ± 0.08	0.12 ± 0.02	2.98
	1.5–10	7.287	275 ± 3	2.50 ± 0.78	5.767	635 ± 22	3.22 ± 0.80	3.02 ± 0.18	4.366	0.58 ± 0.06	0.12 ± 0.02	6.14
	1.5–15	7.287	275 ± 3	2.50 ± 0.75	5.780	632 ± 24	3.05 ± 0.95	3.11 ± 0.24	4.366	0.58 ± 0.06	0.12 ± 0.02	7.34
	1.5–20	7.287	275 ± 3	2.42 ± 0.80	5.791	623 ± 21	3.35 ± 0.75	3.19 ± 0.16	4.366	0.58 ± 0.05	0.12 ± 0.02	10.42
	1.5–25	7.287	275 ± 3	2.40 ± 0.82	5.795	621 ± 21	3.40 ± 0.75	3.22 ± 0.18	4.366	0.58 ± 0.06	0.12 ± 0.02	16.92
(5, 6]	1.25–2	7.443	254 ± 6	2.38 ± 0.62	6.246	750 ± 13	4.00 ± 0.95	6.35 ± 0.26	3.443	0.35 ± 0.22	0.01 ± 0.01	0.13
	1.25–3	7.440	254 ± 6	2.30 ± 0.65	6.286	741 ± 14	3.15 ± 0.78	7.01 ± 0.48	3.918	0.40 ± 0.20	0.03 ± 0.02	0.62
	1.25–5	7.437	254 ± 6	2.38 ± 0.75	6.318	670 ± 09	3.08 ± 0.92	7.60 ± 0.78	4.714	0.55 ± 0.11	0.19 ± 0.07	5.69
	1.25–7.5	7.437	254 ± 6	2.52 ± 0.68	6.329	634 ± 17	3.88 ± 0.52	7.80 ± 0.60	4.715	0.60 ± 0.10	0.19 ± 0.05	7.04
	1.25–10	7.437	254 ± 6	2.52 ± 0.70	6.330	634 ± 17	3.85 ± 0.62	7.82 ± 0.60	4.715	0.60 ± 0.10	0.19 ± 0.05	10.00
	1.25–15	7.437	254 ± 7	2.38 ± 0.75	6.330	634 ± 23	4.00 ± 0.80	7.82 ± 0.78	4.680	0.60 ± 0.07	0.19 ± 0.07	16.13
Field 3												
(4, 10]	0.9–1.5	7.444	360 ± 10	1.65 ± 0.59	6.380	1030 ± 190	3.00 ± 0.85	8.63 ± 0.42	4.440	0.52 ± 0.23	0.04 ± 0.61	0.35
	0.9–3	7.444	360 ± 7	1.70 ± 0.58	6.400	970 ± 68	2.90 ± 0.95	9.04 ± 1.01	4.600	0.62 ± 0.20	0.14 ± 0.25	0.42
	0.9–5	7.444	360 ± 7	1.70 ± 0.60	6.412	950 ± 42	2.80 ± 0.90	9.29 ± 0.78	4.650	0.64 ± 0.17	0.16 ± 0.13	1.12
	0.9–7.5	7.444	360 ± 8	1.75 ± 0.58	6.419	935 ± 40	2.80 ± 0.85	9.44 ± 0.86	4.700	0.67 ± 0.14	0.18 ± 0.10	1.84
	0.9–10	7.444	360 ± 8	1.75 ± 0.62	6.420	925 ± 42	2.80 ± 0.95	9.46 ± 0.94	4.750	0.70 ± 0.12	0.20 ± 0.09	8.76
	0.9–15	7.444	360 ± 8	1.75 ± 0.61	6.425	915 ± 42	2.75 ± 1.00	9.57 ± 0.95	4.754	0.71 ± 0.12	0.20 ± 0.09	10.86
	0.9–20	7.444	360 ± 7	1.75 ± 0.61	6.430	900 ± 34	2.45 ± 0.95	9.68 ± 0.77	4.770	0.71 ± 0.12	0.21 ± 0.07	11.02
	0.9–25	7.444	360 ± 7	1.75 ± 0.61	6.440	880 ± 32	2.30 ± 0.98	9.93 ± 0.76	4.780	0.73 ± 0.11	0.22 ± 0.06	14.20

3.2. Kalın diske ait Galaksi model parametreleri

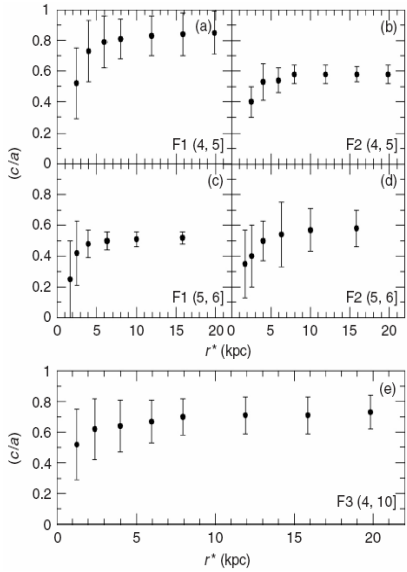
Kalın diske ait bütün model parametreleri mutlak kadir, doğrultu ve hacimle değişmektedir. Şek. 4'te, bölgesel uzay yoğunluğu n_2'nin ince diskin bölgesel uzay yoğunluğu n_1're göre değişimi gösterilmiştir. n_2/n_1 oranı küçük uzaklıklarda sürekli artarken büyük uzaklıklara gidildikçe bir asimtot değerine yakınsamaktadır. İlginç olan, aynı bir mutlak kadir aralığı için bile farklı bölgesel uzay yoğunluklarının elde edilmesidir. Bu farklılıklar içinde en belirgin olanı, $5<M_g\leq6$ mutlak kadir aralığı için, F1 ve F2 alanlarına ait olanlardır.

Kalın diske ait yükseklik ölçeğinin değişimi Şek. 5'te gösterilmiştir. Bölgesel uzay yoğunlukları ile yükseklik ölçekleri arasında var olan ters-korelasyon sebebi ile (Buser ve diğ. 1998, 1999), yükseklik ölçeği, uzaklık arttıkça azalmakta ve büyük uzaklıklarda bir asimtot değerine yakınsamaktadır. En büyük yükseklik ölçeği, F3 alanına ait $4<M_g\leq10$ mutlak kadir aralığında göze çarpmaktadır. Küçük uzaklıklardaki değer Gilmore ve Reid'in (1983) değerini hatırlatmaktadır (≈ 1 kpc). $5<M_g\leq6$ mutlak kadir aralığındaki değerler ise güncel değerlere yakındır (≈ 650 pc).

Kalın diske ait uzunluk ölçeği de mutlak kadir, doğrultu ve hacimle değişmektedir. Ancak buna ait gidişat, bölgesel uzay yoğunluğu ve yükseklik ölçeği kadar düzenli olmadığı gibi hataları da büyüktür. Bu sebepten bunlara ait şekil verilmemiştir (değişimler Tablo 3'ten izlenebilir). Kalın diske ait model parametrelerinin değişimi 4. Bölümde tartışılacaktır.

3.3. Haloya ait Galaksi model parametreleri

Haloya ait, ince diske göre, göreceli (n_3/n_1) bölgesel uzay yoğunluğu ve *c/a* eksenler oranı da mutlak kadir, doğrultu ve hacimle değişmektedir. Tablo 3'ten görüldüğü gibi, n_3/n_1 küçük uzaklıklarda hızlı bir şekilde artarken, uzaklık arttıkça bir asimtot değerine yakınsamaktadır. Ancak, bu değerler aynı bir mutlak kadir aralığı için bile farklıdır. Bu ise, bölgesel uzay yoğunluğunun tanımına aykırıdır (Bu konudaki tartışmalar 4. Bölümde yapılmıştır). Eksenler oranını daha ayrıntılı tartışabilmek için, *c/a*'nın değişimi Şek. 6'da verilmiştir. Şeklin beş panelindeki değişimler birbirinden farklıdır. Bununla beraber ortak bir de yanları vardır: Küçük uzaklıklarda *c/a* küçük, büyük uzaklıklarda ise büyüktür. Bu durum, halonun biri disk yapıda, diğeri ise küresel yapıda iki bileşenli oluşu ile ilgili görüşü doğrulamaktadır.



***Şekil 6**. Haloya ait (c/a) eksenler oranının mutlak kadir ve uzaklıkla değişimi.*

4. Sonuç

Üç alana ait 34 yıldız örneği için tayin edilen Galaksi model parametreleri mutlak kadir, Galaksi boylamı ve hacimle değişim göstermektedir. Mutlak kadirle değişim, Galaksi model parametrelerinin yıldızın *ışıma gücüne bağımlılığı* ile açıklanabilir. Hipparcos'un (Jahreiss ve Wielen 1997) farklı mutlak kadir aralıklarına ait farklı bölgesel uzay yoğunlukları bu iddiamızı doğrulamaktadır. Fakat, model parametrelerinin galaktik boylama ve hacime bağlılığının açıklanması ise farklıdır. Örneğin, bir popülasyona ait bölgesel uzay yoğunluğu, tanımı gereği sabit olup hacim veya uzaklıktan bağımsız olması gerekir. O halde, bu çalışmada görülen değişimler incelemedeki yanlılıktan kaynaklanıyor. Model parametrelerinin gradyenti, küçük uzaklıklarda daha çoktur. Çünkü, ince disk, kalın disk ve halonun uzay yoğunluğuna katkısı uzaklıkla değişmektedir. Büyük uzaklıklarda ise, ince ve kalın diskin katkıları değişmediğinden, model parametreleri asimtot değerlerine yakınsamaktadır. O halde en güvenilir model parametreleri en büyük hacimde bulunan değerlerdir.

Kaynaklar

Ak, S., Karaali, S., Buser, R., 1998, A&AS, 131, 345
Bahcall, J.N., 1986, ARA&A, 24, 577
Becker, W., 1965, Z. Astrophys, 62, 54
Bilir, S., Karaali, S., Buser, R. 2004, TJPh, 28, 289
Bilir, S., Karaali, S., Gilmore, G., 2006a, MNRAS, 366, 1295
Bilir, S., Karaali, S., Güver, T., Karataş, Y., Ak, S., 2006b, AN, 327, 72
Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Hamzaoğlu, E., 2006c, NewA, 12, 234
Buser, R., Fenkart, R., 1990, A&A, 239, 243
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1998, A&A, 331, 934
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1999, A&A, 348, 98
Cabrera-Lavers, A., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Lopez-Corredoira, M., 2007, A&A, 464, 565
Chen, B., ve diğ., 2001, ApJ, 553, 184

del Rio G., Fenkart, R.P., 1987, A&AS, 68, 397
Fenkart, R., Karaali, S., 1987, A&AS, 69, 33
Fenkart, R., 1989a, A&AS, 78, 217
Fenkart, R., 1989b, A&AS, 79, 51
Fenkart, R., 1989c, A&AS, 80, 89
Fenkart, R., 1989d, A&AS, 81, 187
Fenkart, R., Karaali, S., 1990, A&AS, 83, 481
Fenkart, R., Karaali, S., 1991, A&AS, 88, 233
Gilmore, G., Reid, N., 1983, MNRAS, 202, 1025
Gilmore, G., 1984, MNRAS, 207, 223
Gilmore, G., Wyse, R.F.G., Kuijken, K., 1989, ARA&A, 27, 555
Jahreiss, H., Wielen, R., 1997, ESA SP-402, Noordwijk, p. 675
Juric, M., ve diğ., 2008, ApJ, 673, 864
Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E., 2004, MNRAS, 355, 307
Karaali, S., Bilir, S., Tunçel, S., 2005, PASA, 22, 24
Kuijken, K., Gilmore, G., 1989, MNRAS, 239, 605
Larsen, J.A., 1996, Ph. D. Thesis, Univ. Minnesota
Majewski, S.R., 1993, ARA&A, 31, 575
Malmquist, G., 1920, Medd. Lunds Astron. Obs., Ser. 2, 22
Ojha, D.K., Bienayme, O., Mohan, V., Robin, A.C., 1999, A&A, 351, 945
Reid, M.J., 1993, ARA&A, 31, 345
Reid, N., Majewski, S.R., 1993, ApJ, 409, 635
Robin A., Creze M., 1986, A&A, 157, 71
Robin, A.C., Haywood, M., Creze, M., Ojha, D.K., Bienayme, O., 1996, A&A, 305, 125
Robin, A.C., Reyle, C., Creze, M., 2000, A&A, 359, 103
Siegel, M.H., Majewski, S.R., Reid, I.N., Thompson, I.B., 2002, ApJ, 578, 151
Tritton, K.P., Morton, D.C., 1984, MNRAS, 209, 429
von Hippel T., Bothun G.D., 1993, ApJ, 407, 115
Yamagata, T., Yoshii, Y., 1992, AJ, 103, 117
Yoshii Y., 1982, PASJ, 34, 365
Yoshii Y., Ishida K., Stobie R.S., 1987, AJ, 93, 323

2MASS, SDSS VE BVRI FOTOMETRİK SİSTEMLERİ ARASINDAKİ DÖNÜŞÜM FORMÜLLERİ

Serap AK[1], Selçuk BİLİR[1], Salih KARAALİ[2], Antonio CABRERA-LAVERS[3], Taylor CHONIS[4], C. Martin GASKELL[5]

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite – İstanbul
e-posta:{akserap, sbilir}@istanbul.edu.tr
[2]Beykent Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, Ayazağa 34396, İstanbul
e-posta:skaraali@beykent.edu.tr
[3]Instituto de Astrofísica de Canarias, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain e-posta:acabrera@iac.es
[4]Department of Physics & Astronomy, University of Nebraska, Lincoln, NE 68588-0111, USA
e-posta:tschonis@bigred.unl.edu
[5]Astronomy Department, University of Texas, Austin, TX 78712 e-posta: gaskell@astro.as.utexas.edu

Özet

Bu çalışmada, 2MASS (İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması) fotometrik sistemi ile Johnson-Cousins UBVRI ve SDSS (Sloan Dijital Gökyüzü Taraması) ugriz sistemleri arasında renk dönüşümlerini sunuyoruz. Yıldızların 2.5m lik teleskopla ölçülmüş SDSS gri parlaklıkları SDSS DR5 (Data Release 5) veri tabanından, BVRI ve JHK_s parlaklıkları, sırası ile, Stetson kataloğu ile Cutri ve diğ.'den (2003) alındı. Üç fotometrik sistemdeki binlerce yıldız, koordinatlarına göre eşleştirildi ve daha önceki dönüşüm denklemlerinde kullanılmayan aşağıdaki sınırlamalar gözönüne alınarak 825 yıldız içeren homojen bir örnek elde edildi: (1) veriler kızarmadan arındırılmıştır, (2) dev yıldızlar alınmamıştır ve (3) örnek en kaliteli yıldızlardan

oluşturulmuştur. Böylece, metal bolluğuna ve popülasyon tipine bağlı iki renkli dönüşüm formülleri elde edilmiştir. Dönüşüm formülleri, parlak SDSS ugriz kadirlerinin satürize (doymuş) olduğu yakın yıldızlar için, 2MASS kadirleri yardımı ile tayin edilecek mutlak kadirlerin SDSS ugriz sistemine dönüştürülmesine ve uzak bölgeler için tayin edilecek SDSS ugriz mutlak kadirleri ile birleştirilerek Güneş'ten itibaren büyük uzaklıklara kadar uzay yoğunluklarının tayin edilmesine olanak vermektedir. Yakın uzaklıklardan tayin edilecek uzay yoğunlukları özellikle farklı popülasyonlara ait yerel (lokal) uzay yoğunluklarının tayinine, dolayısı ile diğer model parametrelerinin daha duyarlı olarak belirlenmesine imkan vermektedir.

Anahtar Kelimeler: teknikler: fotometrik – kataloglar – taramalar

Abstract

We present colour transformations for the conversion of the 2MASS photometric system to the Johnson-Cousins UBVRI system and further into the SDSS ugriz system. We used the SDSS gri magnitudes of stars measured with the 2.5-m telescope from SDSS Data Release 5 (DR5), and BVRI and JHK_s magnitudes from Stetson's catalogue and Cutri et al. (2003), respectively. We matched thousands of stars in the three photometric systems by their coordinates and obtained a homogeneous sample of 825 stars by the following constraints, which are not used in transformations appeared so far: (1) the data are de-reddened, (2) giants are omitted, and (3) the sample stars are selected such as to be of highest quality. We give two colour transformations which are metallicity and population type dependent. The transformations provide absolute magnitude and distance determinations which can be used in space density

evaluations at short distances where *some or all of* the SDSS ugriz magnitudes are saturated. The combination of these densities with those evaluated at larger distances by using SDSS ugriz photometry will supply accurate Galactic model parameters, particularly the local space densities for each population.

Key words: techniques: photometric – catalogues – surveys

1. Giriş

Birçok gökyüzü taraması arasında iki tanesi son yıllarda çok kullanılır olmuştur. Bunlardan ilki, optik dalgaboylarında en büyük fotometrik ve spektroskopik gökyüzü taraması olan Sloan Dijital Gökyüzü Taraması'dır (SDSS, York ve diğ. 2000). İkincisi, kırmızı ötesi dalgaboylarında gökyüzünü görüntüleyen İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması'dır (2MASS, Skrutskie ve diğ. 2006).

SDSS görüntüleri eş zamanlı olarak merkezi dalga boyları, sırası ile, 3540, 4760, 6280, 7690 ve 9250 Å olan beş geniş bantta (u, g, r, i ve z) alınmaktadır (Fukugita ve diğ. 1996, Gunn ve diğ. 1998, Hogg ve diğ. 2001, Smith ve diğ. 2002). Fotometrik pipeline, (Lupton ve diğ. 2001) tespit ettiği cisimleri beş banttan gelen veriler ile eşleştirerek aletsel akıları, konumları ve şekil parametrelerini ölçer. Şekil parametreleri, cismin nokta kaynak veya uzamış kaynak olarak sınıflanmasına yardımcı olan parametrelerdir. Fotometrik kalibrasyonun g, r ve i bantlarında doğruluğu yaklaşık % 2 iken parlak (< 20 kadir) nokta kaynaklar için u ve z bantlarında % 3-5 tir. DR5 görüntü kataloğu 8000 der^2 lik alanı kapsamaktadır (Adelman-McCarthy ve diğ. 2007) ve limit parlaklıkları, sırası ile, 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 ve 20.5 olan u, g, r, i ve z bantlarında nokta kaynakların tekrarlanan gözlemleri % 95 tamamlanmıştır. Verilerin aşırı doyma durumu g, r ve i bantları için yaklaşık 14 kadir, u ve z bantları için yaklaşık 12 kadirdir (Chonis ve Gaskell 2008).

2MASS gökyüzü taraması yakın kırmızı ötesi Galaktik nokta kaynakların en zengin veri tabanını sağlar. Bu gökyüzü tarama programında, 1.3 m'lik iki teleskop kullanılmıştır: Biri Kuzey yarıküredeki gökyüzünü gözlemek için kullanılan Mt. Hopkins'teki (Arizona) teleskop diğeri ise Güney yarıküredeki gökyüzünü

gözlemek için kullanılan Cerro Tololo'daki (Şili) teleskop. Gözlemler, J (1.25μm), H (1.65μm) ve K_s (2.17μm) bandlarında, sırası ile, 15.8, 15.1 ve 14.3 limit kadirlere kadar gökyüzünün % 99.998'ini (Skrutskie ve diğ. 2006) içerir. Astrometrik doğruluk 100 mas mertebesindedir.

Yeni tanımlanan bir fotometrik sistem ile daha geleneksel fotometrik sistem (Johnson-Cousins UBVRI sistemi gibi) arasında dönüşüm formülleri elde etmek önemlidir. Bu nedenle u′g′r′i′z′, ugriz ve $UBVR_CI_C$ sistemleri arasında birtakım dönüşüm formülleri elde edilmiştir.

SDSS u′g′r′i′z′ sistemi ile Johnson-Cousins fotometrik sistemi arasındaki ilk dönüşümler Smith ve diğ. (2002) tarafından elde edilmiştir. Landolt'un (1992) UBV standart yıldızları ile Isaac Newton Teleskobu'nda (INT) u′g′r′ filtrelerinden elde edilen gözlemler arasındaki geliştirilmiş dönüşümler ise Karaali ve diğ. (2005) tarafından elde edilmiştir. Karaali ve diğ. (2005), ilk kez, iki renk içeren dönüşüm denklemlerini elde etmişlerdir. Rodger ve diğ. (2006) dönüşüm denklemlerinde iki renk veya kuadratik formları düşünmüşlerdir. Jordi ve diğ. (2006) ise SDSS DR4 ve farklı kaynaklardan alınan BVRI fotometrisini kullanarak SDSS ve UBVRI sistemleri arasında popülasyona (ve metal bolluğuna) bağlı olarak dönüşüm denklemlerini elde etmişlerdir. Ayrıca, SDSS ve RGU sistemleri arasında da dönüşüm denklemlerini elde etmişlerdir. En yeni çalışma, Chonis ve Gaskell (2008) tarafından yapılmıştır. CCD sıfır noktalarını belirlemek için SDSS ugriz ile UBVRI sistemleri arasında ışıma gücü veya metal bolluğuna bağlı olmayan dönüşümler elde etmişlerdir.

2MASS ve diğer fotometrik sistemler arasındaki ilk dönüşümler, M ve L cüce yıldızlarındaki manyetik aktivite düzeyini tayin eden Walkowicz ve diğ. (2004) ile West ve diğ.'ne (2005) aittir. Davenport ve diğ. (2006) ise soğuk yıldızların mutlak kadirlerini hesaplamak için 2MASS ve diğer sistemler arasındaki dönüşümleri elde etmişlerdir. Covey ve diğ. (2007), sıra dışı renklere sahip cisimleri belirlemek için ugrizJHK yıldız konumlarını (yani, yedi boyutlu renk diyagramında anakol yıldızlarının konumunu) göz önüne alarak dönüşümleri elde etmişlerdir

Bu çalışmada, 2.5 m'lik teleskobun kullanıldığı SDSS ugriz sistemi ile 2MASS ve 2MASS ile Johnson-Cousins sistemleri

arasındaki dönüşümleri veriyoruz. Bu tür dönüşüm denklemleri, model parametresi hesaplarında 2MASS ve SDSS verilerini birleştirerek Galaktik yapıyı inceleyen araştırmacılara yardımcı olabilir. Böylece, 2MASS verileri yakın uzaklıklarda satüre olmuş (doymuş) SDSS verilerindeki uzay yoğunluklarının boşluğunu doldurabilir. Bu çalışmada, dönüşüm denklemleri ışıma gücüne, metal bolluğuna ve iki renge bağlı olarak elde edilmiştir.

2. Veriler

Verilerimizin ilk ana kaynağı Stetson kataloğudur. Stetson, Landolt alanlarında ve gökyüzünün diğer bölgelerinde CCD gözlemlerinin büyük bir setini kullanmıştır ve onları Landolt UBVRI standartlarına indirgemiştir. Daha büyük alan kaplayan ve daha duyarlı olan CCD gözlemlerinin daha önceki fotokatlandırıcılı gözlemlerle karşılaştırılması, Stetson kataloğunda V~20 kadire kadar yıldızların bulunmasını sağlamıştır. 2000 yılından bu yana Stetson, Kanada Astronomi Veri Merkezi'nin[3] web sayfasında bulunan, tekrarlayan gözlemlere sahip elverişli sönük yıldızların artan bir listesini yayınlamaktadır (Stetson 2000). Stetson kataloğu, ortalama kadiri 0.02 den daha az standart hataya sahip fotometrik şartlar altında en az 5 kez gözlenmiş yıldızları içermektedir. Stetson'ın veri tabanı Landolt'ta bulunmayan alanları da içermektedir. Landolt'un orijinal alanları başlıca popülasyon I yıldızlarından oluşurken, Stetson'ın yeni alanları popülasyon II yıldızlarının büyük bir kısmını da içermektedir. Ancak, Stetson kataloğu U bandını içermediğinden sadece BVRI için dönüşüm denklemlerini elde ediyoruz. Stetson kataloğunun mevcut hali 40 090 yıldız içermektedir.

Kullandığımız ikinci kaynak SDSS DR5[4] tir. Stetson'ın yayınlanmış fotometrisini SDSS DR5 fotometrisi ile eşleştirerek standart yıldız örneğimizi belirledik. Yıldızların eşleştirilmesi, SDSS DR5'in web sayfasında yayınlanan Robert Lupton'un SQL kodu kullanılarak yapıldı. Bu eşleştirmeden 3798 yıldız elde edilmiştir.

Çalışmamızda kullandığımız son kaynak ise 2MASS Nokta Kaynakların Tüm Gökyüzü Kataloğu'dur (Cutri ve diğ. 2003).

[3] http://www2.cadc-ccda.hia-iha.nrc-cnrc.gc.ca/community/STETSON/archive

[4] http://www.sdds.org/dr5/

2MASS, SDSS kadar derin değildir. Stetson verileri ve SDSS DR5 verilerinin eşleştirilmesinden elde dilen 3798 yıldızdan sadece 1984 tanesini 2MASS içermektedir. 2MASS kadirleri VizieR'den[5] alınmıştır.

Üç fotometrik sistemin eşleştirilmesinden bulunan 1984 yıldızın yakın kırmızı ötesi kadirleri optik kadirler kadar duyarlı değildir. Seçilmiş yıldızların daha duyarlı yakın kırmızı ötesi kadirlere sahip olanlarını seçmek için 2MASS Nokta Kaynakların Tüm Gökyüzü Kataloğu'nda (Cutri ve diğ. 2003) üç filtre için kadirlerin kalitesini gösteren "AAA" işaretli yıldızlar tercih edilmiştir. Kaliteli verilere dayandırılan bu seçim kriterinin uygulanmasından sonra üç fotometrik sistemdeki (BVRI, SDSS, 2MASS) yıldızların toplam sayısı 886 dır.

2.1. Kızarma

Standart yıldızlar farklı Galaktik enlemlerdeki alanlarda bulunurlar ve her bir yıldız alanı da farklı miktarlarda kızarmaya sahiptir. Örnekteki bazı yıldızlar 150 pc içinde bulunduklarından kızarmadan etkilenmemişlerdir. Yıldızların E(B–V) renk artıkları iki adımda hesaplanmıştır. İlk olarak, NASA Ekstragalaktik Veritabanı'ndan[6] Schlegel ve diğ.'nin (1998) haritaları kullanılarak her bir yıldız için model $E_{\infty}(B-V)$ renk artığı hesaplanır. Ancak bu değer, bir yıldız doğrultusunda bulunan sonsuz uzaklık içindir ve her bir yıldızın gerçek uzaklığına göre indirgenmelidir. Bunu yapmak için, ilgilenilen yıldız doğrultusunda fotometrik *V* bandındaki toplam yıldızlararası soğurma,

$$A_{\infty}(b) = 3.1E_{\infty}(B-V) \qquad (1)$$

bağıntısından bulunur. Daha sonra ilgilenilen yıldızın uzaklığına kadar toplam soğurma değeri de aşağıdaki bağıntıdan hesaplanır (Bahcall ve Soneira 1980):

$$A_d(b) = A_{\infty}(b)\left[1 - \exp\left(\frac{-|d\sin b|}{H}\right)\right]. \qquad (2)$$

[5] http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR

[6] http://nedwww.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html

Burada b ve d, sırası ile, yıldızın Galaktik enlemi ve uzaklığıdır. H yıldızlararası toz için yükseklik ölçeğidir ve 125 pc alınmıştır (Marshall ve diğ. 2006).

Sonunda, her bir yıldız için $E_d(B-V)$ renk artığı,

$$E_d(B-V) = A_d(b)/3.1 \qquad (3)$$

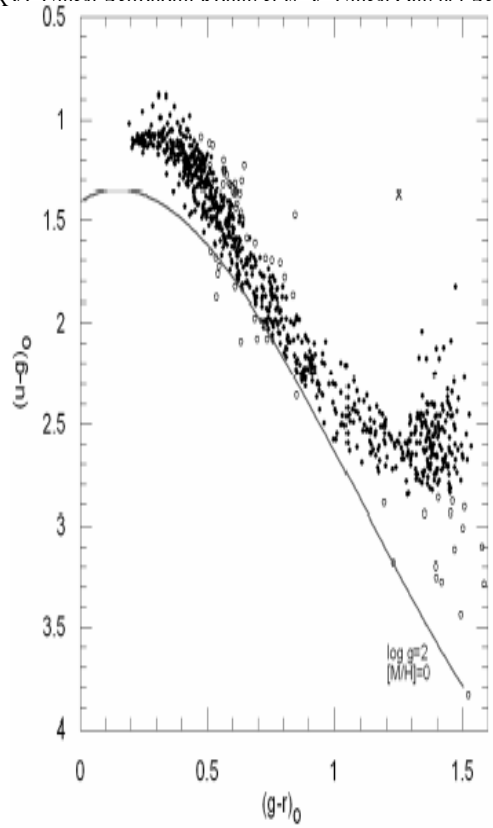
bağıntısı ile hesaplanır.

SDSS bandları için toplam soğurma, A_m, Fan (1999) tarafından verilen A_m/A_V verileri yardımı ile hesaplanmıştır. Yani, A_m/A_V değerleri m = u, g, r ve i için, sırası ile, 1.593, 1.199, 0.858 ve 0.639 dur. 2MASS kadirleri için ise $E(R-I) = 0.60\times E(B-V)$ Fiorucci ve Munari (2003), $A_J = 0.887\times E(B-V)$, $A_H = 0.565\times E(B-V)$ ve $A_{Ks} = 0.382\times E(B\text{-}V)$ (Bilir ve diğ. 2006; Ak ve diğ. 2007) bağıntıları kullanılmıştır.

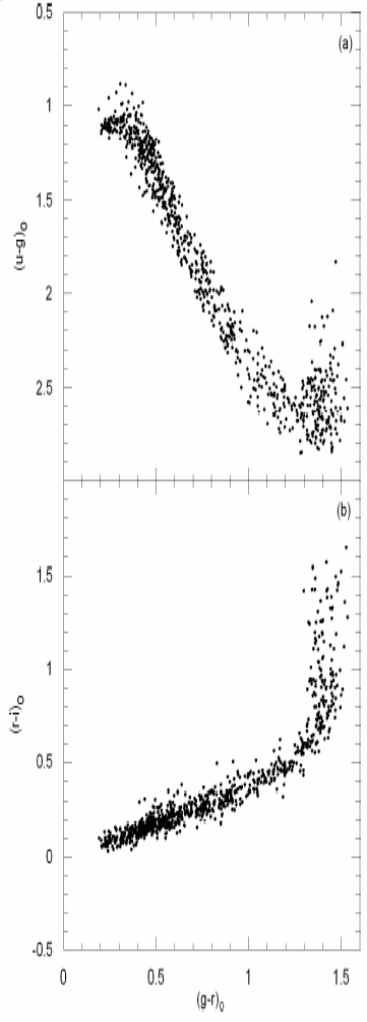
Şekillerde ve yazı içinde kullanılan "o" alt indisi kızarmadan arındırılmış renkler ve kadirleri göstermektedir.

2.2. Cüce ve devlerin ayrımı

Homojen bir yıldız örneği elde etmek için en iyi kalitedeki J, H, K_s kadirlerine sahip yıldızlar ile üç katalogtaki ortak yıldızların $(u-g)_o/(g-r)_o$ iki renk diyagramına (Şekil 1) gereksinim vardır. Şekil 1'de beklenmeyen bir saçılma ve geniş bir yıldız dağılımı göze çarpmaktadır. Bunu gidermek için, $(u-g)_o > 2^m.85$ değerine sahip olan saçılmış 16 kırmızı yıldız dev olarak sınıflandırılmıştır. Ayrıca, 11 yıldız Ivezic ve diğ.'nin (2007) yöntemine göre metalce zengin dev yıldız olarak sınıflandırılmış ve örnekten çıkarılmıştır. Ivezic ve diğ. (2007) cüce ve dev yıldızların ayrımını sağlayan metal bolluğu ve yüzey çekim ivmesine göre $(u-g)_o$ / $(g-r)_o$ iki renk diyagramının kalibrasyonunu yapmışlardır. Bu yönteme göre



Şekil 1. *Ivezic ve diğ. (2007) ile Helmi ve diğ.'nin (2003) yöntemlerine göre belirlenen dev (o) ve cüce (●) yıldızların $(u–g)_o/(g–r)_o$ iki renk diyagramındaki konumları. (×) işareti, sınıfı belirlenemeyen yıldızı; düz çizgi, Kurucz'un (1979) log g = 2 ve [M/H] = 0 dex olan yıldız modelini gösterir.*



Şekil 2. *825 cüce yıldız içeren örneğin iki renk diyagramları. (a) $(u–g)_o/(g–r)_o$ ve (b) $(g–r)_o/(r–i)_o$ diyagramları.*

örnekten çıkarılan 11 yıldız, Şekil 1'de Kurucz'un (1979) log g = 2 ve [M/H] = 0 dex olan yıldız modelini gösteren düz çizginin solunda yer alır. Son olarak, Helmi ve diğ.'nin (2003) yöntemi uygulanarak 33 yıldız metalce fakir dev yıldız olarak sınıflandırılmış ve örnekten çıkarılmıştır. Helmi ve diğ.'nin (2003) yöntemi, Washington fotometrisini kullanan Spaghetti Fotometrik Taraması'na (SPS,

Morrison ve diğ. 2003) dayanır. Washington fotometrisinde metalce fakir yıldızlar, 5200 Å civarında Mgb ve MgH çizgilerinin şiddeti ve sıcaklığına duyarlı (M–T2) ve (M–51) renklerinin temelinde belirlenirler. Sonuç olarak yukarıda bahsedilen yöntemlere göre 60 yıldız, dev yıldız olarak sınıflandırılmış ve örnekten çıkarılmışlardır.

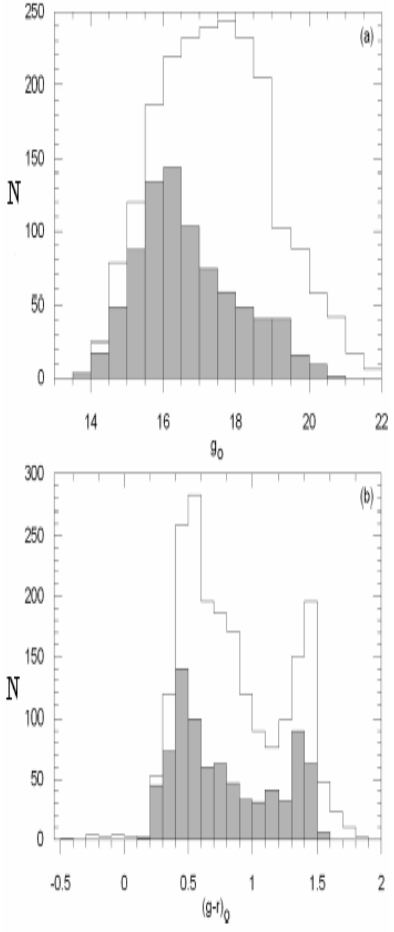
2.3. Son örnek

Şekil 1'deki iki renk diyagramında konumundan dolayı bir yıldız örnekten çıkarılmıştır. Böylece, çalışmada kullanılacak son örnekteki yıldız sayısı 825 tir. Bu yıldızların 2MASS JHK_s, SDSS gri ve BVRI verileri Tabo 1'de verilmiştir. $(u-g)_o$ / $(g-r)_o$ ve $(g-r)_o$ / $(r-i)_o$ iki renk diyagramları Şekil 2'de gösterilmiştir. Renk aralıkları, $0.30 < (B-V)_o < 1.70$, $0.23 < (R-I)_o < 1.78$, $0.18 < (g-r)_o < 1.54$, $0 < (r-i)_o < 1.65$, $0 < (J-H)_o < 0.98$ ve $-0.23 < (H-K_s)_o < 0.63$ tür.

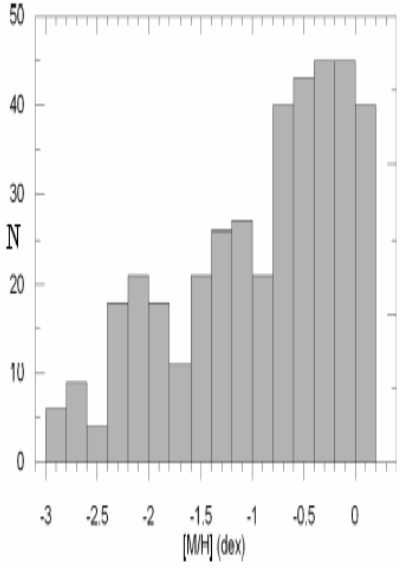
Şekil 3'te gösterilen g_o histogramı örneğimizin $14 < g_o < 20$ aralığında farklı görünen kadirlerdeki yıldızları içerdiğini gösterir. Diğer taraftan aynı şekildeki $(g-r)_o$ renk histogramı çok modlu bir dağılıma işaret eder. Bu çok önemlidir. Çünkü yıldız örneği farklı popülasyon tip ve metal bolluğunun bir birleşimini içeriyorsa o zaman farklı dönüşüm denklemleri elde edilmelidir.

Tablo 1. *Örnek yıldızların (toplam 825 yıldız) Johnson-Cousins, SDSS ve 2MASS kadirleri. Kolonlar, (1) yıldız adı, (2) ve (3) Galaktik koordinatlar, (4) V görünen kadir, (5) ve (6) (B-V) ve (R-I) renk indeksleri, (7) g görünen kadir, (8), (9) ve (10) (u-g), (g-r) ve(r-i) renk indeksleri, (11) J görünen kadir, (12) ve (13) (J-H) ve (H-K_s) renk indeksleri ve (14) indirgenmiş E_d(B-V) renk artığını verir.*

(1) Star	(2) $l(^\circ)$	(3) $b(^\circ)$	(4) V	(5) $(B-V)$	(6) $(R-I)$	(7) g	(8) $(u-g)$	(9) $(g-r)$	(10) $(R-I)$	(11) J	(12) $(J-H)$	(13) $(H-K_s)$	(14) $E_d(B-V)$
L107−S61	5.437	41.308	18.472	1.499	1.054	19.334	2.695	1.466	0.796	15.357	0.775	−0.100	0.093
L107−S83	5.454	41.266	17.421	1.548	1.259	18.272	2.736	1.468	1.015	13.862	0.672	0.262	0.076
L107−S97	5.499	41.257	16.145	0.692	0.461	16.446	1.267	0.507	0.176	14.783	0.397	−0.081	0.103
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.



Şekil 3. *(a) g_o görünen kadir histogramı ve (b) $(g–r)_o$ renk histogramı. Koyu alan "AAA" kaliteli yıldız örneğini, beyaz alan ise üç fotometride bulunan yıldızları gösterir.*



Şekil 4. *Örnek yıldızların metal bolluğu dağılımı.*

Yıldızların metal bolluğu, Karaali ve diğ.'nin (2003) yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. Bu yöntem, $-2.7 \leq [M/H] \leq +0.1$ dex aralığındaki $0.10 < (g–r)_o \leq 0.95$ olan yıldızlar için tanımlanmıştır. $(g–r)_o$ daki sınırlama kalibrasyon için kullanılan örneğin renk aralığından dolayıdır. $(g–r)_o > 0.95$ olan kırmızı yıldızlar, ortalama [M/H] = -0.1±0.3 dex (Cox

2000) metal bolluğuna sahip yaşlı ince disk cüce yıldızlarıdır. Bu nedenle, bu yıldızlar için metal bolluğu [M/H] > -0.4 dex olarak kabul edildi. Şekil 4, yıldız örneğimizin [M/H] = -3 dex metal bolluğuna kadar olan yıldızları içerdiğini gösterir. Metalce fakir yıldızların ([M/H] ≤ -1.2 dex) sayısı ihmal edilemez. Bu nedenle, yıldız örneği üç farklı metal bolluğu aralığına ayrılmıştır: metalce zengin yıldızlar ([M/H] > -0.4 dex), orta metal bolluğundaki yıldızlar (-1.2 <[M/H]≤ -0.4 dex) ve metalce fakir yıldızlar (-3 <[M/H]≤ -1.2 dex). Dönüşüm denklemleri her bir metal bolluğu aralığı için elde edilmiştir.

3. Sonuçlar

3.1. 2MASS ve Johnson-Cousins fotometrileri arasındaki dönüşümler

Aşağıdaki genel denklemleri kullanarak 2MASS ve Johnson-Cousins BVRI fotometrileri arasında dört set dönüşüm denklemi elde edilmiştir: (1) 825 yıldız içeren tüm örnek için dönüşümler, (2) metalce zengin yıldızlar için dönüşümler, (3) orta metal bolluğundaki yıldızlar için dönüşümler ve (4) metalce fakir yıldızlar için dönüşümler. Dönüşümleri elde etmek için kullanılan genel denklemler şunlardır:

$$(V-J)_o = a_1(B-V)_o + b_1(R-I)_o + c_1 \quad (4)$$

$$(V-H)_o = a_2(B-V)_o + b_2(R-I)_o + c_2 \quad (5)$$

$$(V-K_s)_o = a_3(B-V)_o + b_3(R-I)_o + c_3 \quad (6)$$

Dönüşümlerin a_i, b_i ve c_i (i = 1, 2, 3) katsayıları Tablo 2'de verilmektedir. Renklerin bulunduğu her bir sütunda ve dönüşümlerin elde edildiği metal bolluğu aralığında dördüncü ve beşinci satırlar ilgili renklere ait korelasyon katsayısını ve standart sapmayı gösterir. Tüm örnek için elde edilen katsayılar ile alt örnekler için elde edilenler arasında fark vardır. Bununla beraber, metalce zengin yıldızlar için elde edilen katsayılar tüm örnek için elde edilenlere yakındır. Aynı benzerlik, orta metal bolluğundaki yıldızlar için elde edilen dönüşüm katsayıları ile metalce fakir yıldızlar için elde edilenler arasında vardır. Bu alt örneklerin (-0.4 < [M/H], -1.2

<[M/H]≤ -0.4 ve -3 <[M/H]≤ -1.2 dex) metal bolluğu dağılımı, ince veya kalın disk veya haloya ait yıldızların metal bolluğu aralıklarını hatırlatır. Dolayısı ile, bu çalışmada elde edilen dönüşümler ışıma gücüne ve metal bolluğuna bağlıdır. Ayrıca iki renge de bağlı olduklarından daha duyarlıdırlar.

Tablo 2. *Dört yıldız örneği için (4), (5) ve (6) dönüşüm denklemlerinin a_i, b_i ve c_i (i = 1, 2, 3) katsayıları. (R^2) korelasyon katsayısını, (s) standart sapmayı gösterir.*

		(1) $(V-J)_0$	(2) $(V-H)_0$	(3) $(V-K_s)_0$
Tüm örnek	a_i	1.210 ± 0.032	1.816 ± 0.039	1.896 ± 0.044
	b_i	1.295 ± 0.038	1.035 ± 0.046	1.131 ± 0.052
	c_i	−0.046 ± 0.014	0.016 ± 0.017	−0.004 ± 0.019
	R^2	0.983	0.982	0.980
	s	0.098	0.119	0.133
−0.4 < [M/H]	a_i	1.180 ± 0.042	1.815 ± 0.050	1.878 ± 0.058
	b_i	1.346 ± 0.045	1.062 ± 0.052	1.165 ± 0.061
	c_i	−0.051 ± 0.023	−0.015 ± 0.027	−0.018 ± 0.032
	R^2	0.985	0.984	0.981
	s	0.103	0.121	0.142
−1.2 < [M/H] ≤ −0.4	a_i	1.557 ± 0.111	2.109 ± 0.157	2.031 ± 0.150
	b_i	0.461 ± 0.205	0.612 ± 0.290	0.878 ± 0.277
	c_i	0.049 ± 0.049	−0.016 ± 0.069	0.004 ± 0.066
	R^2	0.902	0.894	0.906
	s	0.080	0.113	0.108
−3.0 < [M/H] ≤ −1.2	a_i	1.542 ± 0.081	1.920 ± 0.108	2.044 ± 0.123
	b_i	0.447 ± 0.156	0.845 ± 0.207	0.974 ± 0.237
	c_i	0.095 ± 0.036	0.055 ± 0.048	−0.022 ± 0.054
	R^2	0.943	0.942	0.936
	s	0.084	0.112	0.128

3.2. 2MASS ve SDSS fotometrisi arasındaki dönüşümler

2MASS ve SDSS fotometrileri arasındaki dönüşüm formülleri de benzer genel denklemler kullanılarak elde edilmiştir:

$$(g-J)_o = d_1(g-r)_o + e_1(r-i)_o + f_1 \quad (7)$$

$$(g-H)_o = d_2(g-r)_o + e_2(r-i)_o + f_2 \quad (8)$$

$$(g-K_s)_o = d_3(g-r)_o + e_3(r-i)_o + f_3 \quad (9)$$

Dönüşümlerin d_i, e_i ve f_i (i = 1, 2, 3) katsayıları Tablo 3'te yukarıda tanımlanan dört set için verilmektedir.

		(1) $(g-J)_0$	(2) $(g-H)_0$	(3) $(g-K_s)_0$
Tüm örnek	d_i	1.379 ± 0.015	1.849 ± 0.021	1.907 ± 0.023
	e_i	1.702 ± 0.019	1.536 ± 0.025	1.654 ± 0.028
	f_i	0.518 ± 0.007	0.666 ± 0.010	0.684 ± 0.011
	R^2	0.994	0.991	0.990
	s	0.083	0.115	0.126
−0.4 < [M/H]	d_i	1.361 ± 0.016	1.823 ± 0.022	1.881 ± 0.024
	e_i	1.724 ± 0.019	1.561 ± 0.026	1.675 ± 0.028
	f_i	0.521 ± 0.009	0.670 ± 0.013	0.692 ± 0.014
	R^2	0.995	0.993	0.992
	s	0.080	0.111	0.121
−1.2 < [M/H] ≤ −0.4	d_i	1.536 ± 0.102	1.792 ± 0.134	1.790 ± 0.143
	e_i	1.400 ± 0.215	2.092 ± 0.281	2.272 ± 0.301
	f_i	0.488 ± 0.028	0.584 ± 0.037	0.628 ± 0.039
	R^2	0.928	0.924	0.918
	s	0.085	0.112	0.120
−3.0 < [M/H] ≤ −1.2	d_i	1.435 ± 0.061	1.711 ± 0.075	1.741 ± 0.086
	e_i	1.769 ± 0.137	2.339 ± 0.169	2.640 ± 0.192
	f_i	0.481 ± 0.022	0.598 ± 0.027	0.583 ± 0.031
	R^2	0.960	0.960	0.954
	s	0.088	0.108	0.123

Tablo 3. *Dört yıldız örneği için (7), (8) ve (9) dönüşüm denklemlerinin d_i, e_i ve f_i (i = 1, 2, 3) katsayıları. (R^2) korelasyon katsayısını, (s) standart sapmayı gösterir.*

3.3. Gözlenmiş renkler ile hesaplanmış renkler arasındaki farklar

Gözlenmiş renkler ile (4)-(9) denklemleri yardımı ile hesaplanan renkler arasındaki farklar hesaplanmış ve bu farkların ortalamasının küçük olduğu görülmüştür. Bununla beraber, farklı renklere ait farkların aralığı aynı değildir. (4) ve (7) denklemlerinden elde edilen farkların aralığı daha küçüktür. Daha uzun dalgaboylu kadirler için ise farkların aralığı daha büyüktür. Yani, J kadiri için Δ(V–J) ve Δ(g–J) farkları -0.2 ile +0.2 arasında iken Δ(V–H), Δ(g–H), Δ(V–K_s) ve Δ(g–K_s) farkları -0.4 ile +0.4 arasındadır. Bu, yukarıda verilen dönüşümler yardımı ile hesaplanan J kadirlerinin daha duyarlı

olduğunu gösterir.

Şekil 5, tüm örnek için iki renkli ve tek renkli dönüşümlerden elde edilen farkların karşılaştırılmasını göstermektedir. Bu şekilden de görüleceği gibi, bu çalışmada elde edilen dönüşümler tek renkli olanlardan daha iyidir. Tek renkli dönüşümler için saçılma iki renkli olanlardan çok daha fazladır ve sistematik bir hataya sahiptir.

3.4 Ters dönüşüm formülleri

2MASS verileri Johnson-Cousins veya SDSS sistemine dönüştürülmek istenebilir. Bu nedenle, (4)–(6) ve (7)–(9) denklemlerinin ters dönüşümleri de aşağıdaki gibi elde edilmiştir:

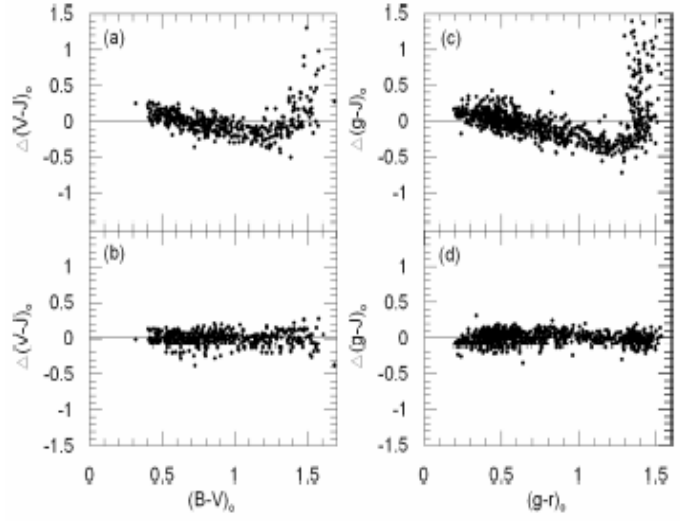
$$(B-V)_o = \alpha_1(J-H)_o + \beta_1(H-K_s)_o + \gamma_1 \quad (10)$$

$$(R-I)_o = \alpha_2(J-H)_o + \beta_2(H-K_s)_o + \gamma_2 \quad (11)$$

$$(g-r)_o = \alpha_3(J-H)_o + \beta_3(H-K_s)_o + \gamma_3 \quad (12)$$

$$(r-i)_o = \alpha_4(J-H)_o + \beta_4(H-K_s)_o + \gamma_4 \quad (13)$$

Dönüşüm formüllerinin α_i, β_i ve γ_i (i=1, 2, 3, 4) katsayıları daha önceki bölümlerde tanımlanan dört set için Tablo 4'te verilmiştir.



Tablo 4. *Dört yıldız örneği için ters dönüşüm formüllerinin α_i, β_i ve γ_i (i = 1, 2, 3, 4) katsayıları.*

Johnson–Cousins	$(B-V)_0 = \alpha_1(J-H)_0 + \beta_1(H-K_s)_0 + \gamma_1$					$(R-I)_0 = \alpha_2(J-H)_0 + \beta_2(H-K_s)_0 + \gamma_2$				
	α_1	β_1	γ_1	R^2	s	α_2	β_2	γ_2	R^2	s
Tüm örnek	1.622 ± 0.032	0.912 ± 0.051	0.044 ± 0.015	0.845	0.120	0.954 ± 0.028	0.593 ± 0.050	0.025 ± 0.013	0.755	0.101
−0.4 < [M/H]	1.640 ± 0.044	1.033 ± 0.075	0.050 ± 0.022	0.855	0.125	1.027 ± 0.040	0.658 ± 0.080	−0.003 ± 0.020	0.772	0.117
−1.2 < [M/H] ≤ −0.4	1.103 ± 0.074	0.486 ± 0.091	0.228 ± 0.029	0.665	0.077	0.521 ± 0.054	0.311 ± 0.066	0.179 ± 0.021	0.546	0.050
−3.0 < [M/H] ≤ −1.2	1.276 ± 0.056	0.541 ± 0.066	0.173 ± 0.025	0.782	0.088	0.608 ± 0.038	0.322 ± 0.051	0.172 ± 0.017	0.712	0.054
SDSS	$(g-r)_0 = \alpha_3(J-H)_0 + \beta_3(H-K_s)_0 + \gamma_3$					$(r-i)_0 = \alpha_4(J-H)_0 + \beta_4(H-K_s)_0 + \gamma_4$				
	α_3	β_3	γ_3	R^2	s	α_4	β_4	γ_4	R^2	s
Tüm örnek	1.951 ± 0.032	1.199 ± 0.050	−0.230 ± 0.015	0.879	0.135	0.991 ± 0.026	0.792 ± 0.042	−0.210 ± 0.012	0.760	0.107
−0.4 < [M/H]	1.991 ± 0.040	1.348 ± 0.066	−0.247 ± 0.019	0.900	0.136	1.000 ± 0.036	1.004 ± 0.064	−0.220 ± 0.017	0.779	0.120
−1.2 < [M/H] ≤ −0.4	1.217 ± 0.078	0.491 ± 0.091	0.050 ± 0.030	0.663	0.083	0.600 ± 0.035	0.268 ± 0.040	−0.049 ± 0.013	0.708	0.037
−3.0 < [M/H] ≤ −1.2	1.422 ± 0.065	0.600 ± 0.076	−0.003 ± 0.029	0.749	0.099	0.609 ± 0.030	0.279 ± 0.035	−0.047 ± 0.013	0.728	0.045

4. Sonuç

Bu çalışmada, 2MASS, SDSS ve Johnson-Cousins fotometri sistemleri arasında elde edilen dönüşüm formülleri sunulmuştur. En duyarlı dönüşümleri elde etmek için, daha önce SDSS ve diğer sistemler arasındaki dönüşümleri elde eden araştırmacıların kullandıklarına ilaveten verilere bazı sınırlamalar yapılmıştır. Bu sınırlamalar: (1) veriler kızarmadan arındırılmıştır, (2) dev yıldızlar örnekten çıkarılmıştır, (3) örnek yıldızlar kaliteli verilerden seçilmiştir, (4) dönüşümler farklı metal bolluğu ve popülasyon tipleri için elde edilmiştir ve (5) dönüşümler iki renge bağlı olarak elde edilmişlerdir.

Dört yıldız örneği için elde edilen dönüşümlerin korelasyon katsayıları (R) oldukça iyidir. Korelasyon katsayılarının en küçüğü $(V–H)_o$ için $R^2 = 0.894$ değeridir. Diğerleri, 0.900 ile 0.995 arasında bulunurlar. Standart sapma 0.1'dir. Dört yıldız örneği için elde edilen dönüşüm denklemlerinin katsayıları arasında farklar olması bu çalışmada elde edilen dönüşümlerin metal bolluğuna bağlı olduğunu gösterir. Tüm örnek dışındaki üç alt örneğin metal bolluğu aralıkları, -0.4 < [M/H], -1.2 <[M/H]≤ -0.4 ve -3 <[M/H]≤ -1.2 dex, ince disk, kalın disk ve haloya karşılık gelir. Dolayısı ile dönüşüm formülleri ışıma gücüne de bağlıdır.

Kaynaklar

Adelman-McCarthy, J. K. ve diğ., 2007, VizieR On-line Data Catalog, II/276
Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Retter, A., 2007, NewA, 12, 446
Bahcall, J. N., Soneira, R. M., 1980, ApJS, 44, 73
Bilir, S., Güver, T., Aslan, M., 2006, AN, 327, 693

Chonis, T. S., Gaskell, C. M., 2008, AJ, 135, 264
Covey, K. R., ve diğ., 2007, AJ, 134, 2398
Cox, A. N., 2000, in Cox A. N., ed., Allen's Astrophysical Quantities, p. 482
Cutri, R. M. ve diğ., 2003, CDS/ADC Electronic Catalogues, 2246
Davenport, J. R. A., ve diğ., 2007, AJ, 134, 2430
Fan, X., 1999, AJ, 117, 2528
Fiorucci, M., Munari, U., 2003, A&A, 401, 781
Fukugita, M., 1996, AJ, 111, 1748
Gunn, J. E. ve diğ., 1998, AJ, 116, 3040
Helmi, A., ve diğ., 2003, ApJ, 586, 195
Hogg, D. W., Finkbeiner, D. P., Schlegel, D. J., Gunn, J. E., 2001, AJ, 122, 2129
Ivezic, Z., ve diğ., 2007, AJ, 134, 973
Jordi, K., Grebel, E. K., Ammon, K., 2006, A&A, 460, 339
Karaali, S., Bilir, S., Karataş, Y., Ak, S. G., 2003, PASA, 20, 165
Karaali, S., Bilir, S., Tunçel, S., 2005, PASA, 22, 24
Kurucz, R. L., 1979, ApJS, 40, 1
Landolt, A. U., 1992, AJ, 104, 340
Lupton, R. H., Gunn, J. E., Ivezic, Z., Knapp, G. R., Kent, S., Yasuda, N., 2001, in Harden F. R., Jr, Primini F. A., Payne H. E., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 238, p. 269
Marshall, D. J., Robin, A. C., Reyle, C., Schultheis, M., Picaud, S., 2006, A&A, 453, 635
Morrison, H. L., ve diğ., 2003, AJ, 125, 2502
Rodgers, C. T., Canterna, R., Smith, J. A., Pierce, M. J., Tucker, D. L., 2006, AJ, 132, 989
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
Skrutskie, M. F. ve diğ., 2006, AJ, 131, 1163
Smith, J. A., ve diğ., 2002, AJ, 123, 2121
Stetson, P. B., 2000, PASP, 112, 925
Walkowicz, L. M., Hawley, S. L., West, A. A., 2004, PASP, 116, 1105
West, A. A., Walkowicz, L. M., Hawley, S. L., 2005, PASP, 117, 706
York, D. G., ve diğ., 2000, AJ, 120, 1579

YENİ BELİRLENEN AÇIK KÜMELERİN İLK KAPSAMLI FOTOMETRİK İNCELEMESİ

Evrim Kıran*, Günay Taş*

**Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova-İzmir,*

evrimkiran@mail.ege.edu.tr, gunay.tas@ege.edu.tr

Özet:
1800'lerden günümüze kadar süregelen öz hareket ve konum çalışma katalogları, 20. yy'ın ilk çeyreğinden itibaren yapılan dikine hız çalışmalarına ilişkin veri listeleri, Hipparcos uydusunun fotometrisi ile birleştirildiğinde, gökyüzünde dağınık olarak görülen bazı yıldızların aslında dağılmakta olan açık kümeler olma olasılığı Kharchenko ve ark. (örn. 2001, 2004, 2005) tarafından ortaya konmuştur. Yeni açık kümeler ve yıldızların üyelik olasılıkları yine bu çalışmalarda listelenmiştir. Bu çalışmada, yayımlanan kümelerden ASCC31 yıldızlarının Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 40 cm'lik Schmidt-Cassegrain türü teleskop ve 2048 x 2048 piksel CCD alıcısıyla yapılmış kapsamlı ilk fotometrisi sunulmuştur. Fotometrik veriler kullanılarak kümenin renk-parlaklık ve renk-renk diyagramı oluşturulmuştur. Bu diyagramlar kullanılarak bölgenin bakış doğrultumuzdaki kızıllaşma miktarı belirlenerek uzaklık tahmin edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: Açık kümeler, ışıkölçüm.

Abstract:
When proper motion and position studies which have been listed in catalogues from 1800 to the present day and the data

lists of radial velocities which have been studied from the first quarter of 20th century come together with the photometric data of Hipparcos satellite, Kharchenko et al. (2001, 2004, 2005) suggested that some stars which seem dispersed in the sky are actually the possible candidates of a cluster might be dissolving. Also in this study new open clusters and membership probabilities listed. In our study, we present the first comprehensive photometry of the open cluster ASCC31 listed in this catalogue. The observations were carried out using the 40 cm Schmidt-Cassegrain telescope and the 2048 x 2048 pixel CCD camera of the Ege University Observatory. Using the photometric data we plotted the color-magnitude and color-color diagrams. Using these diagrams we estimated the interstellar extinction and determined the distance of the cluster.

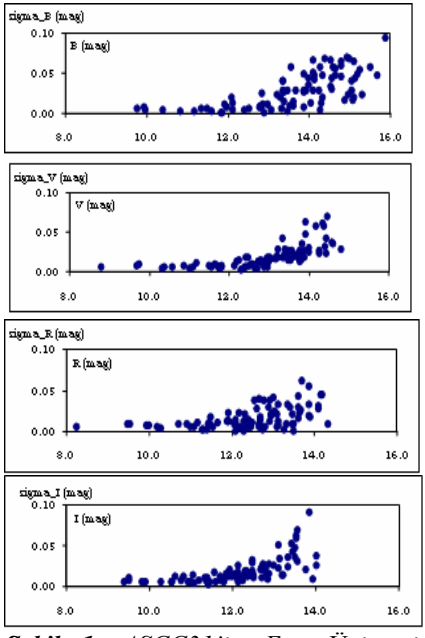
Key Words: Open clusters, photometry.

1. Giriş

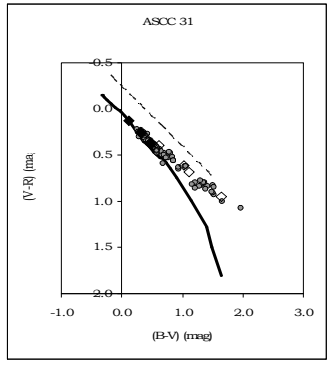
Günümüze kadar açık kümelerin öz hareketlerini ve fotometrik parametrelerini içeren pek çok katalog hazırlanmıştır. Yakın zamanda Kharchenko ve diğ. (2004) tarafından yeni bir katalog çalışması yapılmıştır. Bu katalog, Ruprecht ve diğ. (1982)'den seçilen 10 oymak ve Dias ve diğ. (2002)'dan seçilen açık kümelerle birlikte 520 cisimle birlikte literatürden derlenen kinematik ve fotometrik parametrelerini içerir. Daha sonra bu katalogda yer alan dağınık olarak bulunduğu halde kinematik ya da fotometrik özellikleriyle bir grup oluşturdukları belirlenen yıldızlar 130 açık küme bölgesi içinde toplanmıştır (Kharchenko ve diğ. 2005). Bu sunumda, 130 açık kümenin listelendiği katalogdan seçtiğimiz ASCC31 küme alanında yer alan yıldızların ilk kapsamlı fotometrik çalışmasını sunacağız.

ASCC31, 210°.89 gökada boylamı ve +3°.69 gökada enlemine yerleşmiş, Monoceros takımyıldızı doğrultusunda bulunan, merkezi koordinatları RA (2000) = 07^{sa} 00^{dk} 53^{s} ve DEC (2000) = +03° 30′ 00″ (WEBDA) olan bir kümedir. Bu bölgedeki yıldızların bazılarına ilişkin Hipparcos fotometrisi hariç şu ana kadar kapsamlı herhangi bir fotometrik çalışma bulunmamaktadır. Bu çalışmanın amacı açık küme

alanı olarak belirlenmiş bu bölgedeki kinematik verisi olan yıldızların fotometrik göstergelerinden yararlanarak, öz hareket çalışması yapılmamış ama fotometrik olarak üye olasılığı olan yıldızları belirlemektir. WEBDA veri tabanından ASCC31'in 15 üyesi olduğu, kinematik olarak üyelik olasılığı %85'in üzerinde olan 6 üyesi ve fotometrik olarak ise üyelik olasılığı %85'in üzerinde olan 10 üyesi olduğu görülür.



Şekil 1. *ASCC31'in Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerinin duyarlılığı.*



Şekil 2. *(B-V)-(V-R) renk-renk diyagramı. Kesikli çizgi 0.65'lik kızıllaşma doğrultusunu gösteriyor.*

2. Gözlemler

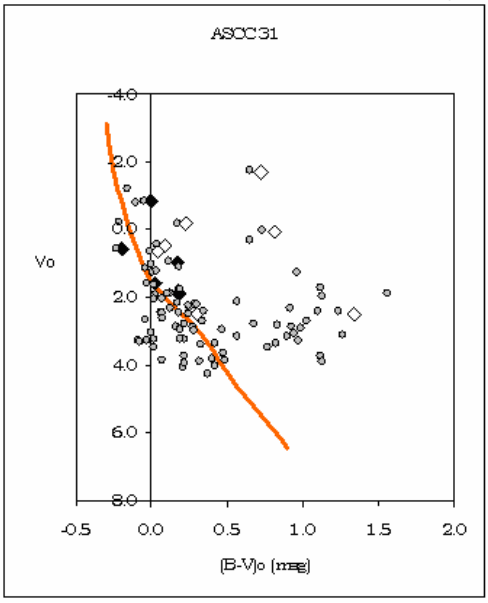
ASCC31 gözlemleri, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 40 cm çaplı, tam otomatik MEADE LX200 GPS Schmidt-Cassegrain türü teleskobuna bağlı Apogee Alta-U42 2048 x 2048 piksel (her bir piksel boyutu 13.5 x 13.5 mikron) olan CCD (CCD E2V CCD42-40 Back-illuminated) kullanılarak yapıldı. Görüntüleme alanı 27.65 x 27.65 mm (764.4 mm^2)'dır. ASCC31 kümesinin gözlemleri genişband B, V, R, I süzgeçleri kullanılarak yapıldı. Bu çalışma için RA (2008.3) = 07^{sa} 01^{dk} 50^{s} ve DEC (2008.3) = +03° 15′ 00″ ile RA (2008.3) = 07^{sa}

00^{dk} 00^{s} ve DEC (2008.3) = +03° 50′ 00″ aralığına düşen, merkezi RA (2008.3) = 07^{sa} 01^{dk} 00.44^{s} ve DEC (2008.3) = +03° 27′ 34″ olan bölge gözlendi. Kümenin fotometrik gözlemlerinin indirgenmesinde MaximDL programı kullanıldı. ASCC31, 21 Şubat 2007 ile 16 Ekim 2007 tarihleri arasında toplam 19 gece gözlendi. Şekil 1'de farklı süzgeçlerle yapılan gözlemlerin hata dağılımı gösterildi. Küme, bir gece SA 98 standart alanıyla (Landolt 1992) birlikte gözlendi. Aşağıdaki dönüşüm denklemleri elde edilerek küme bölgesindeki 87 yıldızın aletsel parlaklıkları standart parlaklıklara dönüştürüldü. Eşitliklerde büyük harfler literatürden standart değerlerini, küçük harfler ise gözlenen değerleri temsil etmektedir.

(B-V) = 1.0360 (b-v) + 0.0390
(V-v) = 0.0420 (B-V) - 0.0141
(V-R) = 1.0777 (v-r) + 0.0084
(V-I) = 0.9950 (v-i) + 0.3210
(R-I) = 0.9164 (r-i) + 0.2907

Elde edilen standart renk değerleri Şekil 2'de (V-R) – (B-V) renk-renk diyagramında, anakol yıldızlarını temsil eden kuramsal eğriyle birlikte (Cox 2000) noktalandı. Kesikli çizgiler ise E (V-R) / E(B-V) = 0.65'lik (Fitzpatrick 1999) kızıllaşma doğrultusunu göstermektedir. İçi yuvarlak semboller yeni gözlemleri, içi boş ve dolu elmas sembolü ise sırasıyla fotometrik ve kinematik üyelik

olasılığı %85 olan yıldızları temsil etmektedir (Kharchenko ve diğ. 2005). Şekilden görüleceği üzere kinematik üyeler renk-renk diyagramında üç bölgede toplanmıştır. Bu bölgeler için belirlenen kızıllaşma oranları en mavi uçtan en kırmızı uca doğru E (B-V) = 0.056, 0.305, 0.313 ve E (V-R) = 0.037, 0.197, 0.204 olarak belirlendi. İlk yıldızların mavi aykırı olma olasılığı gözönüne alınarak sonraki iki grup için belirlenen kızıllaşma değerlerinin ortalaması olan E (B-V) = 0.309 ve E (V-R) = 0.201 değerleri kızıllaşmadan arınmış değerlerin hesabında kullanıldı ve Şekil 3'te renk-parlaklık diyagramında noktalandı. Sönükleşme değeri R = Av / E(B-V) = 3.1 (Fitzpatrick 2004) kabulüyle hesaplandı. Renk-parlaklık diyagramından görüleceği



Şekil 3. *V_0 – $(B-V)_0$ renk-parlaklık diyagramında Walker (1985) tarafından verilen kuramsal ZAMS'a (sürekli çizgi ile temsil edilen) görsel olarak çakıştırıldı.*

üzere ASCC31 için bildirilen 15 yıldızla birlikte aynı fotometrik özellikleri paylaşan yıldızlar vardır.

Renk-parlaklık diyagramlarının en mavi tarafına ZAMS görsel olarak fit edilerek (yöntem için bkz. Örn. Yadav ve Sagar 2002) ASCC31 kümesi için ortalama $(m-M)_0$ = 9.6 kadirlik bir uzaklık modülü elde edildi. Karşılık gelen uzaklık, d = 832 pc olarak hesaplandı. Renk-renk diyagramında mavi aykırı olma olasılığı olduğu tahmin edilen grup gözönüne alınmayarak, kümenin anakol dönme noktasının rengi $(B-V)_{TO}$ = -0.05 kadir olarak belirlendi. Bu, T_e = 10761 K sıcaklıklı, 2.67 $m_\odot$ kütleli bir B9 yıldızına (Gray 2005) karşılık gelir. Buradan kümenin yaşı 6.1 x 10^8 olarak hesaplanır.

Yazarlar, bu çalışmanın yapılmasına 2007 / FEN / 015 projesiyle destek veren Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığına teşekkür eder.

Kaynaklar

Cox, A.N., 2000, *Allen's astrophysical quantities*, New York: AIP Press; Springer.

Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002, A&A, 389, 871.

Fitzpatrick, E.L., 1999, PASP, 111, 63.

Fitzpatrick, E.L., 2004, ASPC, 309, 33.
Gray, D. F., 2005, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, Cambridge, UK: Cambridge University Press.
Jean-Claude Mermilliod, http://www.univie.ac.at/webda/
Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., & Scholz, R.-D. 2005, A&A 440, 403.
Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., & Scholz, R.-D. 2004, Astron. Nachr., 325, 740.
Landolt, A., 1992, AJ, 104, 340.
Ruprecht, J., Balazs, B., & White, R.E. 1982, *Catalogue of Star Clusters and Associations*, Supplement 1, Associations, Akademiai Kiado, Publ. House Hungarian Acad. Sciences, Budapest.
Walker, A.R., 1985, MNRAS, 213, 889.
Yadav, R. K. S.; Sagar, R., 2002, MNRAS, 337, 133.

AÇIK YILDIZ KÜMELERİNİN CCD UBVRI FOTOMETRİSİ: NGC 6631, Be 89, Ru 135, Be 10

İnci Akkaya[1], Yüksel Karataş[2], William J. Schuster[3], Raul Michel[3], Carlos Chavarria[3]

Özet

Daha önce çok az çalışılmış NGC 6631, Be89, Ru135 ve Be10 açık yıldız kümlerinin San Pedro Mártir Gözlemevi'nden alınmış CCD UBVRI verileri kullanılarak, bu kümelere ait kızarma, yaş ve uzaklık modülü gibi temel parametreleri belirlenmiştir. Schmidt-Kaler'a ait (U-B)-(B-V) iki renk diyagramından kümelerin kızarma değerleri sırasıyla NGC 6631, Be 89, Ru 135 ve Be 10 için; E(B−V) = 0.44, 0.50, 0.62, 0.80 ve yine bu kümeler için tahmini metal ve ağır element bollukları da, ([*Fe/H*], *Z*) = (+0.03, +0.020), (−0.13, +0.014), (−0.19, +0.012), (+0.03, +0.011) olarak bulunmuştur. Bu *Z* bolluk değerlerinden hareketle küme yaşlarının ve uzaklık modüllerinin belirlenmesinde Girardi'nin *Z*= +0.019, *Z*= +0.014, *Z*= +0.012 ve *Z* = +0.011 yaş çizgileri kullanılmıştır. Gözlemsel kolun, (MS, TO, RGB), *V-(B-V)* düzleminde, yaş çizgileriyle çakıştırılmasından elde edilen, uzaklık modülleri ve güneş merkezli uzaklıkları ise; ($(V - M\mathrm{V})_0$, *d* (*pc*))=(10.50, 1259 *pc*), (12.00, 2511 *pc*), (9.90, 955 *pc*) ve (11.1, 1660 *pc*) olup yine aynı şekilde elde edilen yaş değerleri ise (log(*A*), *A*) = (9.10, 1.26 *Gyr*), (9.50, 3.16 *Gyr*), (9.30, 2 *Gyr*) ve (8.95, 0.89 *Gyr*) şeklindedir.

Anahtar Kelimeler: *Açık yıldız kümeleri*

Abstract

We present the fundamental parameters such as reddening, age and distance modulus of poorly studied four Galactic open clusters NGC 6631, Be 89, Ru 135, Be 10 from CCD UBVRI photometry within the frame of San Pedro Mártir open cluster survey. From the shifting the colours of Schmidt−Kaler on (U−B)−(B−V) two colour diagrams along the reddening vector, our reddening values have been derived as E(B−V) = 0.44 for NGC 6631, 0.50 for Be 89, 0.62 for Ru 135, 0.80 for Be 10, respectively. Estimated photometric metal and heavy element abundances are ([*Fe/H*]*, Z*) = (+0.03*,* +0.020) for NGC 6631, (−0.13*,* +0.014) for Be 89, (−0.19*,* +0.012) for Ru 135, (+0.03*,* +0.011) for Be 10, respectively. We used *Z*= +0.019, *Z*= +0.014, *Z*= +0.012 ans *Z* = +0.011 isochrones of Girardi et al. From the fitting procedure the isochrones to the observed sequences (MS, TO, RGB) of our cluster samples in the $V-(B-V)$ plane, for the best fit, derived distance modulus and heliocentric distances (($V-M$V)o*, d* (*pc*)) are the following (10.50*,* 1259 *pc*) for NGC 6631, (12.00*,* 2511 *pc*) for Be 89, (9.90*,* 955 *pc*) for Ru 135, and (11.1*,* 1660 *pc*) for Be 10. Inferred ages (log(*A*)*, A*) are the following (9.10*,* 1.26 *Gyr*) for NGC 6631, (9.50*,* 3.16 *Gyr*) for Be 89, (9.30*,* 2 *Gyr*) for Ru 135, and (8.95*,* 0.89 *Gyr*) for Be 10.
Key words: *Open clusters*

1. Giriş

Galaktik açık yıldız kümeleri, birkaç 10-100 yıldızı ile birlikte, çok aralıklı yerleşmiş, çok az konsantre olmuş ve küme içerisindeki yıldızları çekimsel olarak birbirine bağlanmış sistemlerdir. Kümelerin fotometrik gözlemlerinin, teorik yaş çizgileriyle çakıştırılması, onların ağır element bolluklarının ve kızarma, metal bolluğu, uzaklık modülü ve yaş gibi temel parametrelerinin tespitine olanak verir. Bu parametreler Galaktik disk içerisindeki yaş-metal bolluğu ilişkilerinin

ortaya çıkarılmasında çok büyük öneme sahiptir [1], [2]. Açık yıldız kümeleri aynı zamanda yıldız evrim modellerinin test edilmesinde de kullanılır. Bunun için, kızarma, yaş ve uzaklık modülü gibi temel parametreler kesin olarak tespit edilir. Bu çalışma, NGC 6631, Be89, Ru135, Be10 kümelerine ait güncel temel parametrelerinin ve homojen UBVRI verilerinin yayınlanmasıdır.

2. Gözlemler ve Analiz Teknikleri

San Pedro Mártir Gözlemevi'nde (OAN) yürütülmekte olan 'A CCD UBVRI Survey of Nothern Hemisphere' adlı proje kapsamında 2001 yılından itibaren kuzey yarımküreden gözlenen açık yıldız kümeleri, aynı aletler (teleskop, CCD, filtreler), aynı indirgeme teknikleri ve aynı standart sistemler (Landolt) [3] kullanılarak incelenmektedir. NGC 6631, Be89, Ru135, Be10 olmak üzere bu dört kümenin CCD UBVRI görüntüleri, 2003 Ağustos ve 2005 Eylül arasındaki gözlem periyodu boyunca 84cm'lik teleskopla OAN'dan alınmış ve küme görüntüleri IRAF CCDRED ve DAOPHOT paketlerini kullanarak indirgenmiştir.

Kümelerin uzaklık ve yaşlarının tespitinde, $V-(B-V)$ ve $V-(R-I)$ renk-parlaklık diyagramları; Schmidt-Kaler renkleri [4] ve Padova yaş çizgileriyle birlikte kullanılmıştır. San Pedro Mártir açık küme projesinin amaçları şu şekildedir: (1) açık yıldız kümelerinin ortak bir fotometrik UBVRI veri tabanının oluşturulması, (2) kümelerin renk-renk ve renk-parlaklık diyagramlarına ait bir atlas oluşturulması, (3) kümelerin kızarma, yaş ve uzaklıklarının homojen bir veri setinin oluşturulması, (4) yaşlı ve uzak açık yıldız küme sayılarının artırılması, (5) daha sonraki çalışmalar için ilginç kümelerin seçilmesi. Açık yıldız kümelerinin fotometrik verilerinin görüntülenmesinde ve analizinde java tabanlı bir bilgisayar programından yararlanılmıştır. Bu program, tüm kümelerin farklı renk-renk ve renk-parlaklık diyagramlarını eş zamanlı olarak görmemize ve bir yıldızın veya gurubun farklı diyagramlarda hangi noktalara karşılık geldiğini verebilen bir sistemdir. Böylelikle kümenin şekli tahmin edilebilmekte ve alan yıldızları kısmen de olsa elenmektedir. Bu program ayrıca, 20 küme üzerinde aynı anda çalışmamıza ve 16 farklı diyagram çizmemize olanak vermektedir.

Carney'in de [5] değindiği gibi, gözlemler ile yaş çizgilerinin çakıştırılması sırasında kümenin renk-parlaklık diyagramının orta

noktaları çiftli sistemlerden etkilenir. Bunun için, daha çok tek-yıldız dağılımlarının çoğunlukta olduğu sönük/mavi kenar ile çakıştırmak daha uygundur. Analizlerde Paunzen ve Netopil [6]'de verildiği şu noktalara dikkat edilmelidir: (1) üye-olmayan yıldızların çıkarılması, (2) kızarmanın doğru bir şekilde belirlenmesi, (3) anakol (MS) dönüm noktasının görünebilmesi, (4) çiftli sistemlerin MS'yi genişletmesi, (5) kırmızı dev kolunun varlığının, yaş çizgileriyle çakıştırılmasında daha iyi bir fit elde etmemizi sağlaması, (6) bulunan *Z* ağır element bolluğuna en iyi karşılık gelen yaş çizgisini kullanılması. Bu kümenin [Fe/H] metal bolluğunun tespitinde kullanılan yönteme ve (U-B)-(B-V) iki renk diyagramının dağılımına bağlıdır.

3. Açık Yıldız Kümelerinin Analizleri: NGC 6631, Be 89, Ru 135, Be10

Alan yıldızlarından ve çiftlerden gelen etkilerin temizlenmesinde herhangi bir öz hareket/radyal hız ölçümlerinin bulunmamasından dolayı, CCD yüzeyinde kümenin merkezi kısımlarında yoğunlaşılmıştır. Bunun için 'awk' ve 'SAFE' java programları kullanılmıştır. Ayrıca küme üyelerinin tespitinde fotometrik hataları 0.05'ten daha küçük olan yıldızlar alınmıştır. Bu gözlemsel hatalar, iki renk ve renk-parlaklık diyagramlarında da gösterilmiştir. Kümelere ait kızarma değerleri, (U-B)-(B-V) iki renk diyagramının SK82'nin MS renkleri boyunca kaydırılmasından elde edilmiştir. MS'nin üst kısmı için $(U-B)_0=0.72E(B-V)+0.05E(B-V)^2$ ve dev kısmı için de $(U-B)_0=+0.90E(U-B)$ formülleri kullanılmıştır. Kümelerin ağır element bollukları ise (U-B)-(B-V) diyagramında UV renk fazlalığını temel alarak belirlenmiştir. Bunun için, en iyi fit F-yıldızlarından elde edilir. Burada F-tipindeki yıldızlar SK82 MS çizgisinin yukarısına doğru saçılma göstermiştir ki bu da metal bolluğunun etkisinden kaynaklanmaktadır.

Fotometrik metal bolluklarından elde edilen ağır element bollukları, renk-parlaklık diyagramlarında uzaklık modülü ve yaşın belirlenmesine olanak veren yaş çizgilerinin hangisinin kullanılması gerektiği konusunda yardımcı olur. Temel parametrelerin belirlenmesinde beş farklı renk-parlaklık diyagramı kullanılmıştır ve bunlar V-(B-V), V-(R−I),V-(V-I), V-(V−R) ve V-(B-R) diyagramlarıdır. Kızarmalar arasında dönüşüm yapılması için ise

Dean, Warren & Cousin'e [7] ait aşağıdaki dönüşüm bağıntıları kullanılmıştır.

$$E(R-I) = 0.69E(B-V)$$
$$E(V-I) = 1.25E(B-V)$$
$$E(V-R) = 0.56E(B-V)$$
$$E(B-R) = 1.56E(B-V)$$

Kümelerin yaşları belirlenmeden önce, ilk olarak yaş çizgileri yatay ve düşey yönde kaydırılarak uzaklık modülü (DM) tam doğru bir şekilde belirlenmiştir.

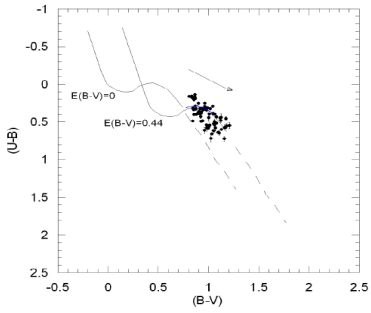
NGC 6631'in (U-B)-(B-V) iki renk diyagramı Şekil 1'de gösterilmektedir. Bu küme için iki renk diyagramından bulunan kızarma değeri E(B-V)=0.44'tür. Şekildeki, katı ve kesikli çizgiler E(B-V)=0 ve E(B-V)=0.44 kızarma değerlerinde cüce ve dev yıldızların her ikisi için, iki renk ilişkilerini göstermektedir. Kümenin metal bolluğu tahmini F yıldızlarının SK82 çizgisinden (U-B) boyunca UV fazlalığından yola çıkılarak yapılmıştır. Buna göre $(B-V)_0$=0.44'te elde edilen UV fazlalığı -0.04'tür. Bu renk indeksinde, SK82'nin F-yıldızları civarındaki en büyük değerinde (U-B)=-0.02 değerine sahiptir. δ(U-B)=+0.02 ile SK82'nin en büyük değeri arasındaki fark ve fit edilmiş çizgi, (B-V)=0.60'ta $\delta_{0.6}$=+0.02 değerine, Sandage(1969) (bak Tablo 1A) [8] verileri kullanılarak dönüştürülmüştür. Bu küme için metal bolluğu değeri, Karataş & Schuster'in [9] [Fe/H]-$\delta_{0.6}$ ilişkileri kullanılarak, [Fe/H]=+0.03 olarak elde edilmiştir. Bulunan ağır element bolluğu ise Z=+0.020'dir. Teorik yaş çizgilerinden elde edilmiş değerler ise; her şekilde farklı renk-parlaklık diyagramları için ayrı ayrı verilmiştir (Şekil 2 ve 3) ve sonuçlar Tablo 1 ve 2'de verilmiştir.

Yine aynı şekilde Be10 kümesi için iki renk diyagramı Şekil 4'te verilmiş olup, buradan bulunan kızarma değeri E(B-V)=0.80'tir. Burada yuvarlak içerisinde gösterilen yıldızlar red clump adaylardır. SK82'nin F-yıldızları civarında red clump yıldızlardan itibaren yapılan fite göre elde edilen ([*Fe/H*],*Z*) değerleri (-0.25, +0.011) olarak tahmin edilmiş ve Girardi'nin Z=+0.011 yaş çizgisi kullanılmıştır. Bu *Z* değerinde, diğer renk-parlaklık diyagramları da Şekil 5 ve 6'da gösterilmiş olup, sonuçlar yine Tablo 1 ve 2'de

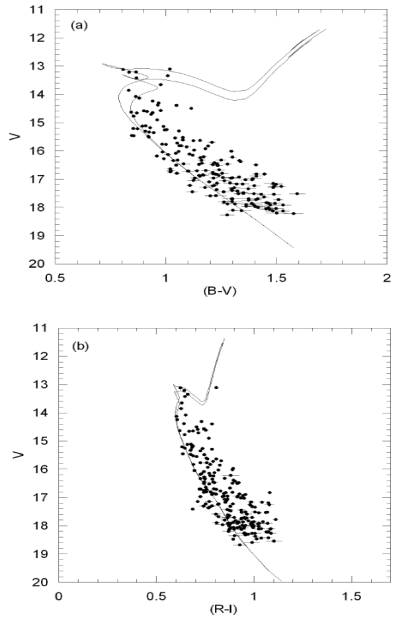
verilmiştir. Şekil 5a-b ve şekil 6a-c'de görüldüğü gibi yuvarlaklar ile gösterilen red clump adayları GBBC yaş çizgileri ile güzel bir biçimde çakışmaktadır.

Diğer iki küme Ru135 ve Be89 için yapılan analizler de benzer şekilde yapılmış olup bu kümelere ait şekiller burada verilmemiş olup, sadece sonuçlar Tablo1 ve 2'de verilmiştir.

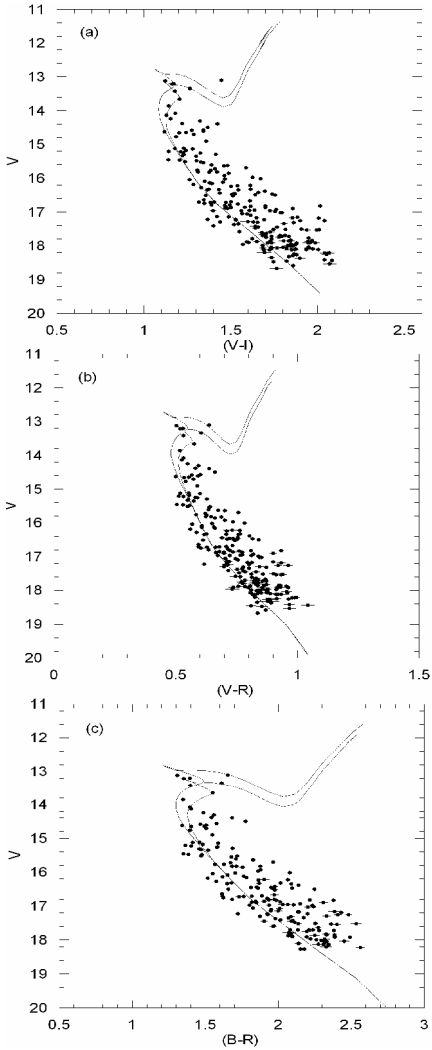
.



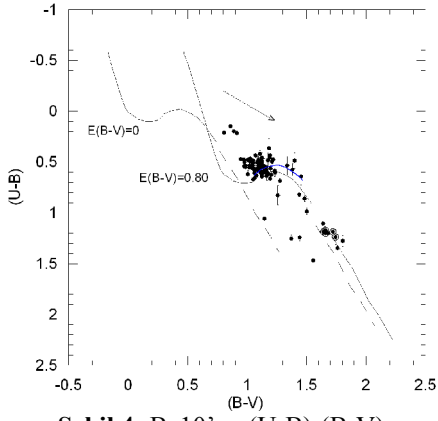
Şekil1: NGC6631'in (U-B)-(B-V) diyagramı.



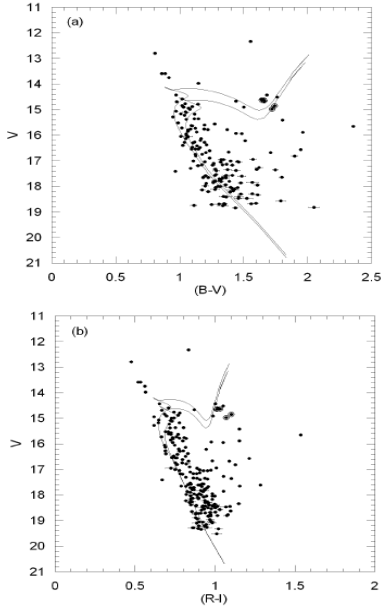
Şekil 2: NGC6631'in *V*-(*B*-*V*) ve *V*-(*R*-*I*) diyagramları. **(a)** [(*V*-M_v)$_0$,E(*B*-*V*)]=[10.5,0.44] ve log(*A*)=9.10-9.20 **(b)** [(*V*-M_v)$_0$,E(*R*-*I*)]=[9.0,0.3] ve log(*A*)=9.50-9.55.



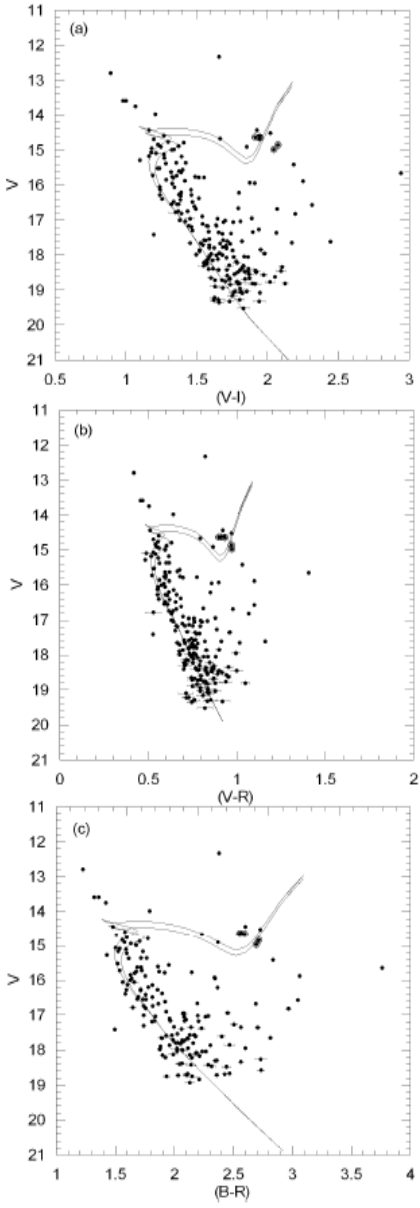
Şekil 3: NGC6631'in *V*-(*V*-*I*) ve *V*-(*V*-*R*) ve *V*-(*B*-*R*) diyagramları. **(a)** [(*V*-M_v)$_0$,E(*V*-*I*)]=[9.6,0.55] ve log(*A*)=9.30-9.40, **(b)** [(*V*-M_v)$_0$,E(*V*-*R*)]=[10.1,0.25] ve log(*A*)=9.10-9.25, **(c)** [(*V*-M_v)$_0$,E(*B*-*R*)]=[10.2,0.69] ve log(*A*)=9.10-9.25.



Şekil 4: Be10'un (U-B)-(B-V) diyagramı.



Şekil 5: Be10'un *V*-(*B*-*V*) ve *V*-(*R*-*I*) diyagramları.



Şekil 6: Be10'un *V*-(*V*-*I*) ve *V*-(*V*-*R*) ve *V*-(*B*-*R*) diyagramları..

4. Sonuç ve Karşılaştırma

Dört kümenin bulunan kızarma değerleri Schlegel, Finkbeiner & Davis (SFD) [10] COBE/DIRBE toz haritaları ile karşılaştırılmıştır. Arce & Goodman [11] ise SFD haritalarının E(B-V)>0.10 mag olması halinde normalden fazla değerler verdiğine dikkat çekmiştir. Bu yüzden SFD kızarma değerleri üzerinde küçük bir düzeltme yaparak E(B-V)>0.10mag olması durumunda $E(B-V)_A = 0.10 + 0.65(E(B-V) - 0.10$ denklemi kullanıldı. NGC6631 ve Be89 ve Be10 açık yıldız kümeleri için bulunan (NGC 6631; 0.44±0.09) ve (Be 89; 0.50±0.06), (Be 10; 0.80±0.13) değerleri, bu kümeler için SFD toz haritalarından bulunan 0.39 ve 0.49 ve 0.62 değerler ile uyum içerisindedir. Diğer küme Ru135 için bulduğumuz 0.62±0.09 kızarma değeri ise SFD'den bulunan 0.41 değeri ile uyumlu değildir.

Sagar, Naidu & Mohan [12] (SNM), NGC6631'in temel parametrelerini V-(V-I) diyagramından elde ettikleri için aynı diyagramda bu küme için elde etiğimiz E(V-I)=0.55, SNM'nin 0.60 değeri ile uyumludur. SNM bu kümenin Galaktik merkezden olan konumuna bakarak Güneş'ten daha yüksek metal bolluğuna sahip olduğunu düşünerek Bertelli [13]'nin Z=+0.05 yaş çizgisini kullanmışlardır. Tablo 2'den de görüldüğü gibi buluğumuz DM ve uzaklık değerleri SNM'den daha küçük, yaş değerleri ise daha büyüktür. Tablo 2'de diğer kümelere ait referanslar ve buldukları değerler verilmiştir. Referanslarda bulunan değerler ile bizim bulduğumuz değerler arasındaki farkların nedenleri şu şekilde özetlenebilir. (1) kullanılan yaş çizgilerinde farklı yıldız fiziğinin kullanılması, (2) yazarlar Z değerlerini küme yıldızlarını renk-renk ve renk-parlaklık diyagramları ile karşılaştırılmasından bulmuşlardır. Oysaki fotometrik verilerden Z bolluğunun belirlenmesinde en iyi yöntem iki renk diyagramındaki UV fazlalıklara bakılmasıdır, (3) karşılaştırmada farklı fotometrik gözlemlerin kullanılması.

Red clump yıldızlarından faydalanılarak, Be89 ve Be10 kümeleri için [2]'den elde edilen yaş değerleri ise log(A)=9.25 ve 8.66'dır. Bu kümelerin yaş çizgileriyle çakıştırılmasıyla bulunan değerler ise [2]'den bulunanlardan çok az büyüktür. Tablo 1'de gösterilen σ hata değerleri [15]'teki denklemlerden elde edilmiştir. Tablo 2'deki hata değerleri ise o renk için ekstramum değerlerinin kullanılmasıyla grafik üzerinden kaydırma yapılarak elde edilmiştir.

Tablo 1'deki bu dört küme için R_{GC} galaktik merkezden olan uzaklığa göre metal bolluğu gradyenti -0.08 ± 0.05 dex/kpc olarak bulunmasına rağmen, küme sayısı net bir cevap vermek için oldukça azdır. Yine de bulunan bu değer R_{GC}~9.8kpc'te Janes [16]'in −0.07dex/kpc, Cameron [1]'un −0.11dex/kpc ve Carraro [17]'nun −0.09dex/kpc değerleri ile uyum içerisindedir.

Tablo1: Kümelerin temel parametreleri ve literatürle karşılaştırılması

Cluster	(l°, b°)	$E(B-V)$	$[Fe/H]$	Z	isochron	$(V-M_V)_\circ$	$\log(A)$	d(pc)	R_{GC}(kpc)	Reference
NGC6631	19.48, −0.18	0.44±0.09	+0.03	+0.020	Girardi et al.2000	10.50±0.14	9.10±0.10	1259±81	7.32	This work
		0.48	–	+0.05	Bertelli et al.1994	12.10	8.60	2630		Sagar et al. (2001)
Be89	83.16, +4.82	0.50±0.06	−0.13	+0.014	Girardi et al.2000	12.0±0.10	9.50±0.20	2511±116	8.87	This work
Ru135	16.42, +6.23	0.62±0.09	−0.19	+0.012	Girardi et al.2000	9.9±0.14	9.30±0.20	955±62	7.60	This work
		1.10	–	solar	Bonatto et al.2004	12.30	8.70	2884		Tadross (2008)
Be10	138.62, +8.88	0.80±0.13	−0.25	+0.011	Girardi et al.2000	11.10±0.30	8.95±0.15	1660±230	9.80	This work
		0.87	–	+0.008	Girardi et al.2002	11.80	8.80	2290		Lata et al. (2004)

Tablo2: Kümelerin farklı renk-parlaklık diyagramlarında elde edilen temel parametreleri

Cluster	$E(R-I)$	$(V-M_V)_\circ$	d(pc)	$\log(A)$
NGC6631	0.30±0.06	9.0±0.40	631±41	9.50±0.15
Be89	0.35±0.04	11.6±0.10	2089±96	9.60±0.10
Ru135	0.43±0.06	9.9±0.40	955±62	9.25±0.15
Be10	0.55±0.09	11.0±0.70	1585±219	9.00±0.25
	$E(V-I)$			
NGC6631	0.55±0.11	9.6±0.25	832±54	9.30±0.15
Be89	0.62±0.07	11.6±0.15	2089±96	9.60±0.10
Ru135	0.77±0.11	9.7±0.25	871±56	9.20±0.15
Be10	1.00±0.16	11.3±0.40	1820±252	8.95±0.20
	$E(V-R)$			
NGC6631	0.25±0.05	10.1±0.20	1047±68	9.15±0.15
Be89	0.28±0.03	11.6±0.15	2089±96	9.60±0.10
Ru135	0.35±0.05	9.8±0.10	912±59	9.25±0.10
Be10	0.45±0.07	11.4±0.20	1905±264	8.90±0.15
	$E(B-R)$			
NGC6631	0.69±0.14	10.2±0.20	1096±71	9.15±0.10
Be89	0.78±0.09	11.8±0.30	2291±106	9.60±0.20
Ru135	0.97±0.14	9.8±0.15	912±59	9.30±0.10
Be10	1.25±0.20	11.2±0.15	1738±241	8.95±0.10

Kaynaklar

[1] Cameron L.M., (1985), 'Metallicities and Distances of Galactic Clusters as Determined from UBV Data-Part Three- Ages and Abundance Gradients of Open Clusters', *A&A,* 147, 47.
[2] Carraro G., Chiosi C., (1994), 'The Galactic system of old open clusters: age calibration and age-metallicity relation', *A&A*, 287, 761.
[3] Schuster W., Michel R., Dias W., Tapia-Peralta T., Vazquez R., Macfarland J., Chavarria C., Santos C., Moitinho, A., (2007), 'Galaxy Evolution Across the Hubble Time', *Eds. F. Combes and J. Palous, Proceedings of the International Astronomical Union 2, IAU Symposium 235, Cambridge University Press*, p.331-331.
[4] Schmidt-Kaler Th., (1982), *'Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology'*, in Landolt-Bornstein New Series, Group VI, Vol.2b, ed. K.Schaifers & H.H. Voigt (Berlin:Springer), 14.
[5] Carney B., (2000), *'Star Clusters'*, Saas-Fee Advanced Course 28.Lecture Notes 1998, Swiss Society for Astrophysics and Astronomy.Eds. L Labhardt and B. Binggeli. Published by Springer-Verlag, Berlin, 2001, p.1-222.
[6] Paunzen E., Netopil M., (2006), 'On the current status of open-cluster parameters', *MNRAS*, 371, 1641.
[7] Dean J.F.,Warren P.R., Cousins A.W.J., (1978), 'Reddenings of Cepheids using BVI photometry', *MNRAS*, 183, 569.
[8] Sandage A.,(1969), 'New subdwarfs. II. Radial velocities, photometry, and preliminary space motions for 112 stars with large proper motion', *ApJ,* 158, 1115.
[9] Karataş Y., Schuster W.J., (2006), 'Metallicity and absolute magnitude calibrations for UBV photometry', *MNRAS*, 371, 1793.
[10] 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 (SFD).
[11] Arce H.G., Goodman A.A., (1999), 'Measuring Galactic Extinction: A Test', *ApJ*, 512, L135.
[12] Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., (1994), 'Theoretical isochrones from models with new radiative opacities' *A&AS,* 106, 275.

[13] Tadross A.L., (2008), 'The main parameters of 25 un-studied open star clusters'.*New Astr.*, 13, 370.
[14] Lata S., Mohan V., Pandey A.K., Sagar R.,(2004), 'CCD photometry of the unstudied galactic star clusters Be 10, Be 67 and To 5', *Bull. Astr. Soc.India,* 32, 59.
[15] Phelps R.L., Janes K.A., (1994), 'Young open clusters as probes of the star formation process. 1: an atlas of open cluster photometry', *ApJS*, 90, 31.
[16] Janes K.A., (1979), 'Evidence for an abundance gradient in the galactic disk', *ApJS*, 39, 135.
[17] Carraro G., Ng Y.K., Portinari L., (1998), 'On the Galactic disc age-metallicity relation', *MNRAS*, 296, 1045.

DENEB (α Cyg) YILDIZININ TUG COUDÉ ECHÉLLE TAYFLARININ KARŞILAŞTIRMALI ANALİZİ

Özgür BAŞTÜRK[7], Selim O. SELAM[1], Berahitdin ALBAYRAK[1]

ÖZET

Bu çalışmada, tayfsal olarak oldukça yoğun çalışılmış ve A-türü süperdev yıldızların prototipi sayılan Deneb (α Cyg) yıldızının, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) 150 cm.'lik Rus-Türk Teleskobu'na (RTT150) bağlı Coudé Echélle Tayfölçeriyle alınan yüksek çözünürlük ve sinyal/gürültü (S/N) oranına sahip tayfları, mevcut gözlem düzeneğinin karakteristiklerini belirlemek amacıyla analiz edildi. Tayf çizgilerine ilişkin eşdeğer genişlik ölçümleri yapılarak elde edilen bulgular, daha önce yapılmış başka çalışmalarda (Zverko 1970, Albayrak 2003) yer alan benzer sonuçlarla karşılaştırıldı. RTT150 teleskobunun Coudé Echélle Tayfölçeriyle ile elde edilen tayfların kalitesi niceliksel olarak ortaya konularak bu tayflarla bolluk çalışmalarının yapılabileceği gösterildi.

Anahtar Kelimeler: *Tayfsal analiz, Echélle tayfölçüm, Deneb (α Cyg)*

ABSTRACT

In this study, the high resolution and S/N ratio spectra of well-studied A-type supergiant prototype Deneb (α Cyg) obtained with Coudé Echélle Spectrograph attached to the 150 cm. Russian-Turkish Telescope (RTT150) at the TUBITAK National Observatory (TUG) have been analysed to determine characteristics of the current instrument. The performed equivalent width measurements of the spectral features are compared with the results of previous studies by different authors (Zverko 1970, Albayrak 2003). The quality of the spectra obtained with Coudé Echélle Spectrograph attached to the

[7] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara

RTT150 telescope is described in quantitative way and it was shown that the spectra from this instrument are good enough for atmospheric abundance determinations.

Keywords: *Spectroscopic analysis, Echélle spectroscopy, Deneb (α Cyg)*

1. Giriş :

A tayf türünden bir süperdev yıldız olan α Cygni (Deneb) tayfsal olarak oldukça yoğun çalışılmış bir yıldızdır. Çok sayıda araştırmacı yıldıza ait elde ettikleri tayflar üzerinde eşdeğer genişlik ölçümleri yapmışlar, ölçümlerin sonuçlarından atmosfer parametrelerini belirlemek ve elementlerin kimyasal bolluklarını hesaplamak üzere çalışmalar gerçekleştirmişlerdir. Bu çalışmalarda verilen eşdeğer genişlik ölçümlerinden yararlanılarak, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) 150 cm'lik Rus-Türk Teleskobu'na (RTT 150) bağlı Coudé Echélle Tayfölçerinin karakteristiklerini belirlemek ve mevcut düzenekle elde edilen tayfların kalitesini değerlendirmek mümkündür. Bu amaçla, sayısal tayf kütüphanelerinde pek çok verisi bulunan, oldukça fazla sayıda çizgi için eşdeğer genişlik ölçümleri yapılmış ve yayınlanmış Deneb yıldızı seçilmiştir.

Bu çalışmada, 30 Mayıs 2007 tarihinde Deneb yıldızının TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) 150 cm'lik Rus-Türk Teleskobu'na (RTT 150) bağlı Coudé Echélle Tayfölçeriyle alınmış tayfları, açık kaynak kodlu IRAF (Image Reduction and Facility) yazılımında yer alan paketler kullanılarak indirgendi ve yine aynı yazılımda yer alan paketlerle eşdeğer genişlik ölçümleri gerçekleştirildi ve daha önce, Ondrejov Gözlemevi'nde yer alan iki tayfölçerin niteliklerini saptamak üzere yapılmş benzer bir çalışmanın (Zverko, 1971) ve Albayrak (2000) tarafından Deneb'in atmosfer parametrelerini elde etmeye yönelik olarak yapılmış bir çalışmanın sonuçları ile karşılaştırıldı. Ayrıca Coudé Echélle Tayfölçeriyle elde edilen tayfların çizgi profili çalışmalarında kullanılabilirliğini belirlemek üzere Schiller ve Przybilla (2008) tarafından elde edilen Deneb yıldızına ilişkin çizgi profilleri ile karşılaştırmalar da gerçekleştirildi.

2. Gözlemsel Materyal ve Yöntem :

Tablo 1'de Coudé Echélle Tayfölçeri ile alınan tayflarda her bir basamağın içerdiği dalgaboyu aralıkları listelendi.. 30 Mayıs 2007 gecesinde elde edilen tayflar üzerinde Nordic Optical Observatory (NOAO) tarafından geliştirilen IRAF yazılımı bileşenleri ile bias ve dark düzeltmeleri gerçekleştirildi. Yine aynı yazılımın bileşenleri kullanılarak gözlemlerde elde edilen halojen düz alan görüntülerinin normalizasyonu ve tüm tayfların bu normalize tayfa bölünerek tayflar aletsel etkilerden arındırıldı ve bir boyutlu hale getirildi. Tayfların dalgaboyu kalibrasyonu için yine gözlemlerde elde edilen toryum-argon lambasına ait tayflar ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi internet sitesinde yayınlanan toryum-argon lamba atlası kullanıldı. Tayflar IRAF yazılımının ilgili paketleri kullanılarak süreklilik seviyesine normalize edildi.

Basamak Sayısı	Dalgaboyu Aralığı, Å	Basamak Sayısı	Dalgaboyu Aralığı, Å	Basamak Sayısı	Dalgaboyu Aralığı, Å
1	8688 - 8772	24	6127 - 6186	47	4733 - 4778
2	8533 - 8615	25	6050 - 6108	48	4686 - 4731
3	8383 - 8464	26	5974 - 6031	49	4641 - 4685
4	8239 - 8318	27	5900 - 5957	50	4596 - 4640
5	8099 - 8177	28	5829 - 5885	51	4553 - 4596
6	7964 - 8041	29	5758 - 5814	52	4510 - 4553
7	7834 - 7909	30	5690 - 5745	53	4468 - 4510
8	7707 - 7782	31	5623 - 5677	54	4426 - 4469
9	7585 - 7658	32	5558 - 5611	55	4386 - 4428
10	7467 - 7539	33	5494 - 5547	56	4346 - 4388
11	7352 - 7423	34	5431 - 5484	57	4307 - 4348
12	7241 - 7310	35	5370 - 5422	58	4269 - 4309
13	7133 - 7201	36	5311 - 5362	59	4231 - 4271
14	7028 - 7095	37	5252 - 5303	60	4194 - 4234
15	6926 - 6992	38	5195 - 5245	61	4157 - 4197
16	6827 - 6893	39	5140 - 5189	62	4121 - 4161
17	6731 - 6796	40	5085 - 5134	63	4086 - 4125
18	6638 - 6701	41	5031 - 5080	64	4052 - 4090
19	6547 - 6610	42	4979 - 5027	65	4018 - 4056

20	6458 - 6520	43	4928 - 4975	66	3984 - 4022
21	6372 - 6434	44	4878 - 4924	67	3951 - 3989
22	6288 - 6349	45	4828 - 4875	68	3919 - 3956
23	6207 - 6267	46	4780 - 4826		

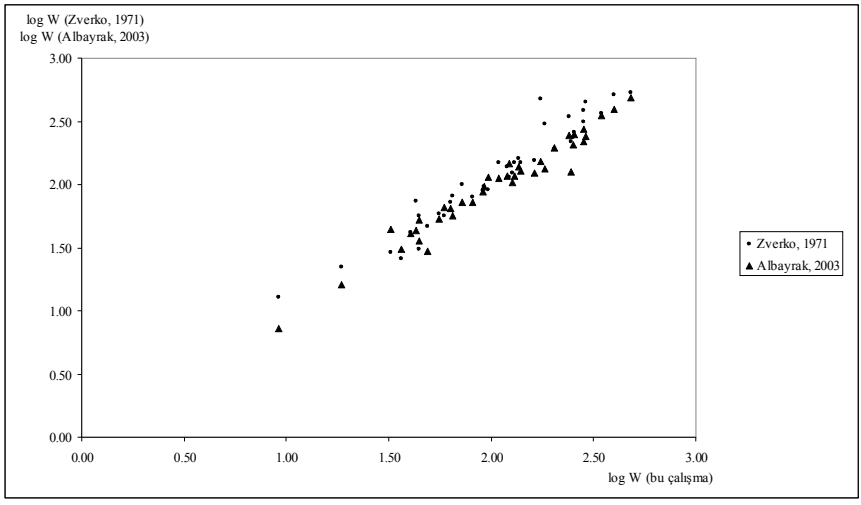
Tablo 1: *Coudé Echélle Tayfölçeri'nin her bir basamağının içerdiği dalgaboyu aralıkları.*

Her bir basamak (order) için ayrı ayrı süreklilik seviyesine normalize edilen tayflar üzerinde eşdeğer genişlik ölçümlerinin yanı sıra çözünürlük ve sinyal/gürültü değerlerine ilişkin ölçümler de yine IRAF yazılımının ilgili paketleri kullanılarak gerçekeştirildi. Eşdeğer genişlik ölçümleri için yalnızca ayrılabilen çizgiler değil blend çizgiler de kullanıldı ve elde edilen sonuçlar Zverko (1971) ve Albayrak (2003)'ün sonuçlarıyla karşılaştırıldı. Tablo 2'de tanımlanan çizgiler ve bu çizgilere ilişkin eşdeğer genişlik ölçümleri listelendi. Listelenen eşdeğer genişlik ölçümleri ile Zverko (1971) ve Albayrak (2003) tarafından hesaplanan eşdeğer genişlikler arasındaki ilişkiler sırasıyla Şekil 1'de gösterildi.

Dalgaboyu	Çizgi	log W	Zverko (1971)	Albayrak (2003)
4024.567	FeII (127) ZrII (54)	2.12	2.17	2.07
4025.112	TiII (11)	1.81	1.91	1.75
4026.258	HeI (18)	1.80	1.86	1.81
4028.352	TiII (87)	1.97	1.98	1.98
4035.620	VII (32)	1.51	1.46	1.65
4053.878	TiII (87) VII (215) CrII (19)	2.10	2.09	2.02
4067.049	NiII (11)	2.14	2.21	2.14
4071.741	FeI (43)	1.77	1.75	1.82
4109.895	MgII (21) NI (10)	1.69	1.67	1.47
4113.319	CrII (18)	0.96	1.11	0.86
4119.512	FeI (21)	1.56	1.41	1.49
4124.779	FeII (22)	1.61	1.62	1.61
4128.063	SiII (3)	2.38	2.54	2.39

4130.883	SiII (3)	2.41	2.41	2.40
4163.624	TiII (105)	2.15	2.17	2.11
4171.941	TiII (105)	2.09	2.06	2.16
4187.835	FeI (152)	1.65	1.49	1.72
4224.871	CrII (162)	1.75	1.77	1.73
4233.193	FeII (27) CrII (31)	2.68	2.73	2.68
4235.932	FeI (152)	1.27	1.35	1.21
4246.813	ScII (7)	2.08	2.14	2.07
4258.160	FeII (28)	2.04	2.17	2.05
4269.273	CrII (31)	1.65	1.75	1.55
4271.750	FeI (42)	1.91	1.90	1.86
4275.546	CrII (31)	1.96	1.95	1.94
4284.219	CrII (31)	1.86	2.00	1.86
4296.579	FeII (28)	2.40	2.37	2.32
4301.854	TiII (41)	2.26	2.48	2.12
4320.796	ScII (15)	1.99	1.96	2.06
4325.615	FeI (42)	2.39	2.34	2.10
4351.727	VII (36) TiII (94) FeII (27) MgI (14)	2.60	2.71	2.60
4367.575	TiII (104)	1.64	1.87	1.64
4385.342	FeII (27)	2.45	2.59	2.44
4417.716	TiII (40)	2.21	2.19	2.09
4443.751	TiII (19)	2.45	2.50	2.34
4501.214	TiII (31)	2.31	2.28	2.29
4522.597	FeII (38)	2.24	2.68	2.18
4555.970	FeII (37)	2.54	2.56	2.55
4629.293	FeII (37)	2.46	2.65	2.38

Tablo 2: *Eşdeğer Genişlik Değerleri* – Dalgaboyu değerlerinin birimi Angström'dür ve değerler laboratuvar dalgaboylarını göstermektedir. Eşdeğer genişlik değerleri ise logaritmik olup miliangström birimindedir. İlk değerler (log W) bu çalışmaya aittir.



Şekil 1: *Eşdeğer genişlik ölçümlerinin karşılaştırması*

Karşılaştırma sonucunda Zverko (1971) ile bu çalışmanın sonucu arasındaki ilişkinin doğrusal olduğu görüldü ve (1)'de verildi. Aynı şekilde Albayrak (2003) ile bu çalışmanın sonuçları arasındaki ilişkinin de doğrusal olduğu görüldü ve bu ilişki (2)'de verildi.

$$\log W = 1.037\ (\pm 0.046) * \log W_{\text{Zverko, 1971}} - 0.029\ (\pm\ 0.009) \qquad (1)$$

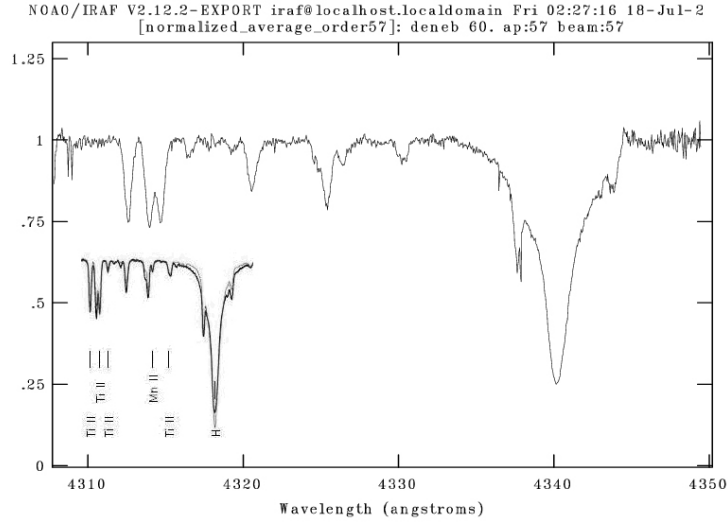
$$\log W = 0.992\ (\pm 0.034) * \log W_{\text{Albayrak, 2003}} + 0.002\ (\pm\ 0.001) \qquad (2)$$

3. Çözünürlük ve Sinyal/Gürültü Oranları :

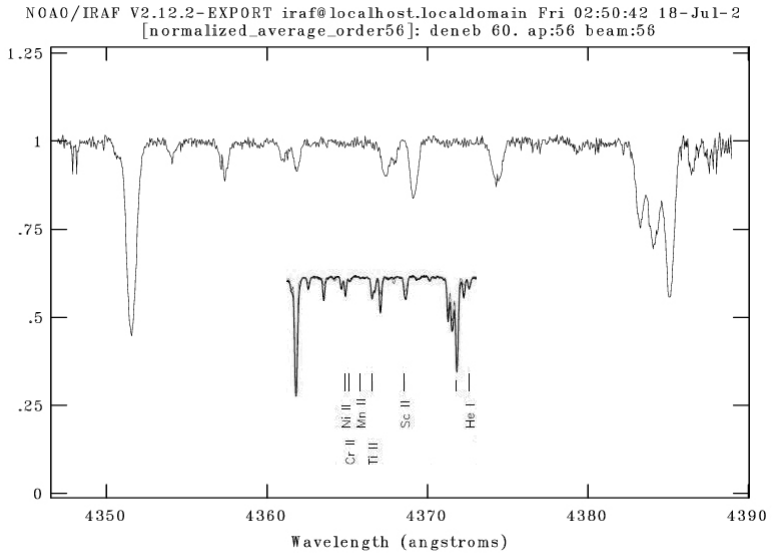
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT-150 teleskopuna bağlı Coudé Echélle Tayfölçeri ile elde edilen tayfların nitelik açısından bir karşılaştırması için Schiller ve Przybilla (2008) tarafından elde edilen Deneb yıldızının tayfları ve bu çalışma için elde edilen tayflar Şekil 2 ve Şekil 3'te karşılaştırıldı.

Çözünürlük değerleri basamaktan (order) basamağa değişmekle birlikte ortalama olarak 40000 yöresinde tespit edildi. Sinyal/Gürültü oranlarının da basamaktan basamağa değiştiği, özellikle ilk basamaklar ve ışık şiddetinin iyice düştüğü son basamaklarda oldukça düşük olduğu gözlenirken, ışık şiddetinin yüksek olduğu 19 ve 20. basamaklarda oldukça yüksek olduğu

bulundu. Deneb yıldızının parlaklığı nedeniyle kısa sürelerle tayf alınabilmesi, bazı basamaklarda yüksek sinyal elde edilebilirken ilk ve son basamaklarda sinyal seviyesinin oldukça düşük kalmasına neden oldu. Bu sorunu aşabilmek için kısa süreler içerisindeki profil değişimleri ihmal edilerek gece boyunca alınmış 10 tayf birleştirildi ve gerek eşdeğer genişlik ölçümleri gerekse de sinyal/gürültü oranları bu tayflar üzerinden hesap edildi. 60'ar poz saniye süreli 10 tayfın birleştirilmesiyle ulaşılabilen sinyal/gürültü değerleri Tablo 3'te listelendi.



Şekil 2: *Coudé Echélle Tayfölçeri kullanılarak toplamda 60 s. poz süresi ile alınan bir Deneb tayfının 57. basamağı ile Schiller ve Przybilla (2008) tarafından bir kimyasal bolluk analizi çalışmasında kullanılan Deneb tayfının aynı dalgaboyu aralığında karşılaştırması Przybilla ve Schiller (2008)'e ait tayf grafiğin sol alt köşesinde yer almaktadır.*



Şekil 3: *Coudé Echélle Tayfölçeri kullanılarak toplamda 60 s. poz süresi ile alınan bir Deneb tayfının 60. basamağı ile Schiller ve Przybilla (2008) tarafından bir kimyasal bolluk analizi çalışmasında kullanılan Deneb tayfının aynı dalgaboyu aralığında karşılaştırması Przybilla ve Schiller (2008)'e ait tayf grafiğin alt kısmında yer almaktadır.*

Basamak	S / N	Basamak	S / N	Basamak	S / N
1	40	24	300	47	250
2	55	25	300	48	250
3	65	26	350	49	230
4	70	27	350	50	230
5	70	28	330	51	250
6	75	29	350	52	200
7	75	30	350	53	200
8	80	31	400	54	200
9	80	32	450	55	180
10	85	33	450	56	190
11	85	34	400	57	200
12	90	35	440	58	180
13	90	36	430	59	150
14	95	37	480	60	120
15	110	38	450	61	100
16	120	39	430	62	90

17	150	40	400	63	80
18	150	41	380	64	80
19	150	42	350	65	60
20	200	43	350	66	50
21	250	44	350	67	35
22	250	45	300	68	35
23	280	46	275		

Tablo 3: *60'ar saniye poz süreli tayfların birleştirilmesiyle ulaşılabilen sinyal/gürültü oranlarının basamaklara dağılımı.*

4. Sonuçlar :

Elde edilen eşdeğer genişlik ölçümlerinin literatürde daha önce yapılan gözlemlerle karşılaştırılması, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT-150 teleskopuna bağlı Coudé Echélle Tayfölçeri ile elde edilen yüksek çözünürlüklü tayfların kimyasal bolluk analizi ve çizgi profili değişim çalışmalarında kullanılabileceği ortaya kondu. Çalışmada tayfların indirgenmesi ve tek boyutlu hale getirilerek dalgaboyu kalibrasyonlarının gerçekleştirilmesi, sürekliliğe normalizasyon adımları isteyen tüm araştırmacıların kullanabileceği bir indirgeme kılavuzu haline dönüştürülerek doktora hazırlık çalışmasının bir parçası olarak hazırlandı.

Kaynaklar :

Albayrak B., Gulliver, A. F.; Adelman, S. J.; Aydin, C.; Kocer, D., "Spectroscopic atlas of Deneb 3826-5212 Å", 2003, Astronomy&Astrophysics, 400, 1043.

Albayrak, B., "A Spectral Analysis of Deneb (A2Iae), 2000, A&A, 364, 237.

Schiller, N., Przybilla, F., "Quantitative Spectroscopy of Deneb", 2008, Astronomy&Astrophysics, 479, 849.

Zverko, J., "The Test of the Cassegrain and Coudé Spectrographs at 2 m. Telescope at Ondrejov By Means of a Detailed Analysis of Alpha Cygni", 1971, BAICz, 22, 49.

Renkküre Kökenli Çizgi Kesiti Fiti ve Plaj Modeli

Ahmet ERDEM, Edwin BUDDING, Faruk SOYDUGAN, Volkan BAKIŞ, Hicran BAKIŞ, Burcu ÖZKARDEŞ ve Derya DOĞRU

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi,
17040 Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale
E-posta: aerdem@comu.edu.tr

ÖZET

Bu çalışmada PROF yazılımı altında, tayfsal çizgi kesitleri için bir fit modeli sunuyoruz. Yazılımda, iki çizgi kesiti genişleme mekanizması ele alındı: Yıldız eksensel dönme genişlemesi ve ısısal ve ısısal olmayan işlemleri içeren Gaussian genişlemesi. PROF yazılımı, ayrıca, renkküre kökenli CaII K salma çizgilerine fit ederek plaj bölgelerinin geometrik parametrelerini de vermektedir. Yazılım, manyetik aktif yıldızlar V711 Tau ve EP Eri'nin tayfsal gözlemlerine uygulanmış ve sonuçlar tartışılmıştır.

Anahtar kelimeler: *Yıldızlar: aktivite – Yıldızlar: plaj – Yıldızlar: çift yıldızlar – Teknik: tayf – Yıldızlar: V711 Tau ve EP Eri*

ABSTRACT

We present a simple model of the line profile fitting as the program PROF. In the program, two line profile broadening mechanisms are taken into account: rotational broadening (dish-shaped component) and intrinsic broadening (Gaussian

component). The program PROF can also fit to the CaII K chromospheric emission data to give a coarse characterization of plage concentrations. In this study, PROF has been applied to the spectroscopic observations of V711 Tau and EP Eri, and the results are discussed.

Key words: Stars: activity – Stars: plages – Stars: binaries – Techniques: spectroscopic – Stars (individually): V711 Tau and EP Eri

1. Giriş

Güneş üzerine ve manyetik aktif yıldızlar üzerine yapılan çalışmalar, renkküre katmanının özellikle Hα (~6563 Å), CaII H (~3968 Å) ve K (~3933 Å) salma çizgileri verdiğini göstermektedir. Hidrojen Balmer serisinin Hα çizgisi, ışıkküre, renkküre, geçiş bölgesi ve taç bölgelerinde yer alan ve büyük hızlara sahip hidrojen atomlarından kaynaklanır. Öte yandan Balmer serisinin Hε çizgisi ~3970 Å dalgaboyunda oluşur ve CaII H çizgisine karışabilir. Bu yüzden, bu çalışmada tayfsal olarak gözlenen manyetik aktif yıldızların renkkürelerindeki manyetik aktiviteyi incelemek amacıyla yalnızca CaII K salma çizgisi öz önüne alındı ve geliştirilen PROF programı kullanılarak fit edildi. Renkküreden gelen salma çizgileri, tıpkı fotometrik ışık eğrilerinde görülen asimetriler gibi, bazen renkkürede bulunan parlak bölgelerden (plaj) etkilenerek salma üstüne binmiş küçük asimetrik değişimler gösterir. Sunulan bu çalışmada PROF programı, salma çizgisindeki asimetrik artışları da öz önüne alarak plaj modeli fiti yapmaktadır.

2. Çizgi Kesiti (Profil) Fiti ve Plaj (Plage) Modeli

PROF programı iki aşamadan oluşur: **1)** Salma çizgi profiline "iki bileşenli fit" modeli yapmak ve **2)** Plaj modeli yapmak. Birinci aşamada kullanılan iki bileşenli fit yöntemi için Olah ve ark. (1992 ve 1998)'nın izledikleri analitik yöntem kullanılır. Çizgi kesitine fitte ilk bileşen, ***r*** dönmesel (rotasyonel) Doppler genişlemesini vermektedir:

$$f_1(r,\lambda) = I_b + \frac{3I_0}{(3-u)}\left\{(1-u)J_1(r,\lambda) + \frac{\pi}{4}J_2(r,\lambda)\right\} \quad \text{.... (1)}$$

İkinci bileşen ***s*** Gaussian genişlemesini temsil eder:

$$f_2(s,\lambda) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}s}\exp\left\{-(\lambda-\lambda_0)^2/2s^2\right\}. \qquad \text{... (2)}$$

Burada, $\boldsymbol{I_b}$ çizgi komşuluğundaki süreklilik/zemin (background) akı düzeyi, $\boldsymbol{I_0}$ merkezsel salma akı parametresi ve $\boldsymbol{\lambda_0}$ çizginin referans dalgaboyudur. İlk bileşen, *r* dönmesel genişlemedeki J_1 ve J_2 integralleri Budding ve Zeilik (1994) tarafından verilmekte ve tipik Doppler çizgi genişlemesini yansıtmaktadır. Öte yandan s Gaussian çizgi genişlemesinde rol alan temel mekanizmalar, ısısal ve ısısal olamayan (örneğin mikro-makro-türbülans) mekanizmalarıdır ve renkküre kökenli bir çizgi için aşağıdaki formülle ayrıca hesaplanabilir (Lang, 1980):

$$s = \sqrt{\frac{\lambda^2}{2c^2}\left(\frac{2kT}{m_{Ca}} + v_t^{\,2}\right)}, \qquad \text{... (3)}$$

burada *c* ışık hızı, *k* Boltzmann sabiti, *T* sıcaklık, m_{ca} kalsiyum atomunun kütlesi, v_t türbülans hızıdır.

İlk aşamada, üç parametre, salma çizgi kesitinde ana rolü oynar: ***r***, ***s*** ve $\boldsymbol{I_0}$ çizgi kesitinin biçimini belirler. PROF programının uygulamasında ilk aşama gerçekleştikten sonra, plaj modelini yapmak için ikinci aşamaya geçilir. Burada, plaj parlak aktif bölgesinin renkküre kökenli CaII K salma çizgisine plaj bölgesinin geometrisine bağlı olarak, çizginin bütününde değil, belli bir kısmında ek bir artış getirdiği gözönüne alınır. Kullanılan denklemler, Budding ve Zeilik (1994)'in çalışmasından seçilmiş (bkz. onların 25. denklemi) olup; o çalışmada ele alınan soğuk leke (spot) etkisi yerine parlak plaj etkisi yer değiştirerek denklemler uyarlanmıştır.

Sonuç olarak, PROF programında 12 bağımsız parametre kullanılır (İlk 6 parametre, plaj modelinin parametreleri, son 6 parametrede iki bileşenli çizgi fiti parametreleridir):

8. λ Plaj merkezinin boylamı.
9. β Plaj merkezinin enlemi.
10. i Dönme ekseninin bakış doğrultusuna eğikliği.
11. γ Plaj bölgesinin açısal boyutu. Bölgenin görünür yarı eksen uzunluğu k, ile bölgenin açısal genişliği γ arasındaki ilişki $k=\sin\gamma$ biçimindedir.
12. κ_λ Plaj bölgesinin kesirsel akısı.
13. L_1 Aktif yıldızın kesirsel ışıtması.
14. u Aktif yıldızın renkküresi için doğrusal kenar kararma katsayısı.
15. I_b Çizgi komşuluğundaki süreklilik akısı.
16. I_0 Merkezsel akı parametresi.
17. λ_0 Çizginin referans (ortalama) dalgaboyu.
18. r Doppler dönmesel genişleme parametresi.
19. s Gaussian genişleme parametresi.

3. Sonuç ve Tartışma

Ele alınan iki manyetik aktif yıldızın (V711 Tau ve EP Eri) tayf verisi 2006 ve 2007 gözlem sezonlarında, Yeni Zelanda'daki Mt John Üniversite Gözlemevi'nde bulunan 1m çaplı McLellan teleskopuna bağlı HERCULES (High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Echelle Spectrograph) tayfçekeri (Hearnshaw ve ark., 2002) ile alınmıştır. Tayfçeker, bir pozda 3800 Å – 8800 Å aralığını R ≈ 41000 çözümleme gücünde almaktadır. Tayfi alınan yıldızlardan V711 Tau (HR 1099) ve EP Eri'nin gözlem tarihleri, gözlem koşullarına bağlı seçilen poz süreleri Çizelge 1'de verilmektedir. V711 Tau ve EP Eri için tayflarda S/N oranı genellikle 100'ün üzerindedir. Değişen yıldızların yanında, gözlemler sırasında, dalgaboyu kalibrasyonunda kullanılmak üzere değişen yıldız tayflarından önce ve sonra Th-Ar lambası tayfları alınmıştır. Bunların yanında CCD tayf görüntülerinde gerekli düzeltmelerin yapılabilmesi için her gece BIAS (sıfır düzeyi) ve FLAT (düz alan) görüntüleri alınmıştır. Tayflar, Canterbury Üniversitesi'nde geliştirilen HERCULES indirgeme yazılımı HRSP (Hercules Reduction Software Package) ile indirgenmiştir. İndirgeme, *echelle* tayflarının üzere, standart indirgeme basamaklarına göre yapılmıştır.

Çizelge 1 Tayf gözlem bilgisi.

Yıldız Adı	Gözlem Tarih Aralığı	Alınan Poz Sayısı	Poz Süresi (s)
V711 Tau	18.09.2007 – 01.10.2007	7	480–600
EP Eri	12.09.2006 – 18.09.2006	5	600–1500

3.1. V711 Tau

Tayfsal çift sistem V711 Tau (HR 1099, HD 22468) K1 alt-dev ve G5 cüce bileşenden oluşan 2.8377 gün yörünge dönemine sahip parlak ($V=5^m.9$) ve şiddetli manyetik etkinliği nedeniyle çok çalışılan bir RS CVn türü sistemdir (bkz. CABs Katalogu, yeni versiyon: Eker ve ark., 2008).

V711 Tau (K1IV + G5IV)'nun bu çalışmada elde edilen 7 tayfından yörünge çözümlemesi yapmak ve sistemin yörünge dönemini bulmak mümkün olmadığından dolayı; elde edilen tayfların yörünge evrelerini hesaplamak için Frasca ve Lanza (2005)'nın istatistik çalışması kullanıldı.

V711 Tau'nun bugüne kadar yapılan çalışmalarında, sürekli olarak gözlem verisinde aktivite belirteçleri gösterdiği belirtilmiştir. Özellikle, toplam ışınıma katkısı büyük olan K alt-dev bileşenin sahip olduğu büyük ve uzun yaşam süreli aktif bölgeler ve parlama (flare) özellikleri bir çok araştırmacı tarafından çalışılmıştır (örneğin, Garica-Alvarez ve ark., 2003). Bu çalışmada, V711 Tau'nun renkküre kökenli aktivitesini incelemek için, tutulma evrelerinden uzak olduğundan dolayı, alınan yedi tayfın yalnızca dört tanesi seçilmiş ve bunlar üzerinde plaj modeli uygulanmıştır.

PROF programı uygulanırken ilk adımda, seçilen 4 farklı evredeki renkküre kökenli CaII K salma çizgileri ele alındı ve bu çizgilerde, tüm salma profilleri dikkate alınarak, kuramsal salma çizgi modellemeleri yapıldı. Programın ikinci adımında, ele alınan salma çizgilerinde plaj etkisi araştırıldı. Bulunan sonuçlar, Çizelge 2'de verilmekte ve oluşturulan kuramsal fit ile gözlemlerin uyuşumu, Şekil 2'de gösterilmektedir.

İlk adımda yapılan salma çizgi modellemesinde, $\boldsymbol{u}$ aktif yıldızın renkküresi için doğrusal kenar kararma katsayısı, renkkürenin optikçe ince olduğu varsayımına dayanılarak, 1 alınmıştır. Serbest bırakılan parametreler, $\boldsymbol{I_b}$ (çizgi komşuluğundaki süreklilik/zemin akısı), $\boldsymbol{I_0}$ (merkezsel salma akısı), $\boldsymbol{\lambda_0}$ (çizginin referans dalgaboyu), $\boldsymbol{r}$

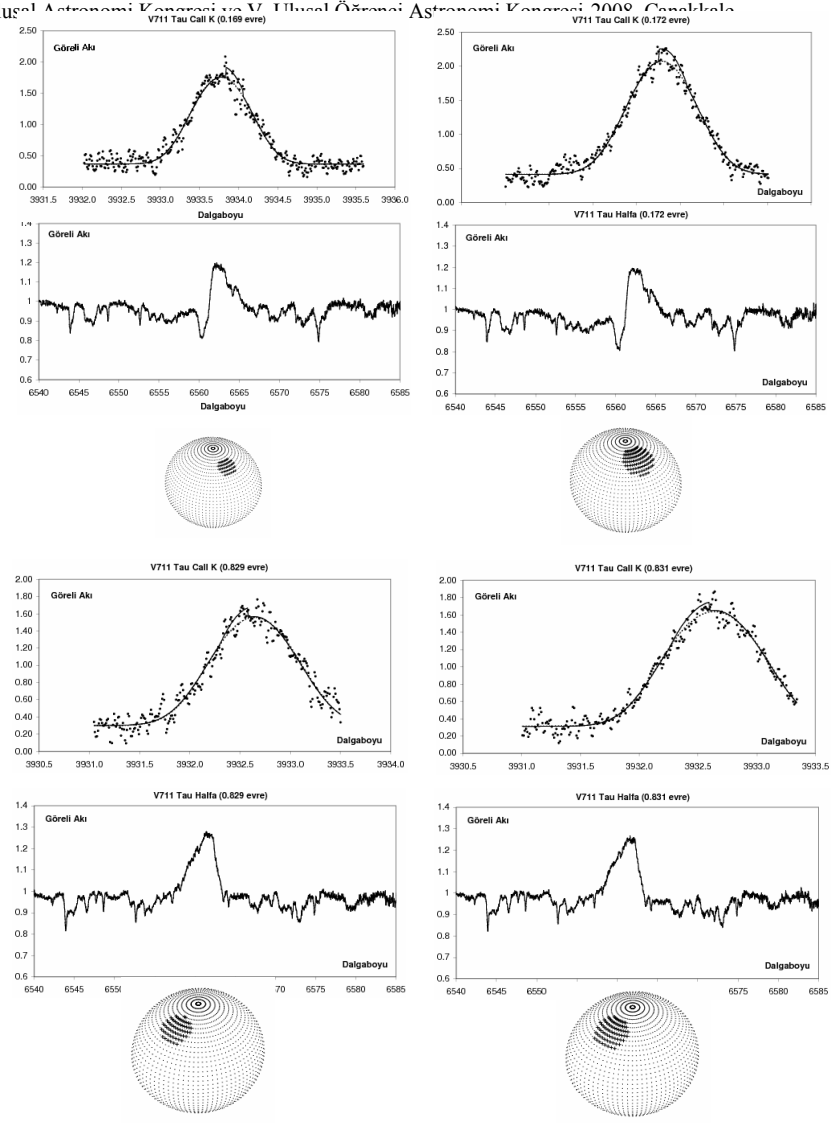
(dönme genişleme parametresi) ve ***s*** (Gaussian genişleme parametresi)dir. İlk adım sonucu bulunan bu 5 parametre, salma profiline fit yapılan çizgi modelini gösterir ki bu değerler, Çizelge 2'nin alt kısmında verilmektedir. Çizgi modelleri, Şekil 2'de kesikli çizgilerle temsil edilmektedir. Şekillerde, tayflara akı kalibrasyonu uygulanmadığından y-eksenindeki birimler (ve dolayısıyla Çizelge 2'de verilen akı parametreleri) gelişigüzeldir. Hedef sistem, V711 Tau'nun K1IV + G2V bileşen yıldızlarının kavuşum evrelerinden uzak evrelerde seçilen bu 4 farklı evrede, gözlenen CaII K salma çizgisinin, literatürdeki çalışmalara dayanılarak, baş (kütlece büyük) ve soğuk bileşenden kaynaklandığı gözönüne alındı. Dolayısıyla, 4 farklı evre için yapılan çizgi modellemelerinden, ***r*** (dönme genişleme parametresi) ve ***s*** (Gaussian genişleme parametresi) kullanılarak, K1 alt dev bileşenin izdüşüm dönme hızı ($v\sin i$) ve Gaussian hızı için bulunan ortalama değerler, sırasıyla, 44 km/s ve 33 km/s'dir. Eğer K1 alt devin eşdönme gösterdiğini varsayarsak ve bileşenin yarıçapı $R=3.3R_{\odot}$ ve sistemin yörünge dönemi $P=2.8377$ gün (Garcia-Alvarez ve ark., 2003'den) için $v_{syn}=(2\pi R/P)=59$ km/s bulunur; buradan dönme eğikliği $i=50°$ alınırsa $v_{syn}\sin i=45$ km/s hesaplanır ki; bu değer, bizim PROF programıyla tahmin ettiğimiz değere yanılgı sınırları içinde hemen hemen eşit çıkar ve bileşenin eşdönme gösterdiğini verir. Öte yandan *s* (Gaussian genişleme parametresi)nin fiziksel anlamını çıkarmak için denk(3)'te verilen ısısal ve ısısal olmayan iki hız bileşenin vektörel büyüklüğü kullanılabilir. Isısal hız için Kelch ve ark. (1978)'nın 3 dev ve 10 güneş benzeri soğuk cüce yıldızların renkküre modellerinde 8000 K'i aşmayan sıcaklıklarda CaII iyonlarının salma çizgisi oluşumuna duyarlı olduklarını gözönüne alırsak; V711 Tau'nun K1 alt dev bileşeni için T=8000 K sıcaklığında çizgi oluşumuna katkıda bulunan CaII iyonlarının ortalama ısısal hızı yaklaşık 2 km/s olarak bulunur. Bu durumda, çizgi fitinden tahmin edilen *s* Gaussian genişleme parametresinde 33 km/s lik hız değerine ısısal terimin katkısının çok az olduğu ve iyonların yaklaşık 33 km/s hızlara ulaşmasında ısısal olmayan işlemlerin (mikro/makro türbülanslar, manyetik enerji vb) çoğunlukla işe karıştığı söylenebilir.

İkinci adım, renkküredeki aktif yapı plaj modelini yapmaktır. Bunun için PROF programındaki ilk 6 parametre (λ plaj merkezinin boylamı, β plaj merkezinin enlemi, ***i*** dönme ekseninin bakış doğrultusuna eğikliği, γ plaj bölgesinin açısal boyutu, κ plaj

bölgesinin kesirsel akısı ve $\mathbf{L_1}$ aktif yıldızın kesirsel ışıtması) gözönüne alınır. İterasyonlarda, $i = 50°$ ve $L_1 = 1$ (salmanın yalnızca K1IV aktif bileşenin geldiği varsayılmıştır) alınmış, diğer 4 parametre serbest bırakılmıştır. Bulunan çözümler, Çizelge 2'nin üst kısmında verilmekte; plaj modeli, Şekil 2'de düz çizgilerle temsil edilmektedir. κ değerleri, plaj akılarının renkkürenin ortalama salma akısından 3-4 kat daha fazla olduğu ortaya koymaktadır. İndirgenmiş χ^2 değerleri, gürültüye bağlı olarak sonuçların anlamlı olup olmadığını belirtmektedir. Sonuçlar, birbirini takip eden evrelerde alınan iki çift tayf için de yaklaşık 55° enlemde bir plaj modeli göstermektedir. Plaj yapısının daha net görülebilmesi için K1 alt dev bileşenin üç boyutlu konfigürasyonları kullanılmıştır. Bu aktif yapı, yörünge hareketine bağlı olarak 0.83 evrede maviye kayarken, 0.17 evrede kırmızıya kaymaktadır. Renkküre kaynaklı CaII K çizgisi salmalarına ilişkin çıkarılan sonuçların Hα salmalarıyla ilişkili oldukları da görünmektedir. Bu Hα salmalarının renkküreden geçiş bölgesine ve oradan da taç (korona) tabakalarına kadar uzanan çok geniş bir bölgede üretilmekte olduğu bu salma çizgisinin kapladığı dalgaboyu aralığının genişliğinden kolayca tahmin edilebilir.

Çizelge 2 V711 Tau'nun 4 farklı evrede gözlenen CaII K salma çizgileri için PROF programı kullanılarak elde edilen plaj modelinin sonuçları

	0.169 evre	***0.172 evre***	***0.829 evre***	***0.831 evre***
Plaj parametreleri				
λ (derece)	27	32	338	338
β (derece)	57	60	55	56
γ (derece)	12	18	15	17
κ	3.6	3.8	3.9	3.95
Çizgi kesiti parametreleri				
I_b	0.37	0.41	0.30	0.31
I_0	1.18	1.40	1.07	1.14
λ_0 (Å)	3933.777	3933.791	3932.645	3932.639
***r* (Å)**	0.55	0.54	0.60	0.63
s (Å)	0.41	0.49	0.46	0.37
***r* (km/s)**	42	41	46	48
S (km/s)	31	37	35	28
χ^2/ν	1.05	1.03	1.11	1.09
Δl	0.010	0.010	0.011	0.011



Şekil 1. V711 Tau'nun 0.169 evrede (sol üst), 0.172 evrede (sağ üst), 0.829 evrede (sol alt), ve 0.831 evrede (sağ alt) gözlenen CaII K salma çizgisi ve PROF programı kullanılarak elde edilen plaj modelinin kuramsal eğrisi (üstte). Ortada, CaII K salma çizgisi ile aynı evrede elde edilen Hα salması görülmektedir. Hα salmasının sağ kanatındaki kırmızıya kaymış bölge, CaII K salmasından bulunan ve gözlemciden uzaklaşan plaj modelini desteklerken; Hα salmasının sol kanatındaki maviye kaymış bölge, CaII K salmasından bulunan ve gözlemciye yakınlaşan plaj modelini gösterir. Altta, K1 alt dev yıldızının renkküresinde plaj bölgesini gösteren üç boyutlu konfigürasyon verilmektedir (Binary Maker 3.0 programı kullanılarak elde edilmiştir).

3.2 EP Eri

EP Eri (BD -13 544 = HD 17925 = HIP 13402, V = 6.05), CABs (Renkküre Kökenli Aktif Çift Yıldızlar) Katalogu'nun Eker ve ark. (2008) tarafından yayınlanan üçüncü baskısında tek çizgili (SB1) CAB yıldızı olarak tanımlanır. EP Eri için ele alınan CaII K salma çizgilerinde plaj etkisi görülemediğinden dolayı bu çizgilere plaj modeli fit edilmemiş yalnızca salma çizgi kesiti fitleri yapılmıştır.

Salma çizgi modellemesinde, ***u*** aktif yıldızın renkküresi için doğrusal kenar kararma katsayısı, renkkürenin optikçe ince olduğu varsayımına dayanılarak, 1 alınmıştır. Serbest bırakılan parametreler, I_b (çizgi komşuluğundaki süreklilik/zemin akısı), I_0 (merkezsel salma akısı), λ_0 (çizginin referans dalgaboyu), ***r*** (dönme genişleme parametresi) ve ***s*** (Gaussian genişleme parametresi)dir. Bulunan sonuçlar, Çizelge 3'te verilmektedir. Çizgi modelleri ve gözlemlerle karşılaştırılması, Şekil 2'de gösterilmektedir. Şekildeki diyagramlarda, tayflara akı kalibrasyonu uygulanmadığından y-eksenindeki birimler gelişigüzeldir.

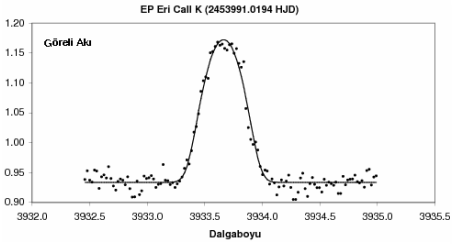
PROF programı, ***r*** (dönme genişleme parametresi) için ortalama 23 km/s değerini vermektedir. Literatürde sistemin yada K2 cüce yıldızının yarıçapının hesabına ilişkin bir çalışma yoktur. Bu nedenle, Budding ve Demircan (2007)'nın anakol yıldızlarının salt parametrelerini verdikleri istatistik çalışmadan faydalanarak K2V bileşenin ortalama yarıçapı için 0.72 $R_\odot$ değerini ve Henry ve ark. (1995)'in fotometrik gözlemlerden belirledikleri 6.85 gün dönme dönemini alırsak; $v_{syn}\sin i=(2\pi R\sin i/P)=4.1$ km/s buluruz. Ancak, bu çalışmada CaII K çizgi fitlerinden bulunan izdüşüm dönme hızı (23 km/s)nın izdüşüm eşdönme hızı 4.1 km/s'den neredeyse 5 kat fazla çıktığı görülmekte; yani yıldızın eşdönme değerinden oldukça daha hızlı döndüğü anlaşılmaktadır. Yukarıda tartışıldığı biçimde, pek çok yazar tarafından yapılan ayrı ayrı çalışmalarda EP Eri'nin birkaç on milyon yıl ile 100-200 milyon yıl yaşında olduğu öngörülmektedir. Çok genç yıldızların çok hızlı döndükleri, eşdönme göstermedikleri bilinmekte olduğundan bu hızlı dönme değeri belki de yıldızın çok genç olduğunun bir başka kanıtı olmalıdır.

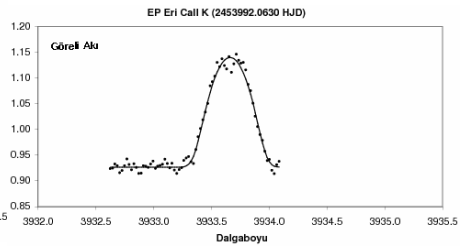
Eğer ***s*** (Gaussian genişleme parametresi)nden bulunan 16 km/s'lik hız değerinde ısısal ve ısısal olmayan fiziksel mekanizmaların katkısı gözönüne alınırsa; Bölüm 3.1'de T_{maks}=8000

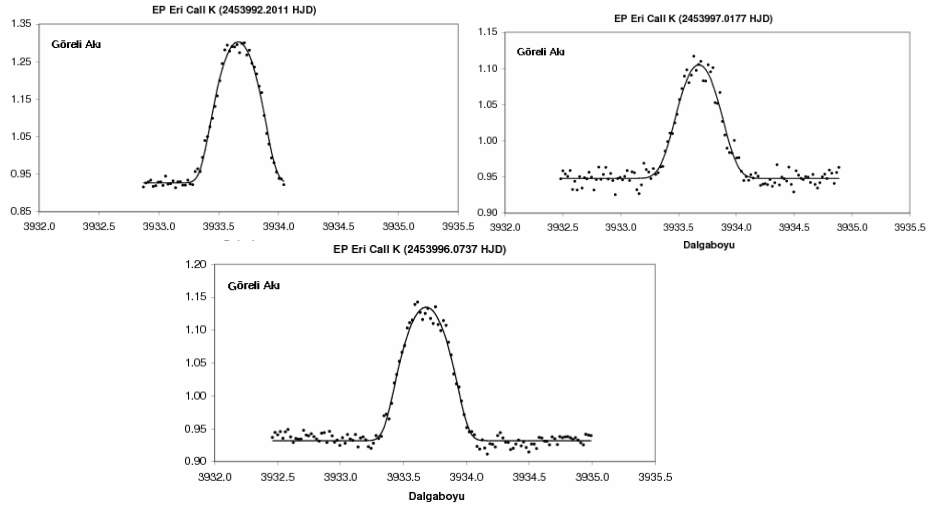
K sıcaklığında çizgi oluşumuna katkıda bulunan CaII iyonlarının ortalama ısısal hızı yaklaşık 2 km/s olarak bulunmuştu. Bu durumda, çizgi fitinden tahmin edilen *s* Gaussian genişleme parametresinde 16 km/s lik hız değerine ısısal terimin katkısının çok az olduğu ve iyonların yaklaşık 16 km/s hızlara ulaşmasında ısısal olmayan işlemlerin (mikro/makro türbülanslar, manyetik enerji vb) çoğunlukla işe karıştığı söylenebilir. Aslında hesaplanan *s* genişleme parametresi, 16 – 30 Å (ya da 13 – 23 km/s) aralığında değişmekte; bu da genç yıldızın kararsız/sürekli değişken aktif bir renkküreye sahip olduğunu gösterebilir.

Çizelge 3 EP Eri'nin 5 farklı tarihte gözlenen CaII K salma çizgileri için PROF programı kullanılarak elde edilen plaj modelinin sonuçları

	2453991.0194 HJD	***2453992.0630 HJD***	***2453992.2011 HJD***	***2453996.0737 HJD***	***2453997.0177 HJD***
Çizgi kesiti parametreleri					
I_b	0.93	0.93	0.93	0.93	0.95
I_0	0.21	0.18	0.32	0.18	0.13
λ_0 **(Å)**	3933.665	3933.662	3933.663	3932.680	3933.676
r **(Å)**	0.30	0.31	0.30	0.32	0.29
s (Å)	0.21	0.16	0.17	0.19	0.30
r **(km/s)**	23	24	23	24	22
S (km/s)	16	12	13	15	23
χ^2/ν	1.07	1.04	1.07	1.04	1.04
Δl	0.01	0.01	0.01	0.01	0.01







Şekil 2. EP Eri'nin 5 farklı evrede gözlenen CaII K salma çizgileri ve bu çizgilere PROF programı kullanılarak yapılan çizgi kesiti fitleri.

Teşekkür: Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG 105T083 nolu "Uzun Dönemli RS CVn Çift Yıldızlarında Işıkkürenin ve Renkkürenin Aktivitesi" konulu araştırma projesinden üretilmiştir.

Kaynaklar

Budding, E., Zeilik, M., 1994, *The complementarity of Doppler imaging and photometric starspot modelling*, Astrophysics and Space Science, 222, 181-190.

Budding, E., Demircan, O, 2007, *Introduction to astronomical photometry, 2nd edition*, Cambridge: Cambridge University Press, p.67.

Eker, Z., Filiz Ak, N., Bilir, S., Doğru, D., Tüysüz, M., Soydugan, E., Bakış, H., Uğraş, B., Soydugan, F., Erdem, A., Demircan, O., 2008, *A Catalog Of Chromospherically Active Binary Stars (Third Edition)*, ARXIV, arXiv:0805.4517.

Frasca, A., Lanza, A. F., 2005, *Orbital period variation in close binaries from radial velocity data and magnetic activity cycles II. HR 1099*, Astronomy and Astrophysics, 429, 309-316.

Garcia-Alvarez, D., Barnes, J. R., Collier Cameron, A., Doyle, J. G., Messina, S., Lanza, A. F., Rodonò, M., 2003, *Doppler images of the*

RS CVn binary HR 1099 (V711 Tau) from the MUSICOS 1998 campaign, Astronomy and Astrophysics, 402, 1073-1083.

Hearnshaw, J. B., Barnes, S. I., Kershaw, G. M., Frost, N., Graham, G., Ritchie, R., Nankivell, G. R., 2002, *The Hercules Échelle Spectrograph at Mt. John*, Experimental Astronomy, 13, 59-76.

Henry, G. W., Fekel, F. C., Hall, D. S., 1995, *An Automated Search for Variability in Chromospherically Active Stars*, Astronomical Journal, 110, 2926.

Kelch, W., Linsky, J. L., Basri, G. S., Chiu, H. Y., Chang, S. H., Maran, S. P., Furenlid, I., 1978, *Stellar model chromospheres. VII - Capella /G5 III +/, Pollux /K0 III/, and Aldebaran /K5 III/*, Astrophysical Journal, 220, 962-979.

Lang, K. R., 1980, *Astrophysical Formulae*, Springer-Verlag, Berlin, p. 204.

Olah, K., Budding, E., Butler, C. J., Houdebine, E. R., Gimenez, A., Zeilik, M., 1992, *The interrelation of UV and optical activity diagnostics in HK Lacertae*, Monthly Notices of Royal Astronomical Society, 259, 302-314.

Olah, K., Marik, D., Houdebine, E. R., Dempsey, R. C., Budding, E., 1998, *MG II h&k line diagnostics of IM Pegasi*, Astronomy and Astrophysics, 330, 559-568.

AÇISAL MOMENTUM KAYIP MEKANİZMALARI İLE YAKIN ÇİFT YILDIZLARIN EVRİMİ

Kadri YAKUT[1,2], Belinda KALOMENİ[3], Chris TOUT[1], P.Peter EGGLETON[4]

[1] *Cambridge Üniversitesi, Astronomi Enstitüsü*
[2] *Ege Üniversitesi, Astronomi Bölümü*
[3] *İYTE, Fizik Bölümü*
[4] *Lawrence Livermore Ulusal Labaratuvarı*

Özet

Bu bildiride, kısa dönemli (genelde dönemleri 1 günden küçük olanlar) ayrık, yarı-ayrık ve değen durumundaki çift yıldızların evrimi açısal momentum kayıp mekanizmaları ile modellenmiş olarak tartışılmaya sunulacaktır.

Anaktar kelimeler: yakın çift yıldızlar.

Abstract

In this study, the evolution of short period (less than 1 day) detached, semi-detached and contact binaries via angular momentum loss mechanism will be discussed.

Key words : close binary stars

1.Giriş

Kütle, yarıçap, ışıtma, kimyasal karışım gibi temel yıldız parametreleri yıldızın yaşamı boyunca onun nasıl evrimleşeceği ve nasıl davranacağını belirleyen temel parametrelerdir. Bu parametreleri, yapılacak hasas gözlemler ile iyi belirliyebilirsek o yıldızın evrimini (kimyasal yapı ve yaş belirlemek gibi) ve buradan yola çıkarak galaksinin/evrenin evrimi hakkında bilgi sahibi olabiliriz.

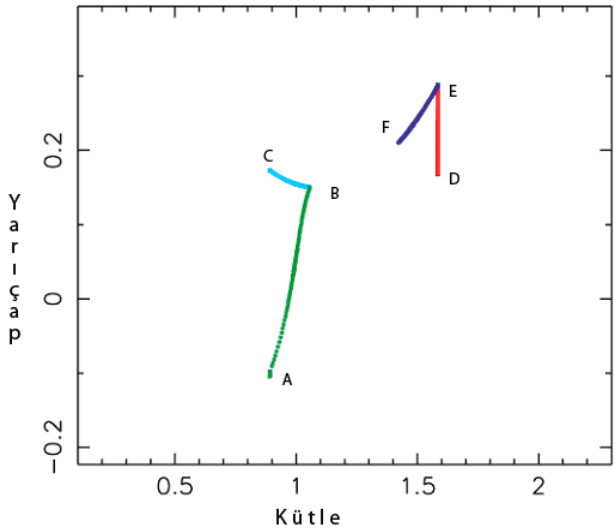
Bu nedenle hasas bir şekilde belirlenmiş fiziksel parametrelere sahip yıldızlar astrofizikte önemli yer tutarlar. Yıldızların büyük çoğunluğunun çift yıldız durumunda üyesi olduğu ve yüzyılın başından beri gözlemlerin yapıldığını düşünürsek oldukça fazla sayıda fiziksel paremetresi bilinen yıldız olması beklenir. Fakat, parametrelerini hassas olarak bildiğimiz yıldızların sayısı beşyüz taneden azdır. Bunlarda farklı alt türlere ait olduğunu düşürüsek aslında güvenilir daha çok çift yıldız gözlemine ihtiyacımız olduğu açıktır. Astrofizikte yıldız parametrelerini belirlemenin en iyi yolu da çift yıldızları incelemekten geçer. Çift yıldızın dikine ve çok renk ışık değişimi birarada incelenerek mümkünse kimyasal kompozisyonu ile beraber değerlendirilerek parametreler kesin ve doğru bir şekilde belirlenebilinir.

Roche geometrisine göre yakın çift yıldızları değen (örneğin W UMa sistemleri), yarı-ayrık (örneğin Algol sistemler) ve ayrık sistemler (örneğin RS CVn türü sistemler) olarak sınıflandırılır (bknz. Kopal 1955). Bu çalışmada şu kısaltmalar kulanılmıştır: Yakın çift yıldızlar (YÇY), geri tür değen sistem (GTDS), yarı-ayrık sistem (YAS), ayrık sistem (AS), açısal momentum, kaybı (AM, AMK), kütle aktarımı (KA), kütle kaybı (KK).

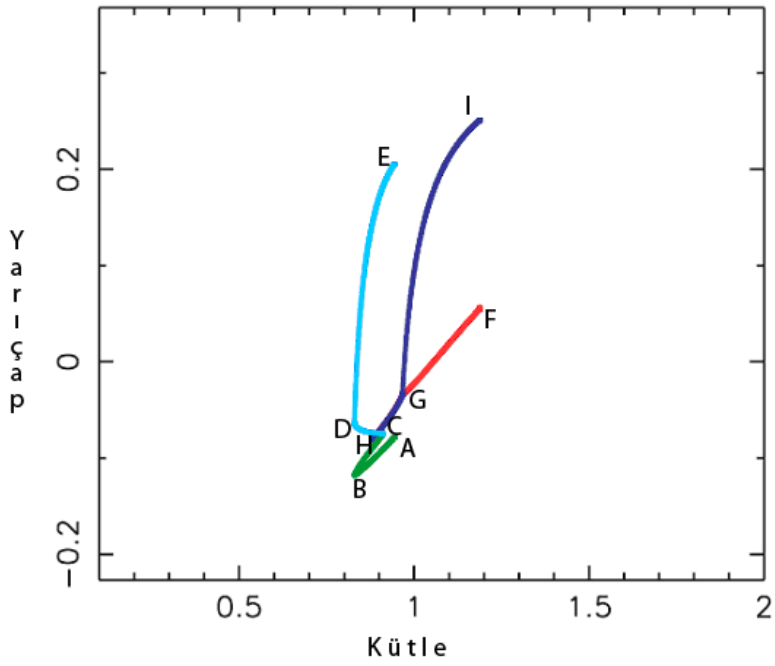
Bu bildiride/sunumda, verilen/sunulan bilgilerin daha önce yapılan çalışmalarımızdan özetlendiğini ve burada ayrıntı ve tekrarı yeniden vermek yerine Yakut ve Eggleton (2005), Yakut (2005), Yakut (2006), Yakut ve ark. (2008) kaynaklarını ve bunların göstermiş olduğu kaynakları önermekteyiz. Yukarıdaki referanslara ek olarak YÇY ların uzun dönemli evrimleri hakkında ek olarak şu referansları da önermek istiyoruz: Webbink (1976, 1977), Flannery (1976), van't Veer (1976), Lucy (1976), Robertson ve Eggleton (1977), Eggleton (1981, 1996), Rahunen ve Vilhu (1982), Rucinski (1983), Smith (1984), Hilditch (1989), Sarna ve Fedorova (1989), Stepien (1995), Nelson ve Eggleton (2001), Bilir ve ark. (2005), Li ve ark. (2006, 2008).

2. Yakın çift sistemin evrimi

YÇY sistemlerinin evriminde tek bir yıldızın evriminde önemli olan parametrelere (kütle, kimyal yapı, karışım uzunluğu (bknz. Yıldız ve ark. (2006)) ek olarak çift yıldızın dönme dönemi, kütle oranı ve sistemin toplam kütlesi rol oynar. Yeteri derecede yakın olan bir YÇY sisteminde kütle aktarımı/kaybı, dönem değişimi ve benzeri fiziksel olayların gerçekleşmesi kaçınılmaz olacaktır. YÇY sistemlerine ilişkin gözlemler onlarda kütle hareketleri (transfer, kayıp) olduğu göstermiştir. YÇY sistemlerine ilişkin şu sorular sorulabilinir: i) bu yıldızlarda kütle aktarımı onların evrimini nasıl etkiler, ii) kütle kaybı korunumlu ya da korunumsuz olursa evrim nasıl değişir, iii) ayrık olarak evrimine başlayan bir çift yıldız hangi koşullarda yakınlaşır, ve nasıl iv) yarı-ayrık ya da v) değen sistem olur? vi) tüm bu oluşumlar hangi zaman ölçeklerinde olur? Bu soruların yanıtı Yakut ve Eggleton tarafından ayrıntılı olarak tartışılmıştır. Ayrıca yazarlar değen sistemlerin sıcaklık problemlerine ilk kez bir çözüm önerisinde bulunmuşlardır.



Şekil 1. *YÇY sisteminin kütle yarıçap değişimi ile korunumlu evrimi. CB ve FE bileşenlerin Roche lobunu, AB ve DE ise bileşenlerin yarıçap değişimi göstermektedir. Dikey eksendeki değerler logaritmik olarak verilmiştir.*



Şekil 2. *YÇY sisteminin kütle yarıçap değişimi ile korunumsuz evrimi.*

Şekil 1 ve Şekil 2 korunumlu ve korunumsuz evrimi kütle-yarıçap değişimini göstermektedir. Her iki evrimin farklı kütlelerdeki yaklaşımları yukarıda verdiğimiz referanslarda bulunmaktadır. Burada korunumsuz evrimin kısaca nasıl olduğunu özetliyelim. Şekil 2 de 1.19 ve 0.94 Güneş kütlesine ve 0.75 gün yörünge dönemine sahip ayrık bir yakın çift sistem ile evrime başlanmıştır. Baş bileşen (FG) daha büyük kütleli daha önce Roche lobunu dolduracaktır (G) ve artık sistem bu aşamadan itibaren bir YAS dir. Yoldaş da evrimleşecektir fakat onun Roche lobunu doldurmasına daha vardır. G noktasından sonra baş bileşen yoldaşına kütle transfer edecektir. Bu G noktasına gelinceye kadar baş bileşen sahip olduğu kütlenin %18 ini kayıp edecektir ve onun yeni kütlesi 0.97 yoldaşının kütlesi de yaklaşık 0.83 olacaktır. Yörünge dönemi ise yaklaşık 0.31 gün civarında olacaktır. Zamanla ikinci sistemde hem evrimleşecek hemde madde aldığından hızlıca Roche lobunu dolduracaktır ve sistem artık bir GTDS durumuna gelecektir. Sistem ayrıklıktan yarı-ayrık aşamaya 2 Milyar

yılda gelirken yarı-ayrık evresinden ayrık evreye ise yaklaşık 100 Milyon yıl gibi çok kısa bir sürede gelecektir.

YÇY sistemlerinde kütle aktarımı, kütle kaybı, çekimsel ışıma, çifti etkileyen üçüncü (ya da daha fazla) cisim etkisi gibi mekanizmalar çift yıldızın yörüngesinden açısal momentum taşıyacaktır. Tüm bu etkiler YÇS evrimin farklı aşamasında farklı değerlerde etkileyecektir. Bu etkiler bazen yıldızın nükleer evriminden bile baskın durumda olduğu evreler vardır.

Kaynaklar

Bilir, S.; Karataş, Y.; Demircan, O.; Eker, Z., 2005, MNRAS, 357, 497
Eggleton, P. P., 1996, ASPC, 90, 257
Eggleton, Peter P., 1981, SAOSR,392, 153
Eggleton, Peter P.; Kiseleva-Eggleton, Ludmila, 2002, ApJ, 575, 461
Flannery, Brian P., 1976, ApJ, 205, 217
Kopal, Z. 1955, Ann. d'Astrophys., 18, 37
Li, Lifang; Zhang, Fenghui; Han, Zhanwen; Jiang, Dengkai; Jiang, Tianyu, 2008,MNRAS, 387, 97
Li, Lifang; Zhang, Fenghui; Han, Zhanwen; Jiang, Dengkai, 2006, ApJ, 662, 596
Nelson, C. A.; Eggleton, P. P., 2001, ApJ, 552, 664
van't Veer, F., 1976, IAUS, 73, 343
Rahunen, T.; Vilhu, O., 1982, ASSL, 98, 289
Rucinski, S. M., 1983, Obs, 103, 280
Smith, R. C., 1984, QJRAS, 25, 405
Stepien, K., 1995, MNRAS, 274, 1019
Webbink, R. F., 1976, ApJ, 209, 829
Webbink, R. F., 1977, ApJ, 215, 851
Yakut, K. ve Eggleton, P.P., 2005, ApJ, 629, 1055
Yakut, K., 2005, Ap&SS, 296, 273
Yakut, K., 2006, Leuven Universitesi, Doktora Tezi
Yakut ve ark., 2008, hazırlık aşamasında.
Yıldız, M.; Yakut, K.; Bakış, H.; Noels, A., MNRAS, 2006, 368, 1941

ZAYIF ÇİZGİLİ T TAURİ YILDIZLARININ YÜZEY MANYETİK AKTİVİTESİ

Günay TAŞ*, Evrim KIRAN*, Çınar BENCAN

**Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir*
gunay.tas@ege.edu.tr, evrimkiran@mail.ege.edu.tr ,

Özet
Zayıf çizgili T Tauri yıldızları (WTTSs) anakola gelmekte olan ve disklerini kaybetmiş yıldızlardır. Bu grubun bir üyesi olan V395 Cep fotometrik olarak ihmal edilmiş bir yıldızdır. Bu çalışmada, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 40 cm'lik Schmidt-Cassegrain teleskobuna takılı 2048 x 2048 piksel bir CCD kamera ve B, V, R, I süzgeçleriyle hem V395 Cep'in fotometrik özellikleri belirlenmiş hem de çevresindeki alan gözlenerek bu bölgenin *dağılmış bir oymak* mı olduğu sorusu araştırılmıştır. Yapılan alan fotometrisinden elde edilen veri ile bölgenin renk-parlaklık ve renk-renk diyagramları oluşturulmuştur. Bakış doğrultusundaki alanın kızıllaşma miktarı belirlenmiş ve gözlenen 158 yıldız için salt parametreler hesaplanmıştır. Bu yıldızlar genel itibariyle literatürde ölçümleri bulunmayan yıldızlardır. Böylece bu çalışma, V395 Cep bölgesi yıldızlarının da ilk fotometrik sonuçlarını içermiştir. Diğer yandan fotometrik olarak V395 Cep'in yüzey manyetik aktivitesi araştırılmıştır.

Anahtar kelimeler: *Anakol öncesi yıldızlar, Zayıf çizgili T Tauri yıldızları, yüzey manyetik aktivitesi, fotometri*

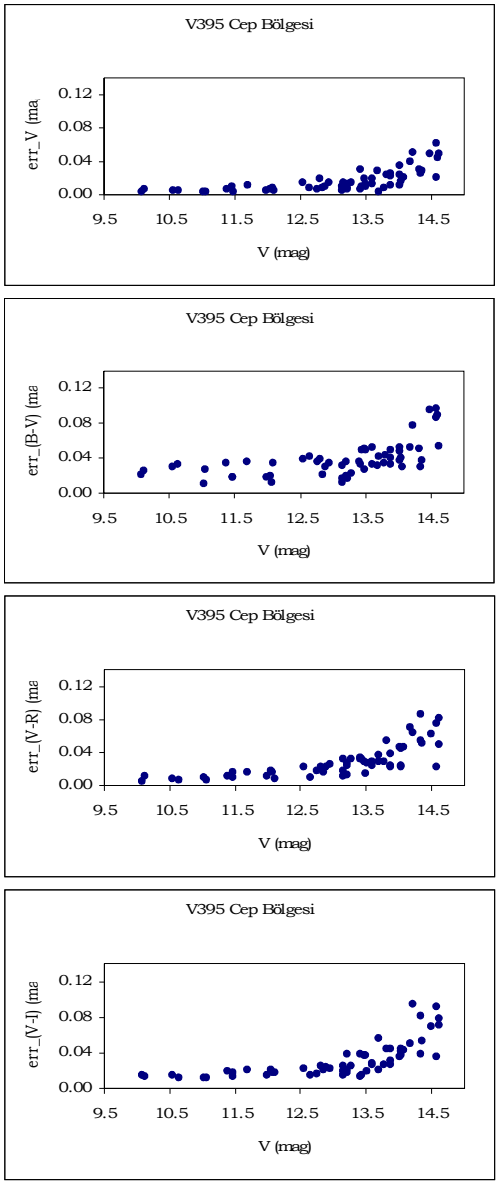
Abstract
Weak lined T Tauri Stars (WTTSs) are the pre-main sequence stars which lack of dense surrounding circumstellar matter. V395 Cep is a member of this group and it is neglected

photometrically for a long time. In this study, using 40 cm Schmidt-Cassegrain telescope equipped with 2048 x 2048 pixel CCD camera and Johnson wide band BVRI filters of Ege University is investigated both photometric properties of V395 Cep and the question that is the V395 Cep field a dissolved association. We plotted the color-color and color-magnitude diagrams using the field photometry. The extinction value of region in the view point is determined and calculated absolute parameters for the 158 stars in the field. These stars generally have no photometric measurements in the literature. Thus this study consists of the first photometric results of stars in the field of V395 Cep. On the other hand, it is investigated the magnetic activity of V395 Cep.

Keywords: *Pre-main sequence stars, Weak lined T Tauri stars, the surface magnetic activity, and photometry.*

1. Giriş

V395 Cep (= AS 507), Mount Wilson Gözlemevi'nde fotoğraf plakları üzerinde, parlak hidrojen çizgili yıldızlardan biri olarak belirlendi ve AS 507 adıyla, kuvvetli Hα çizgisine sahip 9.5 kadirden K tayf türü bir yıldız olarak kataloglandı (Merrill ve Burwell 1950). Herbig (1977) Hα tayfından tayf türünü G5,8eα V (Li) olarak belirledi. Tayfında Li çizgilerinin görüldüğüne dikkat çekti. Herbig ve Bell (1988) kataloğuna HBC 741 no ile T Tauri sınıflamasıyla kaydedildi. Padget (1996) farklı dalgaboyu bölgelerinden çok sayıda çizginin ölçümünü yaparak yıldızın Hα eşdeğer genişliğini, W (Hα) = 13Å, *vsini* değerini 39 kms^{-1}, etkin sıcaklığını 5040 ± 170 K, [Fe/H] = +0.11±0.19 olarak listeledi. Kazarovets ve Samus (1997) tarafından V395 Cep olarak değişen yıldızların 73. listesinde yayımlandı.



Şekil 1. Gözlemlerin duyarlılığına ilişkin.

V395 Cep, L1259 karanlık bulutsusu ile ilişkilidir (Lynds 1962, Herbig ve Bell 1988). Kun (1998), L1259 bulutsusunun uzaklığını 180 pc (dmin = 160 pc ve dmax = 220 pc) olarak belirledi. Smirnov ve diğ. (2004) AS 507'nin manyetik alanını -70 ± 90 G olarak ölçtü. İlk ve tek fotometrik çalışması Chugainov ve diğ. (1995) tarafından yapıldı ve 3.432 ya da 1.407 günlük olası iki değişim dönemi ifade edildi. Chugainov ve diğ. (1995) HD 220085'i (V = $8^m.9$, A0) mukayese yıldızı seçerek V bandında 1.495 ile 1.430 diferansiyel parlaklık arasında, 0.065 kadirlik bir genlikle değiştiğini buldu ve değişimin yüzeydeki soğuk lekelerle ilişkili olabileceğini ifade etti. Chugainov ve diğ. (1995)'den alınan ışık öğeleri aşağıdaki gibidir:

$$T_0 = 24\ 48490.5 + 3.432 \times E$$

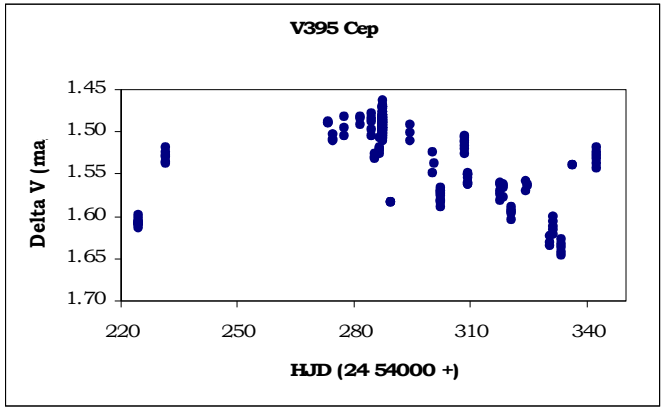
2. Gözlemler

V395 Cep, Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 40 cm teleskoba takılı Apogee U42 CCD ışıkölçer ve BVRI süzgeçleriyle yapıldı.

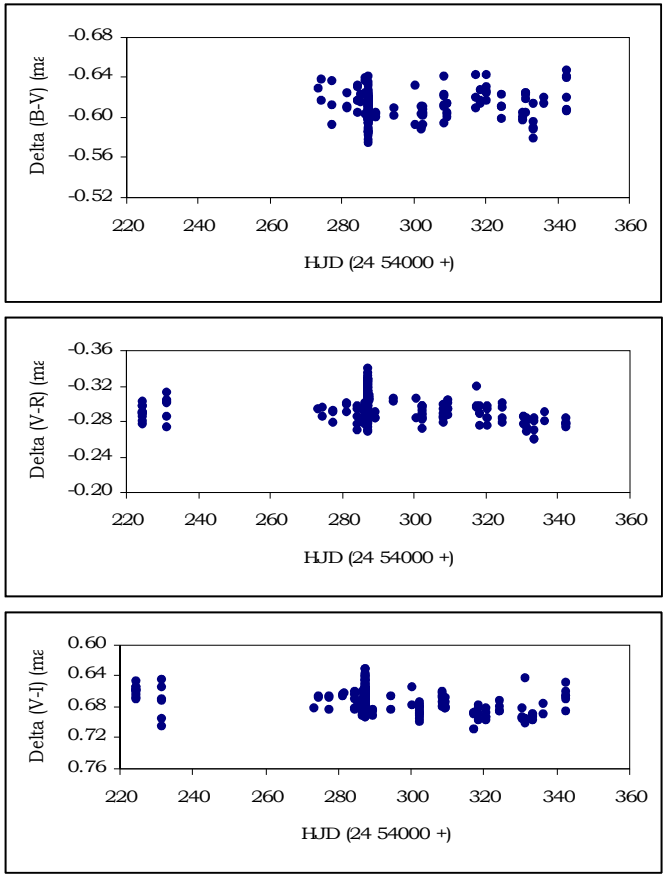
Sistem, 21 Haziran 2007 ile 29 Ağustos 2007 tarihleri arasında 69 güne dağılmış 23 gecede gözlendi. Gözlemlerin duyarlığı V parlaklığına karşı parlaklık ve renk hatalarının noktalandığı Şekil 1'de gösterildi. Bu gözlemlerin dışında V395 Cep, SA 109 alanı (Landolt 1992) ve IC 4665 kümesi (Menzies ve diğ. 1991) ile birlikte gözlenerek, aletsel parlaklıklar standart düzeneğe dönüştürüldü. İndirgemeler MaximDL programı kullanılarak yapıldı. V395 Cep'e ilişkin ilk çok renk ışıkölçüm sonuçlarına bu çalışmayla ulaşılmıştır. V395 Cep'e ilişkin elde edilen standart parlaklık değerleri şöyledir:

$V = 10^m.497$ (6), $B-V = 1^m.114$ (16), $V-R = 0^m.684$ (10), $V-I = 0^m.583$ (14)

Chugainov ve diğ. (1995) tarafından mukayese olarak kullanılan HD 220085'in ($V = 8^m.9$, A0), tayf türü V395 Cep'ten oldukça farklı olmasına rağmen literatürdeki biricik fotometri ile karşılaştırma yapabilmek için biz de mukayese olarak seçtik. GSC 4490 1174 ($V = 10^m.692$, $B-V = 1^m.312$) ve GSC 4490 1027 ($V = 11^m.274$, $B-V = 0^m.840$) denet yıldızları olarak gözlendi.



Şekil 2.a. V395 Cep'in mukayese yıldızına göre V ışık değişimi.



Şekil 2.b. V395 Cep'in üstten alta doğru B-V, V-R ve V-I renk değişimi.

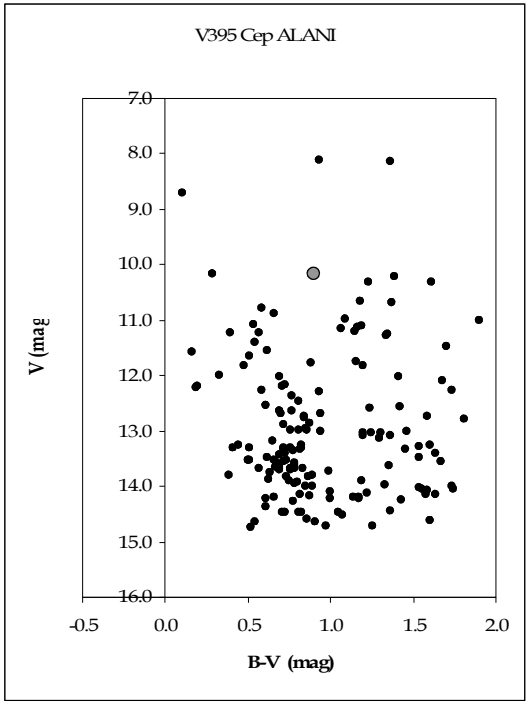
V395 Cep'in ilk çok renk ışıkölçümü bu çalışmada yapılmıştır. Dolayısıyla, B'den I'ya doğru farklı dalgaboyu bölgelerinde ışık değişimlerinin doğasını görme şansı vardır. Şekil 2a'da V395 Cep'in mukayese yıldızına göre V süzgecinde elde edilen fark ışıkölçümü ve Şekil 1b'de ise B-V, V-R ve V-I renk değişimleri gösterildi. Literatürde verilen ne 3.432 ne de 1.407 günlük dönem bu çalışmadaki ışık değişimini iyi temsil etmedi. Bizim gözlem aralığımız uzun olmasına rağmen, yeterli gözlem günü olmaması iyi bir dönem analizi sonucu elde etmemize izin vermedi. Dolayısıyla Şekil 2a ve b, HJD'ye göre noktalandı. Belli bir dönem elde edilememesine rağmen parlaklıktaki değişim belirgindir. V'deki genlik 0.15 kadir mertebesindedir. B'den I'ya doğru genlik 0.19, 0.15, 0.14 ve 0.12 kadir şeklinde azalır. Minimum ve maksimum parlaklıklar, Chugainov ve diğ. (1995) tarafından verilen $1^m.430$ ile $1^m.495$'lik diferansiyel parlaklık değerinden, sırasıyla, $1^m.485$ ile $1^m.633$'e değişmiştir. Maksimum parlaklık $0^m.055$ azalmışken, minimum parlaklık düzeyi çok daha fazla sönmüştür. Eğer ışık değişiminin kökeni Chugainov ve diğ. (1995) tarafından ifade edildiği gibi yıldız yüzeyini kaplayan fotosfere göre soğuk yapılarsa, buradan kolaylıkla yıldızın yüzeyi üzerindeki lekelerle kaplı alanların arttığını ve yıldızın global olarak söndüğünü, kısa dönemli bir değişimle beraber uzun dönemli bir değişime de sahip olduğunu söyleyebiliriz.

Zayıf çizgili T Tauri yıldızları, disklerinden kurtulmuş ve ZAMS'a yaklaşmakta olan yıldızlardır ve güneş benzeri aktivite karakterleri çok belirgindir (Montes 1999). Oysa ki Klasik T Tauri yıldızları dönmeyle değişim göstermezler ve hem fotometrik hem de tayfsal olarak baskın olan özellikler diske aittir. Dolayısıyla farklı dalgaboylarında elde edilen dönme dönemi ile ilişkili değişimler ancak, V395 Cep'in zayıf çizgili T Tauri doğasını onaylayacaktır.

3. V395 Cep Alanı Dağılmış Bir T Tauri Oymağı mıdır?

Oymaklarda gözlenen T Tauri yıldızlarının yaşları gözönüne alındığında, ~ 2 My'dan daha yaşlı yıldızların sayısının az olduğu görülür. Bunun iki nedeni vardır: 1. Yıldızların oluştukları moleküler bulutlar yalnız kısa bir süre için aktiftir, 2. Daha yaşlı yıldızlar zamanla içinde bulundukları bulutlardan uzağa doğru hareket ederler. Moleküler bulutların, 10 My'ı aşan yaşlara sahip olabildiklerini

biliyoruz, dolayısıyla ikinci olasılık üzerinde yoğunlaşmak daha iyi bir yaklaşım olacaktır (Feigelson 1996). Ancak bulutlarından $100^{\circ 2}$'yi aşan uzaklıklara kadar ilerleyebilen, dağılmış T Tauri yıldızlarını diğer alan yıldızlarından ayırmak zordur. Özellikle, incelenen yıldızın bölgesi Hipparcos gibi fotometrik gözlemler, konum verileri ve uzaklık gibi bilgi donanımı sağlayan ya da bu yıldızları diğer normal alan yıldızlarından ayırmayı sağlayacak kuvvetli X-ışın kaynaklarının taramasını yapan bir uydu yoksa ya da bölgede kinematik özellikleri belirgin yıldızlar bulunamıyorsa, bölgedeki herhangi bir T Tauri cismi gözden kaçabilir. V395 Cep durumunda olan da budur. Maalesef bölgede ölçümü yapılan 158 yıldızdan yalnız birinin uzaklığı Hipparcos uydusu tarafından belirlenmiştir. Yalnız 17'sinin özhareket ölçümleri vardır. Bu yüzden hedefe ulaşmak üzere bir kaç adımdan oluşan bir program yaptık. Burada, atılan ilk adım anlatılacaktır.



Şekil 3a. V395 Cep Bölgesine ilişkin renk-parlaklık diyagramı.

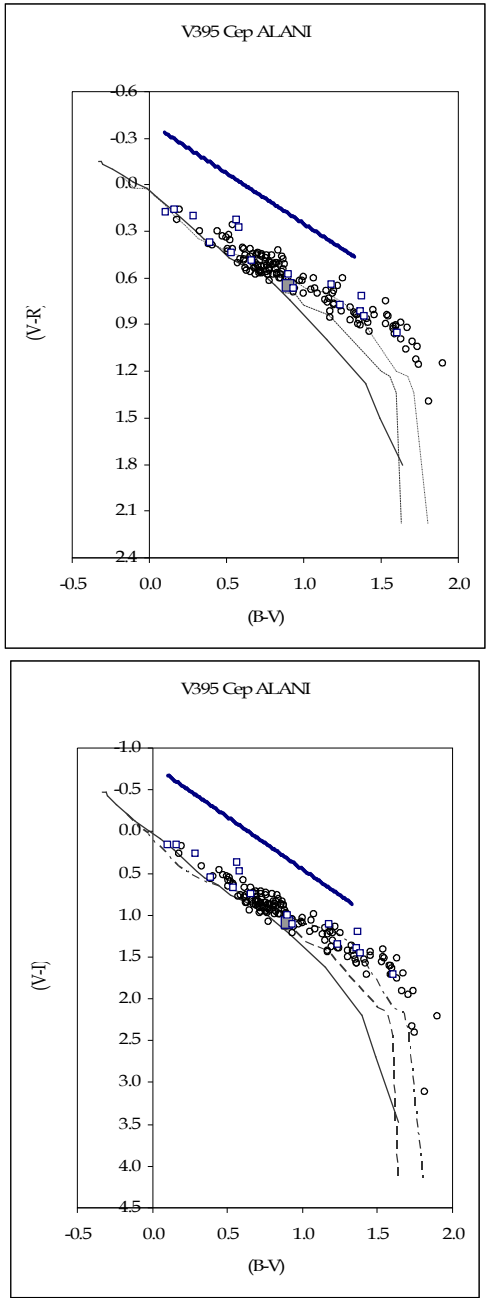
Birinci adımda, bölgenin geniş alan fotometrisi yapılarak, fotometrik olarak bir grup oluşturan yıldızların varlığı araştırıldı. Renk-renk diyagramları oluşturularak olası farklı kızıllaşma bölgeleri ve uzaklık hesapları yapıldı. İkinci adım, fotometrik olarak belirlenen olası grup üyelerinin dikine hız çalışmalarının yapılması ve böylece olası dağılmış oymak üyelerinin ve koptukları moleküler bulutun tahmin edilmesidir. İkinci adımın bir alt parçası olarak Hα ve Li çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin ölçülerek yıldızların WTT doğasının irdelenmesidir. Çünkü bir WTT yıldızını tayfsal olarak diğer yıldızlardan ayıran özelliği zayıf ve dar Hα

çizgisine [EW(Hα) < 10 Å], kuvvetli bir Li I soğurma çizgisine (EW(Li) > 0.1 Å) sahip olmasıdır (Grankin ve diğ. 2008). Diğer yandan, Ca II H,K ve Hα salma çizgileri sahip olmaları beklenen yüzey aktivitesine ilişkin ipuçları verecektir.

İlk adımı gerçekleştirmek üzere V395 Cep'i merkez alan, 35′ çaplı bir bölge, aynı gece olacak şekilde SA 109 alanı (Landolt 1992) ve IC 4665 kümesi (Menzies ve diğ. 1991) ile birlikte gözlendi. Elde edilen standarda dönüşüm eşitlikleri şöyledir: $V_{std} = 0.0142 *(B-V)_{std} + 0.3232 + V_{göz}$

$$(B-V)_{std} = 0.9987 *(B-V)_{göz} + 0.2112$$
$$(V-R)_{std} = 1.0227 *(V-R)_{göz} + 0.0970$$
$$(V-I)_{std} = 1.0043 *(V-I)_{göz} + 0.1446$$

Parlaklıklar standart düzeneğe dönüştürüldükten sonra renk-parlaklık ve renk-renk diyagramları elde edildi. Şekil 3a'da V - (B-V) renk – parlaklık diyagramı, Şekil 3b'de ise solda (B-V)'ye (V-R) ve sağda (B-V)'ye (V-I) renk-renk diyagramları gösterilmektedir. Renk-renk diyagramlarında bölgedeki yıldızlar arasında özhareket çalışması yapılmış yıldızlar içi boş karelerle, V395 Cep ise içi dolu büyük kare sembolü ile gösterildi. Şekil 3a'da ise V395 Cep büyük daire ile gösterilmiştir. Her iki diyagramda sürekli çizgi anakol, uzun kesikli çizgi devler ve kısa kesikli çizgi süperdevler için kuramsal temsilleri (Cox 2001) göstermektedir. Kalın çizgi ise V-R için 0.65 ve V-I için 1.25 eğimli (Walker 1985) kızıllaşma doğrultularını göstermektedir. Hem V395 Cep hem de uzaklığı bilinen (d = 3.40 mas) ve renk-renk diyagramında ona çok yakın bulunan GSC 4490 1229 için ayrı ayrı kızıllaşma miktarları belirlendi. Kızıllaşma doğruları kuramsal eğrileri iki noktada keser. Her iki kesim noktasına uygun olarak belirlenen kızıllaşma değerleri Çizelge 1'de verildi.



Şekil 3b. V395 Cep Bölgesine ilişkin renk-renk diyagramları.

Çizelge 1. V395 Cep ve GSC 4490 1229 için belirlenen kızıllaşma miktarları. MS anakol ve I süperdev kolunu ifade etmek üzere kullanılmıştır.

	Birinci kesim noktası (I)			**İkinci kesim noktası (MS)**		
	E (B-V)	**E (V-R)**	**E (V-I)**	**E (B-V)**	**E (V-R)**	**E (V-I)**
V395 Cep	0.266	0.173	0.333	0.756	0.491	0.945
GSC 4490 1229	0.295	0.192	0.369	0.787	0.509	0.984

Tayfsal olarak geri tayf türünden bir yıldız olarak sınıflandırılan V395 Cep için birinci kesim noktasından elde edilen kızıllaşmaların daha doğru bir tahmin olacağını düşünüyoruz. Buradan R = Av / E (B-V) = 3.1 (Fitzpatrick 1999) kullanarak ve kaba bir yaklaşım olarak, birbirine çok benzer kızıllaşma değerlerine sahip olan bu iki yıldızı benzer uzaklıkta yani 294 pc uzaklıkta kabul ederek, uzaklık modülü $(m_v-M_v)_0$ = 8.17, salt parlaklık $M_{v,0} = 2^m.0$ ve $(B-V)_0 = 0^m.634$ hesaplanır. $(_0)$ indisi, değerin kızıllaşmadan arındırılmış olduğunu göstermek için kullanılmıştır. Hesaplanan bu parametreler V395 Cep'in henüz anakola ulaşmadığını, her iki yıldızla ilişkili özharekete sahip yıldızların bir grup oluşturacak şekilde L1259 bulutunun arkasında yeraldığını göstermektedir. Daha ileri tartışmalar için yukarıda anlatılan diğer adımların atılmasına, geniş band kadar orta band gözlemlerin yapılmasına ve bölgenin dikine hız ölçümlerine gereksinim vardır.

Teşekkür

Yazarlar bu çalışmayı 2008 / FEN / 016 çerçevesinde destekleyen Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığı'na ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'ne teşekkür eder.

4. Kaynaklar

Chugainov, P.F., Zaitseva, G.V., Lovkaya, M.N., 1995, Astronomy Letters, Vol. 21, No. 4, 515.

Cox, A.N., Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Publisher: New York: Springer, 2000. Ed. by Arthur N. Cox.

Feigelson, E.D., 1996, ApJ, 468, 306.

Fitzpatrick, E.L., 1999, PASP, 111, 63.

Grankin K.N., Bouvier J., Herbst W., Melnikov S.Y., 2008, AA, 479, 827.
Herbig, G.H., 1977, ApJ, 214, 747
Herbig, G.H., Bell, K.R., 1988, Lick Obs. Bull., No. 1111.
Kazarovets, E.V., Samus, N.N., 1997, IBVS No. 4471
Kun, M., 1998, ApJS, 115, 59.
Landolt, A., 1992, AJ, 104, 340.
Lynds, B.T., 1962, Astrophys. J. Suppl. Ser., 7, 1.
Menzies, J.W., Marang, F., Laing, J.D., Coulson, I.M., Engelbrecht, C.A., 1991, MNRAS, 248, 642.
Merrill P.W., Burwell C.G., 1950, ApJ, 112, 72.
Montes, D., 1999, Ap&SS, 263, 231.
Padgett, D.L., 1996, ApJ, 471, 847.
Smirnov D.A., Lamzın S.A., Fabrıka S.N. and Chuntonov G.A., 2004, Astron. Lett., 30, 456.
Walker, A.R., 1985, MNRAS, 213, 889

GENÇ YILDIZLARDA YÜZEY MANYETİK AKTİVİTESİ VE EVRİM İLİŞKİSİ

Orkun ÖZDARCAN*, Günay TAŞ*

**Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova, İzmir*
e-posta: orkun@mail.ege.edu.tr, gunay.tas@ege.edu.tr

Özet

Yüzey manyetik aktivitesine ilişkin belirteçler incelendiğinde genç yıldızların yüksek aktivite düzeyine sahip olduğu belirlenmiştir. Yaş, dönme hızını ve dolayısıyla dinamoyla üretilen yüzey manyetik aktivitesini belirleyen kilit parametrelerdendir. Geri tür yıldızların yaş – dönme hızı – yüzey manyetik aktivitesi arasındaki ilişkiyi incelemek üzere Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde başlatılan proje kapsamındaki yıldızlardan biri olan V383 Lac üzerine yapılan kapsamlı çalışma burada sunulmuştur. ROSAT uydusu tarafından uç moröte kaynağı olarak keşfedilen V383 Lac, K1 tayf türünden tek anakol yıldızıdır. Yerel grup üyesi olan ve çok yüksek dönme hızına sahip bu yıldız, E.Ü. Gözlemevi'nin 48 cm, 35 cm ve 30 cm çaplı teleskoplarıyla geniş band süzgeçlerle 2003 – 2008 yılları arasında gözlenmiştir. 5 yıllık gözlem aralığına yayılan veriler kullanılarak yıldızın fotometrik dönem analizi yapılmış ve 2.4045 günlük fotometrik döneme ulaşılmıştır. Yaklaşık 9 yıllık bir uzun dönemli aktivite çevriminin varlığına ilişkin kanıt bulunmuştur. V parlaklığı ve renklerin aynı biçimde değiştiği belirlenmiştir. Gözlem sezonları boyunca ışık eğrisinin biçiminin, genliğini ve dalga minimum evrelerinin değiştiği görülmüştür.

Anahtar Kelimeler: Yıldızlar: V383 Lac – Yıldızlar: dönme – aktivite – evrim

Abstract

It is realized that young stars have higher activity levels when their activity indicators compared with the other active stars. Age is one of the key parameters which determine rotation rate and surface magnetic activity generated by stellar dynamo mechanism. Here, comprehensive study of V383 Lac is presented which is in the scope of a project that have been started at Ege University Observatory for consideration of age – rotation rate – surface magnetic activity relations in late type stars. V383 Lac, which was explored by ROSAT satellite as extreme ultraviolet source, was classified as K1 type single main sequence star. The star which is a member of local group and has very high rotation rate, observed in UBVR filters between the years 2003 and 2008 with Ege University Observatory's 48 cm, 35 cm and 30 cm telescopes equipped with high speed three channel photometer and SSP5 photometer respectively. By using the data which spreads over 5 years, photometric period analysis was done and photometric period was found as $2^d.4045$. Evidence found for long-term activity cycle which is about 9 years. It is determined that V magnitude and colors of the star show the same changes. It is also seen that, during observing seasons, shapes and amplitudes of light curves and minimum phases of wave minimum changes.

Key Words: Stars: V383 Lac – Stars: rotation – activity – evolution.

1. Giriş

V383 Lac, ilk olarak Pounds ve diğ. (1991) tarafından ROSAT uydusunun geniş alan kamerası (WFC) kullanılarak yapılan bir gökyüzü taramasında X-ışın kaynağı olarak keşfedilmiş ve ROSAT Parlak Kaynak Kataloğu'nda K0 tayf türünden bir yıldız olarak listelenmiştir (Pounds ve diğ. 1993). Daha sonra güneş benzeri aktiviteye sahip olma olasılığı belirtilerek I. EUV Kaşifi Kataloğu'nda (Bowyer ve diğ. 1994) ve EUV Kaşifi Parlak Kaynak Kataloğu'nda (Malina ve diğ. 1994) yer almıştır. Ca II IRT (λ=8542 Å) ve Hα salmasına sahip olduğu belirlenerek (Mullis ve Bopp 1994) aktiflik

doğası onaylanmıştır. Osten ve Saar (1998) V383 Lac yıldızının en iyi K1V türü bir yıldız olarak modellenebildiğini belirtmiştir. Fuhrmeister ve Schmitt (2003) yıldızı K0 tayf türünden olarak vermiştir. Montes ve diğ. (2001) yıldızın tek ve aktif bir K1V yıldızı olduğunu ve v sin *i* =19.8 km s^{-1}'lik yüksek bir dönme hızına sahip olduğunu belirtmiştir.

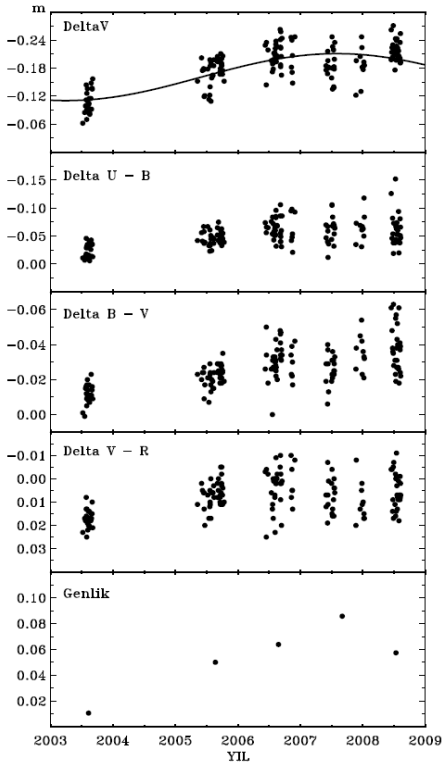
Jeffries (1995) yıldızın yerel grup üyesi olabileceğini, ama yakınlardaki bir yıldız oluşum bölgesinden veya açık kümeden kaçmış bir yıldız ya da önceden var olan bir kümenin dağılmasının ardından kalan yıldızlardan biri olabileceğini de belirtmiştir. Montes ve diğ. (2001) uzay hareketine ve diğer tayfsal karakteristiklerine baktıklarında yıldızın yerel grup üyesi olduğunu göstermiş, Li bolluğundan yola çıkarak ve Pleiades'ten daha genç olduğunu ifade etmiştir. Literatürde farklı ıraksım değerleri verilen yıldızın uzaklığı Carpenter ve diğ. (2005) tarafından 50 pc olarak verilmiştir.

Henry ve diğ. (1995) kromosferik akivitesi üzerine ilk çalışmayı yapmış ve $2^g.42$ dönemli $0^m.08$ genlikli bir parlaklık değişimi bulmuştur. Işık eğrisinin temelde aynı kaldığını ancak minimum genliğinin çevrimden çevrime değiştiğini ortaya koymuştur. v sin i değeri ve dönme döneminden yola çıkarak minimum yarıçap için 0.77 $R_\odot$ değerini bulmuş ve eksen eğikliğinin 90°'ye yakın olduğunu belirtmiştir. Robb ve diğ. (1995), değişim dönemini P = $2^g.43$ bulmuş ve ışık eğrisindeki değişimin yıldız üzerindeki büyük aktif bölgelerden kaynaklandığını ifade etmiştir. Aynı zamanda genliği V süzgecinde $0^m.1$ olan ve 1 saat kadar süren bir flarenin gözlendiğini not etmiştir. Yıldızın dönme dönemi, v sin i değeri ile bir yarıçap değeri kabulü yaparak eksen eğikliğinin 58°±7° olduğu ifade edilmiştir (Robb ve diğ. 1995). Kazarovets ve Samus (1997) V383 Lac'ı BY Dra ya da UV Ceti türü değişen bir yıldız olarak sınıflamış ve maksimum parlaklığını V_{maks} = $8^m.9$, değişim genliğini $0^m.19$ olarak vermiştir. Xing ve diğ. (2007) V383 Lac'ın 0.165 kadir genlikle ve 2.41 gün dönemle değiştiğini ifade etmiştir.

2. V383 Lac'ın Parlaklık ve Dönem Değişimleri

V383 Lac'ın Johnson UBVR verileri 2003 ile 2008 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm Cassegrain ve 30 cm Schmidt Cassegrain teleskoplarına bağlı sırasıyla üç kanallı yüksek hızlı ışıkölçer ve SSP5 ışıkölçerleriyle elde edildi. Tüm gözlemler yer atmosferinin sönükleştirme etkisinden arındırıldı ve tüm gözlem

zamanları Güneş merkezine indirgendi. SAO 51889 mukayese, SAO 51840 ise denet yıldızı olarak kullanıldı. Gözlemler boyunca her süzgeçte 162 nokta olmak üzere toplam 648 gözlem noktası elde edildi. Bir gece IC 4665 açık kümesinin standart yıldızlarıyla birlikte gözlenerek aletsel parlaklıklar standart parlaklıklara dönüştürüldü. Buradan bulunan değerler: $V = 8^m.536$, $U-B = 0^m.388$, $B-V = 0^m.816$, $V-R = 0^m.481$. 4 ağustos 2008 gecesi 30 cm Schmidt – Cassegrain teleskop ve ona takılı SSP5 ışıkölçeri ve uvbyβ kullanılarak program yıldızları, seçilen orta band standartlarla birlikte gözlendi. Bu gözlemden hesaplanan kızıllaşmadan arındırılmış $[m_1] – [c_1]$ parametreleri Moon (1986)'nın Şekil 1'inde verilen $[m_1] – [c_1]$ diyagramında yerleştirildiğinde açık bir şekilde anakol ile ZAMS arasında olduğu görüldü. 50 pc uzaklık için $E(B – V)$ ve A_V'nin yaklaşık $0^m.0$ olduğunu kabul edebiliriz, dolayısıyla geniş band ışıkölçümden belirlenen renk değerlerini kızıllaşmamış olarak gözönüne alabiliriz. Dolayısıyla $B – V$ değerinin, Flower'ın (1996) anakol yıldızları için renge karşı sıcaklıkları verdiği Çizelge 2'sinden $T_e = 5235$ K'lik sıcaklığa ve Cox'un (2000) çizelgelerinden K0 tayf türüne karşılık geldiğini belirledik.



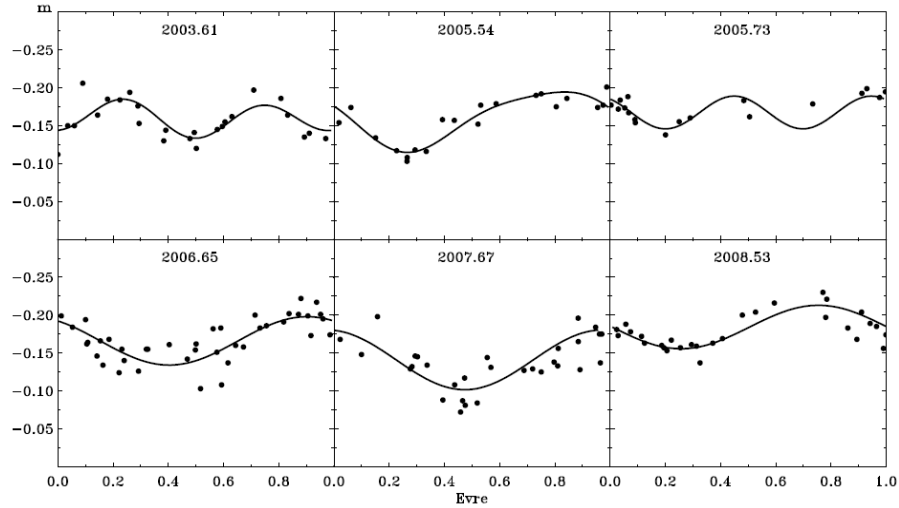
Şekil 1. *V383 Lac'ın 2003-2005 yılları arasında V parlaklığının değişimi (en üst). Kuramsal eğri f=0.00031521 cd^{-1} lik bir frekans ve 0.051±0.004'lık bir genlik değerine karşılık gelir. Alt kısımda ise üstten alta doğru U-B, B-V ve V-R renklerinin uzun dönemli değişimi görülmektedir. En altta ise genlik değişimi noktalanmıştır.*

Şekil 1'de V383 Lac'ın gözlem yılları boyunca V süzgecinde elde edilen parlaklıklarının değişimi gösterildi. Her nokta, gecelik 6 ya da 8 ölçümün ve karşılık gelen zamanlarının ortalamasını göstermektedir. Şekilden görüleceği üzere V383 Lac gözlem aralığı boyunca yavaş bir şekilde parlaklık düzeyini değiştirmiştir. Bu uzun dönemli değişim PERIOD04 (Lenz ve Breger 2005) kullanılarak yaklaşık olarak 8.7 yıl olarak bulunmuştur. Diğer baskın olarak kendini gösteren dönem ise V383 Lac'ın fotometrik dönemi olan 2.4045 gündür. Şekil 1'den görüleceği gibi 2003 yılından 2008 yılına kadar olan aralıkta yıldız sürekli parlamaktadır. Bu parlamaya tüm renklerin mavileşerek eşlik ettiği yine Şekil 1'in alt panellerinde görülmektedir. Bu uzun dönemli parlaklık değişimi bir aktivite çevriminin varlığını göstermektedir. 1966 yılında başlayıp günümüzde hala sürmekte olan Mount Wilson kromosferik aktif yıldızların S ölçeği gözlemleri, aktif yıldızların da Güneş'te görülen aktivite çevrimlerine benzer çevrimler gösterdiğini ortaya koymuştur. Bu görüntü ara katman dinamosunun en önemli göstergelerinden biridir. Renklerde uzun dönemli değişim yönünün mavileşme olması ise iki şekilde açıklanabilir: ya yıldız üzerinde uzun

dönemli değişime en büyük katkıyı sağlayan yapılar yıldız yüzeyine göre daha parlak olan fakülalardır ya da yıllar içinde yıldızın yüzeyinde lekelerle kaplanan yüzey alanı azalmaktadır. Bu sonuçlardan tercih kullanmak istersek o zaman ışık eğri genliklerinin değişimine bakmak gerekir. Bunun için uzun dönemli değişim, varolan veriden arındırıldı ve sonra her bir gözlem sezonuna ait veriye PERIOD04 kullanılarak ayrı ayrı dönem analizi uygulandı. Bazı yıllar tek frekansla temsil edilebilirken, çift minimumlu ya da asimetrik ışık değişiminin görüldüğü yıllar çift frekansla tanımlandı. Her bir gözlem sezonuna ilişkin veri kuramsal eğrisiyle birlikte Şekil 2'de gösterildi. Kuramsal eğrilerin oluşturulmasında kullanılan frekans(lar), bu frekansa karşılık gelen dönem(ler) Çizelge 1'de verildi. Yıllara göre maksimum, minimum ve ortalama parlaklık değerleriyle genlik ve renk değerleri de Çizelge 2'de listelendi. Çizelge 2'deki genlikler gözlem yıllarına karşı Şekil 1'in en alt kısmında noktalandı. Burada, 2003 ile 2008 yılları arasında yıldızın artan genlik değerlerine doğru bir gidişi olduğu görülür. Bu da bize yıldız yüzeyinde lekelerle kaplı yüzey parçasının arttığını, yıldızın aktivite düzeyinin yükseldiğini gösteriyor. Bu, güneş benzeri, çok genç olmayan yıldızlarda gözlenen fotometrik özelliğe uygun bir davranıştır (Radick ve diğ. 1998).

Farklı gözlem sezonlarında aktivite yapılarının yarattığı bozulmalar çok belirgin bir şekilde kendini ortaya çıkarmıştır. Fotometrik dalganın zaman içerisindeki hareketini görmek, bir başka deyişle yüzey üzerindeki aktivite yapılarının boylamsal dağılımını belirlemek ve enlemsel kaymalarını tahmin edebilmek için her bir gözlem sezonuna ilişkin hesaplanan kuramsal eğri üzerinden minimum evreler belirlendi ve bu değerler de Çizelge 1'in son iki kolonunda verildi. Evreler, bu çalışmada yapılan dönem analizinden belirlenen fotometrik dönemi ve 2003 yılının ilk gözlem HJD'sini içeren aşağıdaki ışık öğeleriyle hesaplandı:

$$\mathrm{HJD} = 24\ 52830.6551 + 2^{g}.4045 \times \mathrm{E}$$

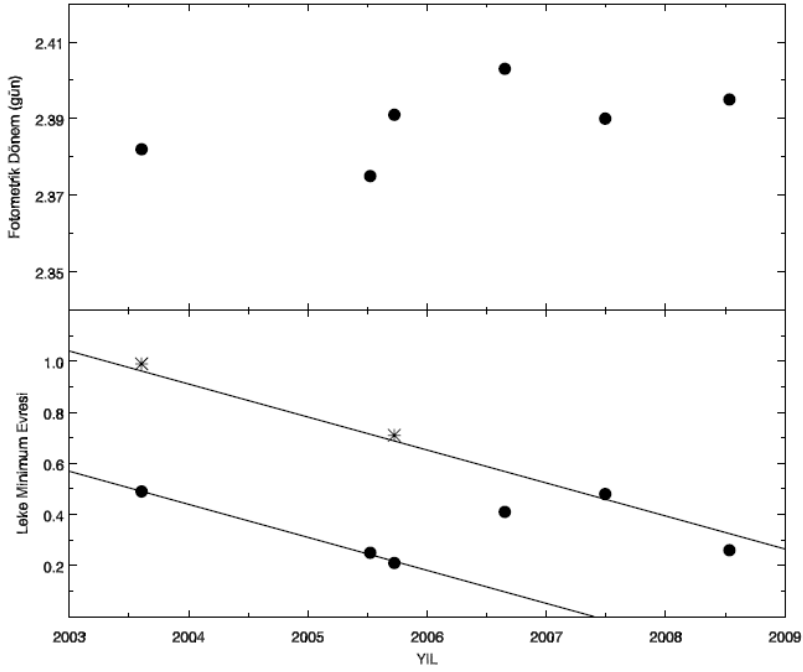


Şekil 2. *V383 Lac'ın 2003-2008 yılları arasındaki her bir gözlem sezonu için V parlaklığının değişimi. Uzun dönemli aktivite çevrimine ilişkin değişim çıkarıldıktan sonra ulaşılan veri analizi sonuçları noktalandığından Şekil 1'in üst panelinde görülen değişim burada görülmemekte, tüm yılar boyunca parlaklık düzeyi aynı olarak görülmektedir.*

Şekil 2'den görüleceği gibi her gözlem sezonunda ışık eğrisinin biçimi, genliği ve dalga minimum evresi değişmektedir. Bunun nedeni, yıldız yüzeyi üzerindeki farklı sıcaklık bölgelerinin homojen bir şekilde dağılmamış olması ve bu bölgelerin zaman içinde evrimleşmesidir. Geri tür aktif yıldızlar, diferansiyel dönme ile yüzey konveksiyon bölgelerinin etkileşmesi sonucu manyetik alan çizgilerinin yüzeye taşındığı ara katman dinamosunu çalıştırırlar. Diferansiyel dönme ile yıldızın çevresine sarılarak yüzeye çıkan manyetik alanın toroidal bileşeni zaman içinde plazmanın meridyen hareketleri nedeniyle evrimleşir. Bu evrimleşmenin izleri dönem değişimi olarak kendini gösterir. Genel olarak geri tür yıldızlarda yüksek enlemler güneşe benzer olarak daha yavaş dönerken eşlek bölgesi daha hızlı döner. Dolayısıyla eşlek bölgesine yakın olan leke merkezleri daha kısa fotometrik dönemlere neden olurken yüksek enlemlere yerleşenler daha uzun fotometrik dönemler anlamına gelecektir. Şekil 3'de yıllara karşı dönem analizinden elde edilen fotometrik dönemlerin değişimi gösterilmiştir. Fotometrik dönemin sabit olmadığı, aktif yapıların enlemsel dizilimine ve evrimine uygun olarak bazen daha büyük bazen ise daha küçük değerlere

değişmektedir. Ancak kısa gözlem aralığı ve sürekli-kesintisiz gözleme sahip olmamamız bu değişimin Güneş'tekine benzer bir kelebek diyagramı görüntüsünü görme umudumuza engel olmuştur.

Leke minimum evrelerinin zamana göre değişimi ise Şekil 3'ün alt panelinde verilmiştir. Leke minimum evrelerinin değişimi aktivite yapılarının boylamsal olarak yer değiştirmesini gösterecektir. Şekilde 2. lekelere ilişkin daha sığ minimumlar * sembolüyle noktalandı. Açıkça görüleceği gibi iki farklı yıl 180° boylam farkıyla yıldız yüzeyine yerleşmiş iki leke grubu vardır: 2003 ve 2005 yıllarında. Asimetrik ışık eğrilerinden elde edilen 2. leke parametreleri, genel görüntüyü etkilemeyecek kadar küçük genlikli olduğu için buraya noktalanmadı. Leke minimumlarının iki paralel kolda toplandığı açıkça görülebilir. Bu iki aktif boylamı temsil eden, iki eğri, Şekil 3'ün alt panelinde gösterilmiştir. Bu görüntü 8.7 yıllık aktivite çevriminin varlığını onaylar niteliktedir. Ancak henüz bu konuda tartışma yapacak kadar geniş aralığa dağılmış veri yoktur.



Şekil 3. *V383 Lac'ın 2003-2008 yılları arasındaki fotometrik dönem değişimi (üst panel) ve leke minimum evresinin değişimi (alt panel).*

Çizelge 1. *V383 Lac için yapılan dönem analizi sonuçları.*

Yıl	f1 (cd^{-1})	f2 (cd^{-1})	P1 (gün)	P2 (gün)	Leke 1	Leke 2
2003.61	0.4198	0.8401	2.382	2.381	0.49	0.99
2005.52	0.4230	0.8348	2.364	2.396	0.25	
2005.73		0.8366		2.391	0.21	0.71
2006.65	0.4161		2.403		0.41	
2007.49	0.4184		2.390		0.48	
2008.53	0.4176		2.395		0.26	

Çizelge 2. *V383 Lac için yıllara göre minimum, maksimum ve ortalama parlaklık, genlik ve renk değerleri.*

Yıl	HJD	Delta V (min)	Delta V (maks)	Delta V (ort)	A (mag)	Delta U-B	Delta B-V	Delta V-R
2003.61	52863.58	-0.134	-0.185	-0.160	-0.0510	-0.022	-0.012	0.017
2005.54	53564.04	-0.115	-0.194	-0.151	-0.0790	-0.044	-0.020	0.009
2005.73	53638.26	-0.146	-0.189	-0.167	-0.0430	-0.050	-0.024	0.005
2006.65	53975.83	-0.134	-0.198	-0.166	-0.0640	-0.062	-0.031	0.003
2007.67	54347.83	-0.102	-0.180	-0.141	-0.0780	-0.063	-0.029	0.010
2008.53	54663.11	-0.156	-0.213	-0.184	-0.0570	-0.057	-0.036	0.005

Bu çalışmadaki fotometrik verilerle elde edilen sonuçlar, V383 Lac'ın Montes ve diğ. (2001)'nın belirttiği gibi Pleiades'ten daha genç olması olasılığının zayıf olduğunu göstermektedir. Barnes (2003) geri tür yıldızların dönme evrimini yaşlarını ve dinamolarının türünü gözönüne alarak şematik olarak göstermiştir. V383 Lac'ın yüzey konveksiyon bölgesi ile radyatif bölgesi arasında bir ara katmanın varlığını ve bu katmandan kaynağını bulan bir dinamonun çalıştığının kanıtı olan, fotometrik olarak hem kısa dönemli hem uzun dönemli, çevrimli yüzey parlaklık değişimi gösterdiği bu bildiride anlatıldı.

Dolayısıyla Barnes (2003)'ün Şekil 5'inde verilen dönmenin evrimi şemasında V383 Lac'ı ara katman dinamosu çalıştıran yıldızlar arasına noktaladığımızda onun için söylenebilecek üst yaş sınırının 1 milyar yıl olduğu görülür. Bu yaş değeri, yüksek hızlı dönücülerin görülmemeye başladığı kritik yaşa çok benzerdir (Barnes ve Sofia 1996).

V383 Lac için bundan sonra yapılması gereken çalışma, orta band fotometrisi ile geniş band fotometrisinin sonuçlarının aktivite özellikleri ile kıyaslanması ve en uygun eş zaman eğri çakıştırmasını belirleyerek evrim durumunu daha açık duruma getirmektir.

Yazarlar, bu çalışmanın yapılmasına 2008 / FEN / 061 projesiyle destek veren Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığına teşekkür eder.

KAYNAKLAR

Barnes, S. A. 2003, ApJ, 586, 464.
Barnes, S. A., Sofia, S. 1996, ApJ, 462, 746.
Bowyer, S., Lieu, R., Lampton, M., Lewis, J., Wu, X., Drake, J. J., Malina, R. F. 1994, ApJS 93, 569.
Carpenter, J. M., Wolf, S., Schreyer, K., Launhardt, R., Henning, T. 2005, AJ 129, 1049.
Cox, A. N. 2000, Allen's Astrophysical Quantities, (New York: Springer)
Flower P. J., 1996, ApJ, 469, 355
Fuhrmeister, B., Schmitt, J. H. M. M. 2003, A&A 403, 247.
Henry, Gregory W., Fekel, Francis C., Hall, Douglas S. 1995, AJ 110, 292.
Jeffries, R. D. 1995, MNRAS 273, 559.
Kazarovets, E. V., Samus, N. N. 1997, IBVS No.4471.
Lenz, P., Breger, M. 2005, CoAst 146, 53.
Malina, R. F., Marshall, H. L., Antia, B., ve ark. 1994, AJ 107, 751.
Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M.J., Gálvez, M. C., 2001, A&A, 379, 976.
Moon, T. 1986, ApSS, 122, 173
Mullis, C. L., Bopp, B. W. 1994, PASP 106, 822.
Osten, R. A., Saar, S. H. 1998, MNRAS 295, 257.
Pounds, K. A., Abbey, A. F., Barstow, M. A., ve ark. 1991, MNRAS 253, 364.
Pounds, K. A., Allan, D. J., Barber, C., ve ark. 1993, MNRAS 260, 77.

Radick, R. R., Lockwood, G. W., Skiff, B. A., Baliunas, S. L. 1998, ApJS, 118, 239.
Robb, R. M., Steinbring, E., Balogh, M., Ansell, B., Gladders, M., Karr, J., Gilbert, D., Hughes, W. 1995, IBVS No.4281.
Xing L.-F., Zhao S.-Y., Su W., Shen Y., Zhang X.-B. ve Weı J.-Y. 2007, ChJAA, 7, 551

FLARE MEKANİZMALARININ KARŞILAŞTIRILMASI AÇISINDAN AD LEO VE DO CEP FLARELERİNİN İSTATİSTİKSEL ANALİZİ

Hasan Ali DAL ve Serdar EVREN

Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,35100 Bornıova-İZMİR
ali.dal@ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr

Özet: AD Leo ve DO Cep'e ait 3 yıllık fotometrik flare taraması sonuçlarını sunuyoruz. AD Leo'nun 92.34 saatlik flare taramasında, U bandında 175, B bandında ise 94 flare yakalanmıştır. AD Leo'da flare taraması sırasında V ve R bandlarında da gözlem yapılmıştır. V ve R bandı gözlemlerinde yıldızın leke aktivitesi incelenmiştir. DO Cep'in 67.61 saatlik flare taramasında U bandında 23 ve B bandında 19 flare yakalanmıştır. Her iki yıldızda da U ve B bandlarında yakalanan her bir flare için genlik, parlama ve sönümlenme süreleri, eşdeğer süre, U-B renk ölçekleri hesaplanmıştır. Bu verinin istatistiksel analizi çeşitli sonuçlar ortaya koymaktadır. 2005 ve 2007 yılları arasında AD Leo'nun V ve R bandı gözlemleri belirgin bir leke aktivite değişimi göstermemektedir.

Anahtar Kelimeler: *Yıldızlar: aktivite – flare – flare mekanizmaları*

Abstract: The results of 3 years of photometric flare monitoring of the flare star AD Leo and DO Cep are presented. 175 flares in the U band and 94 flares in the B band were detected during the total monitoring period of 92.34 hours for AD Leo. Besides, during the flare monitoring some observations were made in the V and R bands. The stellar modulation was searched in the V and R observations. And during the total flare monitoring period of 67.61 hours for DO Cep, 23 flares in the U and 19 flares in the B bands were

detected. The amplitude, the rise and decay times, the equivalent duration, U-B index were measured for each flares in the U and B bands for both stars. Some results are shown with a statistical analysis of this data. Observations of AD Leo in the V and R bands do not show any clear variation about stellar modulation on AD Leo between 2005 and 2007.

Key Words: *Stars: activity – flare – flare mechanisms*

1. Giriş

Bu çalışmada, AD Leo ve DO Cep'in gözlem verisinden elde edilen ilk sonuçlar sunulacaktır. AD Leo, Gershberg (1999)'un kataloğunda dM4.5e – M3 tayf türünden bir flare yıldızı olarak sınıflanmaktadır. Uzaklığı 4.9 pc olan AD Leo, 0.28 $M_{Güneş}$ kütlesinde ve 0.54 $R_{Güneş}$ yarıçapındadır (Gershberg ve diğ., 1999). DO Cep ise aynı katalogta dM4.5e – M4 tayf türünden ve 4 pc uzaklığından bir flare yıldızı olarak sınıflanmaktadır. DO Cep de 0.28 $M_{Güneş}$ kütlesinde ve 0.4 $R_{Güneş}$ yarıçapındadır (Gershberg ve diğ., 1999). AD Leo ve DO Cep için literatür tarandığında AD Leo'nun aktivite düzeyi, DO Cep'e göre daha yüksek olduğu görülmektedir. AD Leo'nun flare aktivitesine sahip olduğu ilk kez Gordon ve Kron (1949) tarafından gösterilmiştir (Gordon ve Kron, 1949). AD Leo, Castor moving group üyesi olan ve yaklaşık 200 milyon yıl yaşında bir kırmızı cücedir (Montes ve diğ., 2001). DO Cep ise "Gökada Yaşlı Disk" üyesidir (Veeder, 2001). Literatür incelendiğinde, yaşlarıyla doğru orantı olarak bu iki yıldızdan AD Leo'nun DO Cep'e göre daha baskın bir flare aktivitesine sahip olduğu görülmektedir. Literatürde AD Leo'nun leke aktivitesi gösterip göstermediği tartışmalıdır. Chugainov (1974), Mullan (1974) ve Anderson (1979)'nun çalışmalarında AD Leo'da leke aktivitesine ilişkin bir belirteç bulunamamıştır. Panov (1993) ise yıldızın 2.7 günlük bir ışık değişimi gösterdiğini rapor etmiştir. DO Cep ise leke aktivitesi göstermemektedir. Bu çalışmada, AD Leo ve DO Cep flare parametreleri karşılaştırılacaktır. Bu parametreler, iki yıldızda flare mekanizmaları hakkında bilgi verecektir. Bununla birlikte AD Leo'da uzun yıllara dayanan gözlem verileri üzerinden flare frekansı değişimi ve son 3 yıllık UBVR verisi üzerinden leke aktivitesi incelenecektir.

2. Gözlemler

AD Leo 2005, 2006 ve 2007 yıllarında 3 gözlem sezonu, DO Cep ise 2006 ve 2007 yıllarında olmak üzere 2 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 48 cm'lik Cassegrain türü teleskop ve *Üç Kanallı Hızlı Fotometre* ile UBVR süzgeçleri kullanılarak gözlenmiştir. AD Leo'nun gözlemlerinde HD 89772 mukayese yıldızı ve HD 89471 ise denet yıldızı olarak seçilirken, DO Cep için HD 239952 mukayese, SAO 34476 denet yıldızlarıdır. Tüm gözlem noktaları, atmosferik sönükleştirme etkisinden arındırılmış ve gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir. AD Leo'nun leke aktivitesinin incelenmesi için gözlem noktaları, Panov (1993) tarafından verilen aşağıdaki ışık öğeleri kullanılarak evrelendirilmiştir;

$$T = HJD\ 2449099.4890 + 2^{g}.7xE \quad .....(1)$$

AD Leo'nun leke aktivite gözlemleri UBVR'de 10'ar saniye poz süresi ile yapılmıştır. Hem AD Leo hem de DO Cep'de flare taramaları ise U ve B süzgeçlerinde yapılmıştır. Flare taramalarında, gecenin astronomik görüş kalitesi ve yıldızın gökyüzündeki konumuna göre U bandında 7 – 10 saniye, B bandnda ise 3 – 5 saniye aralıklarında poz süreleri kullanılmıştır. AD Leo'nun mukayese ve denet yıldızlarının standart parlaklıkları, Landolt (1992)'den seçilen BD-12° 2918 (B-V $=1^{m}.501$)'in gözlemleri ile elde edilmiştir. DO Cep'in mukayese yıldızınınki Landolt (1983)'den seçilen SAO 114 473 (B-V $=1^{m}.008$)'ün, denet yıldızınınki ise Oja (1996)'dan seçilen BD+45° 3320 (B-V $=0^{m}.551$)'nin gözlemleriyle elde edilmiştir.

***Tablo 1**: AD Leo ve DO Cep'in elde edilen salt parlaklıkları.*

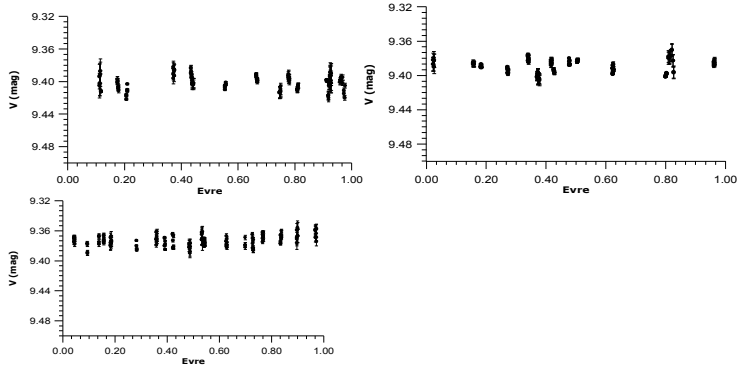
Yıldız	Uzaklık (pc)	M_U (mag)	M_B (mag)	M_V (mag)	M_R (mag)
AD Leo	4.9	13.393	12.435	10.937	9.825
DO Cep	4.0	14.590	13.078	-	-

***Tablo 2:** AD Leo ve DO Cep'in elde edilen ışıtmaları.*

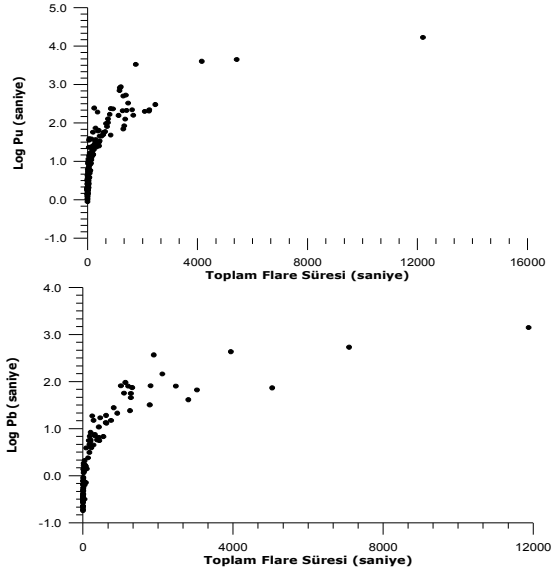
Yıldız	L_U (erg/s)	L_B (erg/s)	L_V (erg/s)	L_R (erg/s)
AD Leo	1.33E+30	2.70E+30	5.89E+30	9.99E+30
DO Cep	4.42E+29	1.78E+30	-	-

Her iki değişenin mukayese ve denet yıldızlarının diferansiyel parlaklıklarına bakıldığında, 3σ'nın üzerinde belirgin bir değişim görülmemektedir. AD Leo ve DO Cep'in görsel parlaklıkları ve Gershberg (1999)'dan alınan uzaklıklarıyla M_U, M_B, M_V ve M_R salt parlaklıkları hesaplanmıştır. Ayrıca Güneş'in, (Allen, 2000)'den alınan $M_{U_\odot}$, $M_{B_\odot}$, $M_{V_\odot}$ ve $M_{R_\odot}$ salt parlaklıkları ile $L_{U_\odot}$, $L_{B_\odot}$, $L_{V_\odot}$ ve $L_{R_\odot}$ ışıtmaları kullanılarak, yıldızların L_U, L_B, L_V ve L_R ışıtmaları elde edilmiştir. Hesaplanan bu değeler Tablo 1 ve 2'de listelenmiştir. Panov (1993)'den alınan ışık öğeri kullanılarak AD Leo'nun UBVR ışık eğrileri elde edilmiştir. Şekil 1'de, 3 gözlem sezonuna ilişkin V bandı ışık eğrileri görülmektedir. Şekil 1 dikkatli incelenirse, bir gözlem sezonu içerisinde AD Leo'nun parlaklığında 3σ'nın üzerinde bir değişim görülmemektedir. Ancak, arka arkaya gelen 3 sezonda yıldızın ortalama parlaklık düzeyinde yaklaşık 0.02 kadirlik bir artış görülmektedir. Flare taramaları sırasında AD Leo'da U bandında 175, B bandında 94 flare yakalanmıştır. DO Cep'de ise, U bandında 23, B bandında 19 flare yakalanmıştır. Bu çalışmada gözlemlerde elde edilen flare verisi, AD Leo'nun literatürde U bandında yayınlanmış 328 flare, B bandında 97 flare ve DO Cep'in U bandında 37 flare ile karşılaştırılmıştır.

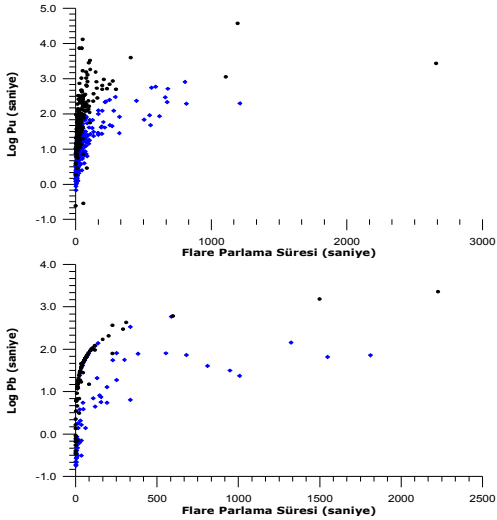
Aşağıda Şekil 2'den 5'e kadar AD Leo'nun flare parametrleri arasındaki ilişkiler görüntülenmiştir. Şekil 3, 4 ve 5'de eğriler içi dolu daireler (siyah) ve üçgen (mavi) noktalarla gösterilmiştir. Bunun nedeni, Şekil 3'de görüldüğü gibi aynı parlama süresine sahip olan bazı flarelerin enerjileri birbirinden çok farklı olmasıdır. Aralarında yaklaşık 10 katlık enerji farkları vardır. Bu şekilde ayrışma gösteren flareler, Şekil 4 ve 5'de da görüldüğü gibi diğer parametrelerde de gruplanıyorlar.



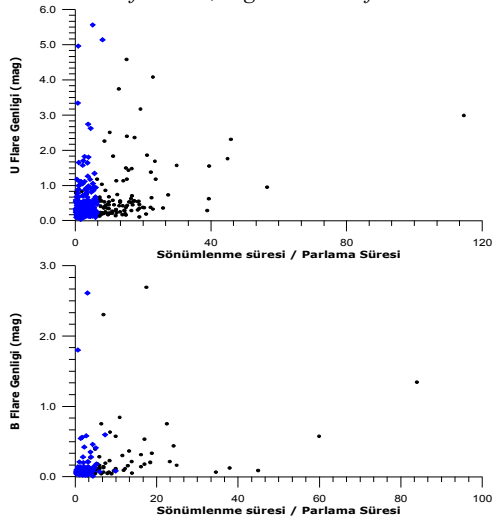
Şekil 1: *Soldan sağa doğru sırasıyla AD Leo'nun 2004-2005, 2005-2006 ve*



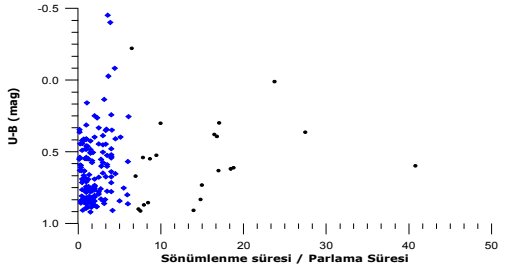
Şekil 2: *AD Leo flarelerinin, toplam flare süresine karşılık flare eşdeğer süresinin değişimi. Solda U flareleri, sağda B bandı flareleri.*



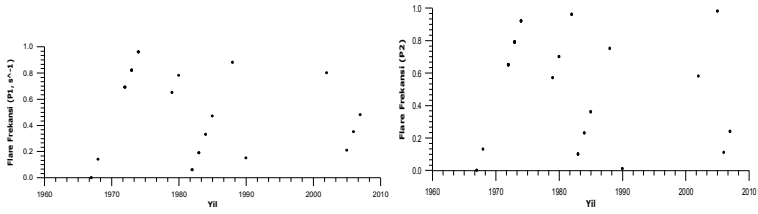
Şekil 3: *AD Leo flarelerinin, flare parlama süresine karşılık flare eşdeğer süresinin değişimi. Solda U flareleri, sağda B bandı flareleri.*



Şekil 4: *AD Leo flarelerinin, flare sönümlenme süresi ile parlama süresi oranına karşılık flare genliklerinin değişimi. Solda U flareleri, sağda B bandı flareleri.*



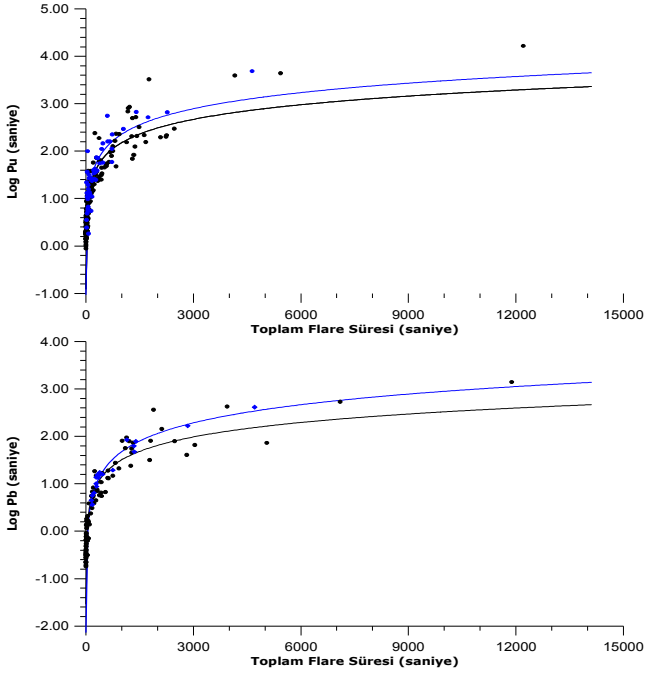
Şekil 5: *AD Leo flarelerinin, flare sönümlenme süresi ile parlama süresi oranına karşılık flare U-B rengi değişimi.*



Şekil 6*: AD Leo'nun 1967 ve 2007 yılları arasındaki P_1 (sol panel) ve P_2 (sağ panel) flare frekanslarının değişimi.*

AD Leo için görülen bu gruplanma DO Cep'de belirlenemiyor. Bunun nedeni ise DO Cep'de yeteri kadar veri olmamasından kaynaklanıyor olabilir. 1967 ve 2007 yılları arasında dağılmış flarelerin P_1 ve P_2 flare frekansları hesaplanmıştır. P_1, bir gözlem sezonunda elde edilen flarelerin sayısının o gözlem sezonundaki toplam flare tarama süresine oranıdır. P_2 ise yine bir gözlem sezonunda elde edilen flarelerin toplam eşdeğer sürelerinin toplam flare tarama süresine oranıdır (Ishida ve diğ., 1991). Şekil 6'dan da görüldüğü üzere, bu frekansların değişimi incelendiğinde birbirleriyle uyumlu değişim gösterdiği görülür. 1967 – 2007 yılları arasındaki flare frekansları Fourier tekniği ile analiz edildiğinde, P_1 frekansının 7.29 yıllık, P_2 frekansınınsa 7.63 yıllık çevrimsel bir davranış sergilediği görülür. AD Leo ve DO Cep için, toplam flare süresine karşılık flare eşdeğer sürelerinin değişimlerinin karşılaştırılması Şekil 7'de görülmektedir. İçi dolu siyah daireler AD Leo'nun verilerinini, içi dolu mavi noktalar ise DO Cep verilerini gösterir. Her iki yıldızın verileri üstel fonksiyonla temsil edildiğinde, aynı toplam süreye sahip DO Cep flareleri AD Leo flarelerine göre daha yüksek enerjili görülür. AD Leo ve DO Cep verileri için elde edilen temsiller

sırasıyla, U bandı için (4), (5) ve B bandı içinse (6), (7) nolu eşitliklerde görüldüğü gibi tanımlanmaktadır:



Şekil 7: *AD Leo ve DO Cep flarelerinin, toplam flare süresine karşılık flare eşdeğer sürelerinin karşılaştırılması. Üstte U bandı, altta B bandı flareleri.*

AD Leo (U): $y = 0.4468 \times Ln(x) - 0.9069$ ..... (4)

DO Cep (U): $y = 0.4898 \times Ln(x) - 1.0257$ ..... (5)

AD Leo (B): $y = 0.44 \times Ln(x) - 1.5338$ ..... (6)

DO Cep (B): $y = 0.5521 \times Ln(x) - 2.1339$ ..... (7)

3. Tartışma ve Sonuç

Yıldız flare olayında ortaya çıkan enerjinin kaynağı olarak iki süreç ön plana çıkmaktadır (Benz, 2008, Gurzadyan, 1988). Bunlar ısısal ve ısısal olmayan süreçlerdir (Gurzadyan, 1988). Isısal süreçlerde hızlandırılmış parçacıkların kinetik enerjilerini yıldızın yüzeyine boşaltmaları şeklinde gerçekleşir. Isısal olmayan süreçlerde ise yıldız atmosferinde ivmeli hareket eden parçacıkların çeşitli süreçlerle (baskın olarak Bremsstrahlung Işınımı) saldıkları enerji,

parlamalara neden olur (Benz, 2008, Gurzadyan, 1988). Yıldızlarda gözlenen flarelerin %95'i küçük genlikli parlamanın görüldüğü küçük enerjili olaylardır. Bu olaylarda ısısal süreçler ön plandadır. %5'lik kısımda ise büyük genlikli ani parlamaların ve ardından belirli bir düzeye kadar hızlı sönümlenmenin görüldüğü büyük enerjili flareler vardır. Bu ikinci tür flarelerde, ısısal olmayan süreçler baskındır (Gurzadyan, 1988). Gurzadyan'nın yaptığı çalışmaya göre ısısal olmayan süreçler daha çok flarenin "impulsive phase" evresi olarak tanımlanan (Benz, 2008) parlama evresinde baskındır. Bu evrede ivmeli hareket eden parçacıklar yıldız atmosferini ve yüzeyinde ani ısınmaya neden olmakta ve yıldız ışığında ani artış görülmektedir (Benz, 2008). Ancak, bazı flare ışık eğrilerinde bu ani parlama görülmez. Bu tür flarelerde, enerji üretim mekanizmasının yalnız ısısal süreçlerle kısıtlı kaldığı düşünülebilir. Dolayısıyla flare enerjilerinin üretildiği süreçler hakkında bilgiye flare parlama evresinden ulaşılabilir. AD Leo'nunu flare parametrelerini birbirleriyle olan ilişkilerini gösteren Şekil 2'den 5'e kadar olan şekiller incelinirse, flare parlama süresinin toplam flare enerjisiyle olan ilişkisi, en az iki farklı süreçle üretilmiş flareler olduğu görülecektir. Temelde, Şekil 2'de görüleceği gibi, parlamanın başlangıcından sönümlenmenin sonuna kadarki toplam enerji, sürecin uzunluğuna bağlıdır. Şekil 3'da görülen eğrilerse; AD Leo üzerinde, aynı parlama sürelerinde olmasına karşın aralarında 10 katlık enerji farkları bulunan iki grubun bulunduğunu gösterir. Bunun nedeni, Gurzadyan'nın da öngördüğü gibi (Gurzadyan, 1988) flare süreçlerinde ısısal olmayan süreçlerin flare parlama evrelerinde baskın olmasıdır. Eğer, bir flare ışık eğrisinde, sürecin tamamında çıkan enerjinin büyük kısmı parlama evresinde çıkıyorsa, bu kendini parlama süresine göre toplam enerji dağılımında ortaya koymaktadır. Diğer türe göre bu flarelerde daha kısa parlama sürelerinde daha büyük enerjilerle karşılaşılmaktadır. Bu iki gruba ayrışım kendini Şekil 4 ve 5'de görülen flare genlikleri ve flarelerin neden olduğu renk artıklarında da görülmektedir. Isısal olmayan süreçlerin baskın olduğu ve kısa parlama sürelerine sahip büyük enerjili flarelerde sönümlenme süreleri ile parlama süreleri oranları 120 gibi büyük değerlere ulaşırken, diğerlerinde bu oran 8'lerde kalmaktadır. Bu ayrım DO Cep verisinde görülmemektedir. Bunun nedeni ise, bu çalışmada elde edilen ve literatürde yayınlanan DO Cep flare verisinin az olmasıdır. AD Leo ve DO Cep flare

enerjileri karşılaştırıldığında, Şekil 7'de görüldüğü gibi aynı toplam flare süresine sahip DO Cep flarelerinin daha büyük enerjili olduğu görülmektedir. Bunun nedeni, DO Cep yüzeyinde ortaya çıkan flarelerde, ısısal olmayan süreçlerin baskın olması olabilir. Literatürde flare yıldızları için üzerinde en çok tartışma konusu olan, bu yıldızların flare aktivitesinde çevrimsel bir davranış sergileyip sergilemedikleridir. Bunun için flare frekansları tanımlanmıştır (Ishida ve diğ., 1991). AD Leo'nun 1967 ve 2007 yılları arasındaki flare verilerinden hesaplanan P_1 ve P_2 frekansları yıldan yıla değişmekte ve Fourier tekniğiyle sırasıyla 7.29 ve 7.63 yıllık bir çevrim uzunluğu belirlenmektedir. DO Cep'e ait literatürde analiz için yeterli veri olmaması nedeniyle bu yıldızın flare aktivitesinin davranışı belirlenememektedir. LO Peg, EV Lac gibi bazı flare yıldızlarında leke aktivitesi gözlenirken, V1396 Cyg gibi bazılarında gözlenememektedir (Bopp ve Espenak, 1977, Dal ve diğ., 2004, Dal ve Evren, 2006). Bu çalışmada AD Leo'nun ışık eğrilerinde, leke aktivitesi nedeniyle 3σ'nın üzerine çıkan bir değişim görülmemiştir.

Kaynaklar

Allen, N. C., 2000, *"Astrophysical Quantities"*, s.151, 152, 153, 388, A.N.Cox editor.

Andrews, A. D., 1982, IBVS, 2254, 1A.

Benz, A. O., 2008, Living Rev. Solar Phys., 5, 1B.

Bopp, B.W. and Espenak, F., 1977, AJ, 82, 916B.

Chugainov, P. F., 1974, IzKry, 52, 3C.

Dal, H. A., Evren, S., 2006, "EV Lac'ın Flare ve Leke Aktivitesi" XV. Ulusal Astronomi Toplantısı, İstanbul Kültür Üniversitesi, İstanbul (Sözlü Sunum)

Dal, H. A., Taş, G., Evren, S., Sipahi, E., 2004, "LO Pegasi'nin Yüzey Özelliklerindeki Hızlı Değişimler" XIV. Ulusal Astronomi Toplantısı, Erciyes Üniversitesi, Kayseri (Sözlü Sunum)

Gershberg, R. E., Katsova, M. M., Lovkaya, M. N., Terebizh, A. V., Shakhovskaya, N. I., 1999, A&AS, 139, 555G.

Gordon, K. C., Kron, G. E., 1949, PASP, 61, 210G.

Gurzadyan, G. A., 1988, ApJ, 332, 183G.

Ishida, K., Ichimura, K., Shimizu, Y., Mahasenaputra, 1991, Ap&SS, 182, 227I.

Landolt, A. U., 1983, AJ, 88, 439L.

Landolt, A. U., 1992, AJ, 104, 340L.
Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M., 2001, MNRAS, 328, 45M.
Mullan, D. J., 1974, ApJ, 192, 149M.
Oja, T., 1996, BaltA, 5, 103O.
Panov, K. P., 1993, IBVS.3936, 1P.
Veeder, G. J., 1974, AJ, 79, 702V.

GÜNEY YARIMKÜRE'DEN BİR W UMa TÜRÜ SİSTEM: CN HYDRI

Burcu ÖZKARDEŞ, Ahmet ERDEM, Volkan BAKIŞ

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17040, Çanakkale. Tel.: 0286 2180019/1820, Faks: 0286 2180533.
e-posta adresleri: burcu@comu.edu.tr , aerdem@comu.edu.tr , bakisv@comu.edu.tr

Özet

Güney yarımküreye ait W UMa türü yıldız CN Hyi (V = $6^m.69$)'nin ilk kez, bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrileri ile Hipparcos ışık eğrisi kullanılarak yapılan eşzamanlı çözüm sunulmaktadır. Sistemin tayfsal gözlemleri, Eylül 2007'de, Mt. John Üniversite Gözlemevi'nde 1m'lik McLellan teleskobu ve buna bağlı HERCULES echelle tayfçekeri kullanılarak yapılmıştır. Bu gözlemlerden sisteme ilişkin 29 tayf elde edilmiştir. Dikine hız ölçümleri için en uygun tayf çizgisi olarak MgII 4481 A çizgisi seçilmiştir. Sistemin bileşenlerinin dikine hızları, Gauss çizgi kesit fiti ve KOREL programı kullanılarak belirlenmiştir. Yörünge çözümünden sistemin tayfsal kütle oranı 0.173 olarak belirlenmiştir. Bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrileri ile Hipparcos ışık eğrisi, Wilson-Devinney programının 1992 versiyonu kullanılarak, eşzamanlı çözümlenmiştir. Bu çözümde sisteme ek bir üçüncü cismin ışıtmaya olan katkısı, Hipparcos Kataloğunda verilen değerde sabit tutularak gözönüne alınmıştır. Eşzamanlı çözümle, sistemin salt öğeleri doğrudan hesaplanabilmektedir. Buna göre, bileşenlerin kütleleri $m_1=1.93\ M_\odot$ *ve* $m_2=0.33\ M_\odot$, yarıçapları $R_1=1.82\ R_\odot$ ve $R_2=0.87\ R_\odot$, görsel salt parlaklıkları $M_{v1}=2^m.95$, $M_{v2}=4^m.64$'dir. Uzaklık modülünde, Schlegel ve ark. (1998)'nın yöntemiyle hesaplanan yıldızlararası galaktik soğurma gözönüne alındığında, sistemin uzaklığı 60±9 pc olarak bulunur.

Ayrıca, sistemin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları da tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Yıldızlar: çiftler: yakın; örten; tek sistem: CN Hyi*

Abstract

We present the simultaneous analysis of the Hipparcos light curve and radial velocity curves of the W UMa type system CN Hyi, which belongs to the Southern Hemisphere, obtained in this study for the first time. The spectroscopic observations of the system were made at the Mt. John University Observatory by using the 1 m. McLellan telescope which attached HERCULES (High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Echelle Spectrograph) fibre-fed echelle spectrograph in September 2007. A total of 29 spectra have been collected for CN Hyi. In order to determine the radial velocities the MgII 4481 Å line was selected as a suitable spectral line. The radial velocities for both components of the system are determined by using the fitting Gaussian method and the KOREL program. The spectroscopic mass ratio of the system was computed to be 0.173 from the orbital solution. We performed the simultaneous solution of the Hipparcos light curve and radial velocity curves using the 1992 version of the Wilson-Devinney method. We also considered the third light, which was given in the Hipparcos catalogue. From the simultaneous solutions, the absolute parameters of the system were obtained. They are $m_1=1.93\ M_\odot$, $m_2=0.33\ M_\odot$, $R_1=1.82\ R_\odot$, $R_2=0.87\ R_\odot$, $M_{v1}=2^m.95$, $M_{v2}=4^m.64$. Using the method of Schlegel et al. (1998) for galactic extinction, the distance of the system was calculated to be 60±9 pc. The positions in the HR diagram of the components of CN Hyi were also discussed.

Key words: *Stars: binaries: close; eclipsing; Stars: individual: CN Hyi*

1. Giriş

Bu çalışmada, Güney Yarımküreye ait ve görece parlak ($V=6^m.69$) W UMa türü örten çift yıldız olan CN Hyi (HIP 12884 = HD 17653, F6V, $P=0^g.456107$) sistemi ele alınmıştır. Bu yıldız, ilk kez, Moreno ve Carrasco (1986) tarafından fotometrik olarak gözlenmiş; Olsen (1994), Galaksinin yapısını ve evrimini incelemek amacıyla 6190 yıldızın 6924 ubvy gözlemlerinden oluşturduğu kataloğa CN Hyi'yi de dahil etmiştir. Kazarovets ve ark. (1999), GCVS ölçütlerine göre Hipparcos kataloğundan seçilen 317 sistemin 74. isim listesini oluşturarak bu çalışmada ele aldığımız sistemi, CN Hyi olarak adlandırmışlardır. Fabricius ve Makarov (2000), Tycho gözlemlerini kullanarak 7000 den fazla Hipparcos çift ve çoklu yıldızların bileşenleri için yaptıkları iki renk fotometresinden CN Hyi'nin B_T ve V_T renklerini sırasıyla $7^m.23$ ve $6^m.77$ olarak vermişlerdir. Adelman ve ark. (2000), Bright Star kataloğunda verilen ve tayf ile ışıtma sınıfı aralığı sırasıyla F1-F9 ve III-V olan yıldızların Hipparcos fotometrisini gözönüne alarak yaptıkları listede CN Hyi sisteminin genliğini $0^m.26$ olarak vermişlerdir. Rucinski (2002), parlaklık sınırı $7^m.5$ ve dönemi bir günden kısa olan parlak değen çift yıldızlara ilişkin yaptığı çalışmada, CN Hyi sistemini de dâhil etmiştir. Selam (2004), Hipparcos fotometrisine dayanarak seçtiği 64 sistemin ışık eğrisini, Rucinski (1993 b) tarafından verilen ışık eğrisi sentezi yöntemine göre analiz etmiş ve bu sistemlerin geometrik ögelerini (q, f ve i) belirlemiştir. Buna göre, CN Hyi'nin geometrik öğelerini (q,f ve i) sırasıyla, 0.23, 0.60 ve 60° olarak vermiştir. Nordström ve ark. (2004), parlaklıkça sınırlı ve kinematik olarak F ve G tayf türünden cüce yıldızlara yakın 16682 sistemin metallilik, rotasyon, yaş, kinematik ve Galaktik yörüngelerine ilişkin yeni veriler sunmuşlar ve CN Hyi'nin logaritmik metalliliğini (log Fe/H) güneş biriminde -0.21 ve yaşını 2.3 Gyr olarak vermişlerdir. Wadhwa ve Zealey (2005), sistemin Hipparcos ışık eğrisini kullanarak fotometrik analizini yapmışlardır. Yazarlar bu çalışmalarında, kütle oranı taraması yaparak sistemin fotometrik kütle oranını 0.25 bulmuşlar, yörünge ve mutlak parametrelerini elde etmişlerdir. Rucinski (2006)'nin, $M_v= M_v(\log P)$ kalibrasyonu için kullandığı 21 Hipparcos sisteminden biri CN Hyi'dir. Pribulla ve Rucinski (2006), CN Hyi'nin de dahil olduğu, çevresinde en az bir ilave bir cisim olan 151 değen çift sistemin bir listesini oluşturmuşlardır. Bu listede, CN Hyi için sistemle ilave cisim

arasındaki parlaklık farkını $\Delta V=3^{m}.76$ olarak vermişlerdir. Değen çift sistemler için yapılan kataloglar arasında, Pribulla ve ark. (2003) ve Malkov ve ark. (2006), CN Hyi ile birlikte değen çiftlerin bazı fiziksel özelliklerini vermişlerdir.

Bu çalışmada Güney Yarımküreden seçilen W UMa türü sistem CN Hyi'nin ilk kez tayfsal gözlemlerinin yapılması, bu gözlemlerden faydalanılarak Hipparcos ışık eğrisi ile dikine hızların eşzamanlı çözümünün elde edilmesi ve böylece sisteme ilişkin salt parametrelerin ilk kez hesaplanarak literatüre sunulması amaçlanmıştır.

2. Tayfsal Gözlemler ve Verilerin İndirgenmesi

W UMa türü CN Hyi sisteminin tayfları, Eylül 2007 gözlem sezonunda, Yeni Zellanda Tekapo Gölü yakınında (~43°59^{d} G, 174°27^{d} D) yer alan Mt. John Üniversite Gözlemevinde (MJUO) alınmıştır. Gözlemlerde, 1m çaplı McLellan teleskobu ve buna 20m uzunluğunda fiber kablolarla bağlı, Canterbury Üniversitesi Fizik ve Astronomi Bölümü'nce yapılmış, HERCULES (**H**igh **E**fficiency and **R**esolution **C**anterbury **U**nivercity **L**arge **E**chelle **S**pectrograph) tayfçekeri ile piksel sayısı 4kx4k olan SI600s (Spectral Instruments 600 Series) CCD kamerası kullanılmıştır. Bu tayfçeker, ısısal olarak dış ortamdan yalıtılmış olan ve sağlam bir zeminde bulunan vakumlu bir tankın içine konmuştur. Tayfçeker, dalgaboyu aralığı 380nm ile 900nm olup 100 tayf dizisi elde edilecek şekilde tasarlanmıştır. R=41000 ve R=70000 olmak üzere iki farklı yüksek çözümleme gücünde gözlem yapılabilmektedir. Gözlemin yapılacağı çözünürlük gücüne, farklı boyutlardaki üç fiber kablonun seçimine göre karar verilmektedir. R=41000 çözünürlük gücü için içinde yarık olmayan 100 μm boyutlu Fiber 1 olarak adlandırılmış fiber kablo kullanılmaktadır. Bu fiber çekirdeğinin gökyüzü üzerine düşürülmüş izdüşümünün açısal büyüklüğü (θ~4.5″) olup MJUO'de yaklaşık 3.5″ olarak belirtilen (Hearnshaw ve ark., 2002) görüş açısından küçük değildir. Bu nedenle gözlemlerde, Fiber-1 seçilmiştir. R=70000 için Fiber 2 ve Fiber 3 seçilmektedir fakat bunun için çok daha iyi hava koşulları (θ~2″) gerekmektedir. Dört gecelik gözlem sonucunda CN Hyi'ye ait toplam 29 tayf alınmıştır. Çizelge 1'de gözlem bilgileri

verilmektedir. Gözlemlerde, her poz öncesi ve sonrasında, toryum-argon lambası, mukayese tayfı olarak alınırken; flat düzeltmesi için, her gece beyaz ışık görüntüsü de alınmıştır. Tüm tayflar, Canterbury Üniversitesi Fizik ve Astronomi Bölümü tarafından geliştirilen Hercules Reduction Software Package (HRSP: Skuljan, 2007) yazılımı kullanılarak indirgenmiştir. Tayfların normalizasyonu için süreklilik üzerinde seçilen bölgelere fit edilen ve genelde ikinci ya da üçüncü dereceden olan polinom fonksiyonları kullanılmıştır.

Çizelge 1. *CN Hyi yıldızının tayfsal gözlemleriyle ilgili bilgiler*

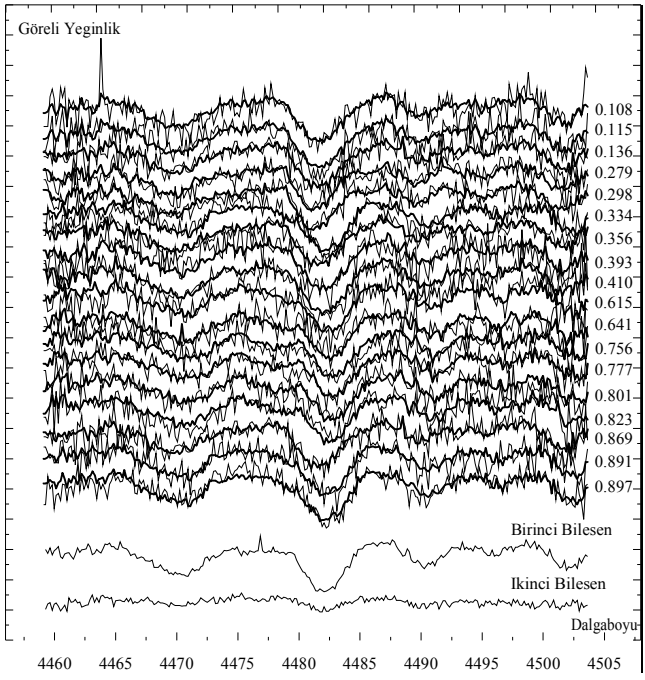
No	Görüntü	Tarih	Poz Süresi(s)	S/N
1	J4349009	05.09.2007	1080	53
2	J4349011	″	1020	54
3	J4349019	″	600	56
4	J4349021	″	720	56
5	J4349030	″	600	60
6	J4349032	″	610	62
7	J4349050	″	600	66
8	J4349052	″	600	64
9	J4350007	06.09.2007	900	63
10	J4350009	″	660	68
11	J4350025	″	600	71
12	J4350027	″	610	66
13	J4350033	″	600	62
14	J4350035	″	600	61
15	J4350048	″	600	69
16	J4350050	″	600	72
17	J4350056	″	600	69
18	J4351007	07.09.2007	600	72
19	J4351009	″	600	72
20	J4351017	″	620	77
21	J4351019	″	620	76
22	J4351024	″	720	89
23	J4351044	″	720	89
24	J4351046	″	600	83
25	J4351049	″	600	81
26	J4351052	″	600	80
27	J4352007	08.09.2007	660	50
28	J4352013	″	660	81
29	J4352016	″	660	60

3. Dikine Hız Ölçümleri ve Yörünge Çözümü

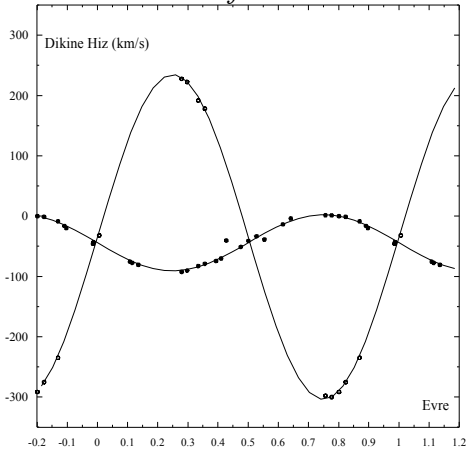
Dikine hız ölçümleri, çizgi kesitlerine Gauss fiti yapılarak ve Fourier ayıklama yöntemine dayanan KOREL (Komponent spectra and ORbital Elements, Hadrava, 2004) programı kullanılarak belirlenmiştir. İki farklı yöntemin kullanılması, ölçümlerin denetlenmesine ve elde edilen yörünge çözümünün daha duyarlı olmasına olanak verir. Ölçümlerde, her iki bileşenin çizgi kesitlerinin net olarak görüldüğü 127 numaralı tayf dizisinin dalgaboyu aralığında bulunan MgII 4481 Å soğurma çizgisi kullanılmıştır.

Her bir MgII 4481 Å çizgisine, IRAF paketindeki "splot" programı kullanılarak Gauss kesit fiti yapılmış, buradan, NIST veri tabanından tayf çizgisinin laboratuvar dalgaboyu alınarak Doppler Kayma hızları belirlenmiştir. Yörünge parametrelerinin başlangıç değerlerini elde etmek amacıyla en küçük kareler yöntemiyle bu hızlara fit yapılmış ve bu işlemde sistemin ortak kütle merkezinin hızı (γ), bileşenlerin dikine hızlarının yarı genlikleri ($K_{1,2}$) ve tutulma zamanı (T_0) serbest parametreler olarak seçilmiştir.

İkinci yöntem olarak, Petr Hadrava (1995, 2004) tarafından Fortran dilinde yazılmış ve bir çizgi kesitindeki çift ya da maksimum beş yıldız bileşenlerinin akı katkılarının Fourier analiziyle ayrıştırılmasına dayanan KOREL programı kullanılmıştır. Bileşenlerin çizgilerinin KOREL programınca tayin edilen bir mukayese tayfına göre çapraz eşlemesi yapılarak dikine hızları belirlenir ve buradan yörünge çözümü yapılır. Gauss fitiyle belirlenen dikine hızların analizinden elde yörünge parametreleri KOREL programında girdi değerler olarak kullanılmıştır. Bu yöntemle, 127. tayf dizisindeki tayf çizgileri bileşenlerine ayrılmıştır. Sonuç olarak eşzamanlı çözüm için kullanılan dikine hızlar bu iki yöntemden elde edilen değerlerin ortalamasıdır. Sistemin tayfsal yörünge çözümünden tayfsal kütle oranı, ilk kez bu çalışmadan, $q = 0.173$ olarak bulunmuştur. Çizelge 2'de ortak çözümden elde edilen CN Hyi sisteminin tayfsal yörünge parametreleri, Şekil 1'de ise üst üste bindirilmiş gözlem tayfları ve KOREL fitleri ile dikine hız eğrileri verilmiştir.



Şekil 1. *CN Hyi sisteminin MgII 4481 Å bölgesinde gözlenen tayfları ve KOREL analizinden elde edilen fitler.*



Şekil 2. *Sistemin yörünge çözümünden elde edilen dikine hız eğrileri ve gözlem noktalarıyla karşılaştırılması.*

Çizelge 2. *CN Hyi sisteminin tayfsal yörünge çözümü*

Parametre	**Değer**
T_0 (HJD)	48500.0345(20)
P (gün)	0.456107
K_1 (km/s)	46.5(1.8)
K_2 (km/s)	269.4(2.9)
q (m_2/m_1)	0.173(5)
$m_1 \sin^3 i$	1.23(3)
$m_2 \sin^3 i$	0.22(1)
Asini	2.82(2)

4. Fotometrik Analiz

İlk kez bu çalışmadan elde edilen dikine hız eğrileri ile literatürden Hipparcos ışık eğrisinin eşzamanlı çöüzmü için Wilson-Devinney yönteminin (WD: Wilson ve Devinney, 1973) 1992 versiyonu kullanılmıştır. Hipparcos parlaklıkları, Rucinski ve Duerbeck (1997) tarafından verilen $Hp\text{-}V = 0.22(B\text{-}V)$ kalibrasyonu kullanılarak görsel renk parlaklığına dönüştürülmüştür. Parlaklığın bire normalize edilmiş akı değerlerine dönüşümünde $V_{max}=6^m.56$ alınmıştır.

WD yöntemi uygulanırken bazı parametreler sabit alınır ve değerleri, gözönüne alınan sisteme karşılık geldiği düşünülen kuramsal modellerden tahmin edilir. Bu çalışmada yöntem uygulanırken sabit alınan parametreler ve değerleri şunlardır: Sistemin baş bileşeninin sıcaklığı için, Simbad ve Hipparcos veri tabanında sistem için verilen F6V tayf türüne karşılık Budding ve Demircan (2007) tarafından anakol yıldızları için verdikleri istatistiksel tablodan yaralanılarak 6500 K sıcaklık değeri alınmıştır. Lineer olmayan kenar kararma katsayıları için Diaz-Cordoves ve ark. (1995) ve Claret ve ark. (1995)'in verdiği çizelgeler kullanılmıştır. Bolometrik çekim kararma katsayıları olarak Lucy (1967)'nin konvektif zarflar için verdiği 0.32 değeri; bolometrik albedolar için ise Rucinski (1969)'nin konvektif zarflar için verdiği 0.5 değeri kabul edilmiştir. Sistemin

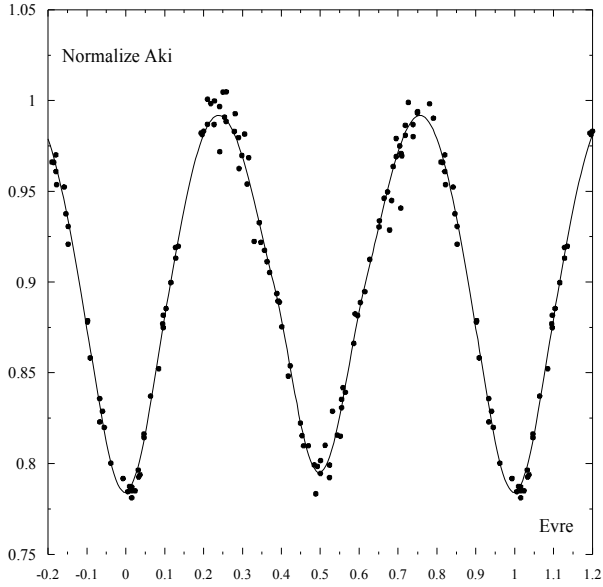
birinci ve ikinci bileşenleri için senkronize dönme ve çembersel yörünge varsayımı yapılmıştır. CN Hyi sistemi, Hipparcos Katalogunda çift ve çoklu sistemler çözümünde, A ve B bileşenli olarak verilmektedir. A bileşen, gözönüne aldığımız W UMa sistemini Hp=6.79±0.02; B bileşen, sistemdeki üçüncü cismi Hp=10.56±0.09 parlaklığında tasvir etmektedir. Katalogdan verilen bu parlaklık değerleri kullanılarak, WD yöntemi için üçüncü ışık katkısı 0.03 olarak alındı.

Çözümde serbest bırakılan parametreler ise; göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu *a*, evre kayması *Phaseshift*, 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. Diğer yandan, sistemin kütle oranı için, bu çalışmadaki tayfsal gözlemlerden elde edilen 0.173 değeri programa girdi değeri olarak alınmış ve bu parametre de serbest bırakılmıştır. Çizelge 3'te eşzamanlı çözümden elde edilen sonuçlar, Şekil 3'te ise sistemin normalize edilmiş ışık eğrisi ve buna en iyi uydurulan kuramsal fit gösterilmektedir.

Çizelge 3. *CN Hyi'nin ışık ve dikine hız eğrilerinin WD yöntemiyle elde edilen eşzamanlı çözüm sonuçları*

Parametre	**Değeri**
a ($R_\odot$)	3.27(3)
$V\gamma$ (km/s)	-42.7(9)
Phaseshift	-0.0020(11)
q (m_2/m_1)	0.173(3)
i (derece)	62.4(9)
T_1 (K)	6500
T_2 (K)	6386(91)
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.103(11)
değme derecesi	0.55
l_1/l_{123} V	0.75(1)
l_3/l_{123} V	0.03

r_1	0.557(3)
r_2	0.266(10)
$\Sigma W(O\text{-}C)^2$ –RV1	0.00499
$\Sigma W(O\text{-}C)^2$ –RV2	0.00255
$\Sigma W(O\text{-}C)^2$ –V	0.00402



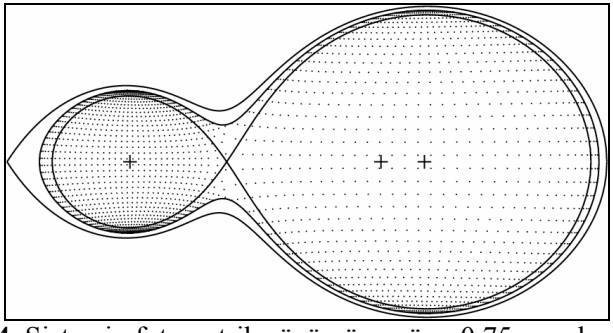
Şekil 3. *CN Hyi'nin normalize edilmiş ışık eğrisi ve buna uydurulan kuramsal fit eğrisi.*

5. Sonuçlar ve Tartışma

Bir örten çift yıldızın salt parametrelerinin belirlenmesinde, yıldızın ışık eğrisi(leri) dikine hız eğrileriyle birlikte eşzamanlı olarak çözümlenmektedir. Bu anlamda dikine hız eğrilerinin elde edilmesi önemlidir. CN Hyi sistemine ilişkin literatürde dikine hız verisine rastlanmamaktadır. Wadhwa ve Zealey (2005), sistemin Hipparcos ışık eğrisini dikine hız eğrileri olmadan çözmüşlerdir. Yazarlar bu çalışmalarında, kütle oranı taraması yapmışlar ve sistemin fotometrik kütle oranını 0.25 olarak belirlemişlerdir. Bu çalışmada, ilk kez, CN Hyi tayfsal olarak gözlenmiş; sistemin dikine hız eğrileri çıkarılmış ve buradan tayfsal kütle oranı belirlenmiştir. Yörünge çözümü sonucu

sistemin tayfsal kütle oranı 0.173 olarak bulunmuştur. Böylece, yalnızca fotometrik yolla bulunan kütle oranı ile güvenilir/duyarlı yolla bulunan tayfsal kütle oranı arasındaki fark, dikine hız eğrilerinin önemini açıkça göstermektedir.

W UMa türü sistemler, ışık eğrilerinde, genelde, maksimum düzeyler arasında asimetri(ler) (O'Connell etkisi) gösterir ve konvektif atmosferler yaklaşımı altında bu asimetri manyetik aktivite kökenli soğuk leke(ler) olarak ele alınır. Bu çalışmada kullanılan Hp ışık eğrisinde maksimum düzeyler arasında herhangi bir asimetriye rastlanmamaktadır. Ancak, yine de sistemin bileşenlerinin konvektif atmosferlere sahip olabilecek düzeyde yüzey sıcaklıklarının uygun olması ve manyetik soğuk lekeler ışık eğrisinde maksimum düzeyler dışında herhangi bir evrede (özellikle minimum çukurlarında) gizli bir etki verebileceği olasılığı altında hem lekeli hem de lekesiz çözüm modelleri aranmış; sistemin gözlemlerini en iyi yansıtan model için $\Sigma W(O\text{-}C)^2$ değerlerine bakılarak lekesiz model seçilmiştir. Sonuç olarak, bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrileri ile Hp ışık eğrisinin eşzamanlı çözümü, CN Hyi sistemini, aşırı değme durumunda, iç ve dış Langrangian sıfır hız yüzeylerini ~%55 oranında doldurmuş bulunan bir A alttürü W UMa değen çift sistemi olarak tanımlamaktadır. Şekil 4'te, sistemin, fotometrik çözüm kullanılarak bulunan iç ve dış eşpotansiyel yüzeyler gösterilmektedir.



Şekil 4. Sistemin fotometrik çözümüne göre, 0.75 evrede, Roche eşpotansiyel yüzey geometrisi.

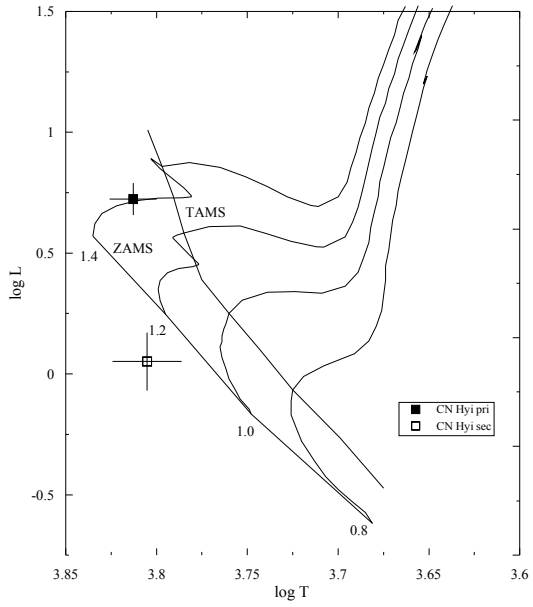
Işık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümü, sistemin mutlak parametrelerini hesaplamaya olanak tanımaktadır. CN Hyi'nin

elde edilen mutlak parametreleri, hatalarıyla birlikte, Çizelge 4'de 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, Budding ve Demircan (2007) tarafından verilen çizelgeler kullanılmıştır. Schlegel ve ark. (1998) tarafından verilen yönteme göre renk artığı $E(B\text{-}V)$=0.024 olarak bulunmuştur. Böylece, yıldızın uzaklık hesabında, A_V=3.1$E(B\text{-}V)$ biçiminde yıldızlararası galaktik soğurma kullanılırsa; uzaklık modülü, bu çalışmada elde edilen çözüm sonuçlarına göre sistemin uzaklığını, 60±9 pc olarak verir. Öte yandan, eğer W UMa türü sistemler için Rucinski (2006)'nın verdiği dönem-renk-parlaklık bağıntısı yada Eker ve ark.(2008) tarafından verilen J-H-K dönem-renk kalibrasyonu kullanılırsa; yıldızın uzaklığı, sırasıyla, 57 pc yada 50 pc çıkar. Hipparcos Katalogunda da uzaklık değeri 58 pc olarak gözükmektedir.

Çizelge 4. Sistemin eşzamanlı çözümden elde edilen mutlak parametreleri

Parametre	**Değeri**
m_1 ($m_\odot$)	1.93(9)
m_2 ($m_\odot$)	0.33(2)
R_1 ($R_\odot$)	1.82(3)
R_2 ($R_\odot$)	0.87(4)
log g_1 (cgs)	4.2(1)
log g_2 (cgs)	4.08(1)
M_{bol1}	2.94(17)
M_{bol2}	4.62(30)
M_{v1}	2.95(17)
M_{v2}	4.64(30)
L_1 ($L_\odot$)	5.29(81)
L_2 ($L_\odot$)	1.13(31)
$M_{\rm V}$	2.74
d (pc)	60(9)

Sistemin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları, Şekil 5'te gösterilmektedir. Bu diyagramda, büyük kütleli bileşenin 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, Mochnacki (1981), baş bileşenden ikinciye enerji transferinin ikinci bileşenleri olağandan daha parlak gösterdiğini ileri sürmekte; Hilditch (2001) ise sistemin fotometrik analizinden ikinci bileşenin yüzeyi için tahmin edilen sıcaklığın aslında sistemin ortak zarfının sıcaklığını temsil ettiğini söylemektedir.



Şekil 5. CN Hyi'nin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları. Evrim çizgileri (sürekli çizgiler), Güneş'in kimyasal kompozisyonuna göre, Girardi ve ark. (2000)'dan alınmıştır. ZAMS'daki sayılar, evrim çizgileri için başlangıç kütlelerini göstermektedir.

Kaynaklar

Adelman, S.J., Coursey, B.C., Harris, E.A., 2000, Information Bulletin on Variable Stars, 5003

Budding, E., Demircan, O., 2007, "*Introduction to astronomical photometry*" by E. Budding and O. Demircan. 2nd edition. Cambridge: Cambridge University Press, 2007 xvi, 434 p. Cambridge observing handbooks for research astronomers, vol. 6. ISBN 0521847117

Claret, A., Diaz-Cordoves, J., Gimenez, A., 1995, "*Linear and non-linear limb-darkening coefficients for the photometric bands R I J H K*", Astronomy and Astrophysics Supplement, 114, 247

Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A.,1995, "*Linear and non-linear limb-darkening coefficients for LTE model atmospheres*", Astronomy and Astrophysics Supplement, 110, 329

Eker, Z., Bilir, S., Yaz, E., Demircan, O., 2008, Astronomische Nachrichten (submitted)

Fabricius, C., Makarov, V.V., 2000, "*Two-colour photometry for 9473 components of close Hipparcos double and multiple stars*", Astronomy and Astrophysics, 356, 141-145

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

Hadrava, P., 1995, "*Orbital elements of multiple spectroscopic stars",* Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 114, 393-396

Hadrava, P., 2004, "*FOTEL 4 - User's guide*", Publications of the Astronomical Institute of the Academy of Sciences of the Czech Republic, 92, 1-14

Hearnshaw, J. B.,Barnes, S. I., Kershaw, G. M., Frost, N., Graham, G., Ritchie, R., Nankivell, G. R.,2002, "The Hercules Échelle Spectrograph at Mt. John", *Experimantal Astronomy*, 13, 59-76

Hilditch, R.W., 2001, "*An Introduction to Close Binary*", pp. 392. ISBN 0521241065. Cambridge, UK: Cambridge University Press, March 2001.

Kazarovets, N.N.S., Durlevich, O.V., Frolov, M.S., Antipin, S.V., Kireeva, N.N., Pastukhova, E.N., 1999, "*The 74th Special Name-List of Variable Stars*", Information Bulletin on Variable Stars, 4659

Lucy, L. B., 1967, "*Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes*", Zeitschrift für Astrophysik, 65, 89

Malkov, O. Yu., Oblak, E., Snegireva, E. A., Torra, J., 2006, "*A catalogue of eclipsing variables*", Astronomy and Astrophysics, 446, 785-789

Mochnacki , S. W. ,1981, "*Contact binary stars*", Astrophysical Journal, 245, 650-670

Moreno, H., Carrasco, G., 1986, "*UBVRI photometry of FK4 and FK4 supplement stars*", Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 65, 33-39

Nordström Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jørgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N., 2004, "*The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of ˜14 000 F and G dwarfs*", Astronomy and Astrophysics, 418, 989-1019

Olsen, E. H., 1994, "*Stroemgren photometry of F- and G-type stars brighter than V = 9.6. I. UVBY photometry*", Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 106, 257-266

Pribulla Pribulla, T., Kreiner, J. M., Tremko, J., 2003, "*Catalogue of the field contact binary stars*", Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 33, 38-70

Pribulla, T., Rucinski, S. M., 2006, "*Contact Binaries with Additional Components. I. The Extant Data*", The Astronomical Journal, 131, 2986-3007

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

Rucinski, S.M., 1993b, "*A simple description of light curves of W UMa systems*", Astronomical Society of the Pacific, Publications, 105, 1433-1440

Rucinski, S.M., 2002, "*The 7.5 Magnitude Limit Sample of Bright Short-Period Binary Stars. I. How Many Contact Binaries Are There?*", Astronomical Society of the Pacific, Publications, 114, 1124-1142

Schlegel, David J., Finkbeiner, Douglas P., Davis, Marc, 1998, "*Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*", Astrophysical Journal, 500, 525

Selam, O.S., 2004, "*Key parameters of W UMa-type contact binaries discovered by HIPPARCOS*", Astronomy and Astrophysics, 416, 1097-1105

Skuljan, J., 2007, "*HRSP Hercules Reduction Software Package*"

Wadhwa, S.S., Zealey, W.J., 2005, "*UX Ret and CN Hyi: Hipparcos Photometry Analysis*", Astrophysics and Space Science, 295, 463-472
Wilson, R. E.; Devinney, E. J., 1973, "*Fundamental data for contact binaries: RZ Comae Berenices, RZ Tauri, and AW Ursae Majoris*", Astrophysical Journal, 182, 539-547

V1191 Cyg: Işık Eğrisi ve Dönem Analizi

Rahşan KALCI[1] ve Ethem DERMAN[2]

IBM Türk Ltd. Sti., Büyükdere Cad. Yapı Kredi Plaza B Blok, Levent İSTANBUL , e-posta: rahsan@tr.ibm.com ,[2]Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan ANKARA 06100 e-posta: ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet

V1191 Cyg, W UMa türü bir örten değişen sistemdir. Mayer (1965) tarafından değişen yıldız olduğu bulunmuştur. Sistemin dikine hız gözlemi Rucinski ve ark. (2008) tarafından gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmada sistemin 2007 yılında Tübitak Ulusal Gözlemevinde gözlemiş ışık eğrisi, Wilson-Devinney (2003) analiz programı kullanılarak ışık eğrisi analizi gerçekleştirilmiştir. Sistemin bugüne kadar yayınlanmış minimum zamanları ve kendi gözlemlerimiz sonucu elde ettiğimiz 2 yeni minimum zamanı da eklenerek sistemin dönem analizi gerçekleştirilmiştir. Oldukça küçük kütle oranına sahip V1191 Cyg sisteminin, daha önce incelediğimiz küçük kütle oranına sahip CK Boo ile fiziksel benzerlikleri araştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *V1191 Cyg, W UMa, Işık Eğrisi Çözümü , Dönem Analizi*

Abstract

V1191 Cyg is a W UMa type eclipsing binary system. This system have been discover from Mayer (1965). The radial velocity observations were made by Rucinski et al. (2008). In this study, the light curve analysis of the system is presented with the help of Wilson-Devinney (2003) analysis programme by using the light curves obtained at the Tubitak

National Observatory. The period analysis is performed using minima times which are either published in the literature before or as a result of our own observations. V1191 Cyg have fairly small mass ratio. CK Boo, which we previosly analyzed, has small mass ratio had been investigated the physical similaries with V1191 Cyg system which has also quite small mass ratio

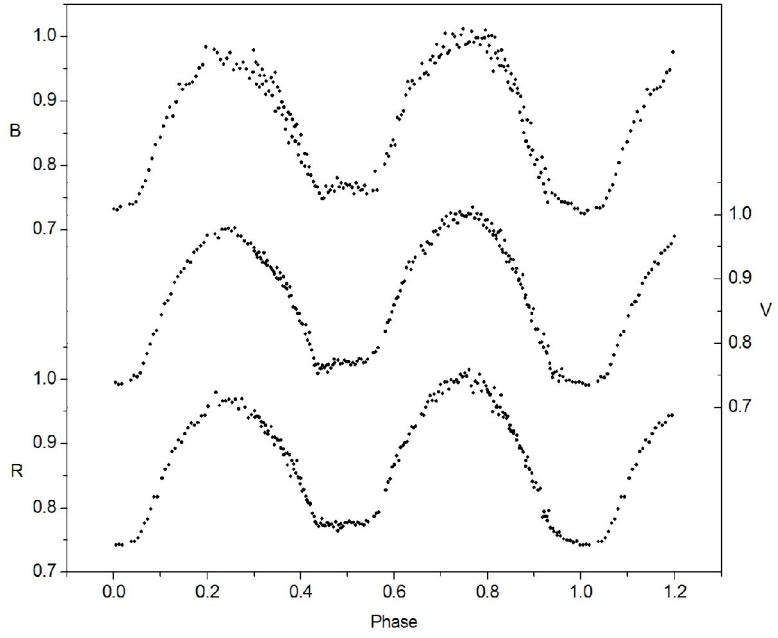
Key words: *V1191 Cyg, W UMa, Eclipsing Binary Stars, Light Curve Analysis, Period Analysis*

1. Giriş

V1191 Cyg; Mayer (1965) IC 1318b bulutsusundaki yıldızların fotoelektrik fotomerisini yaparken tesadüfen keşfetmiş ve W-UMa türü değişen bir çift sistem olduğunu belirtmiştir. Sistem keşfedildikten sonra uzun bir süre üzerinde hiç bir çalışma yapılmamıştır. 1995 yılından itibaren minimum zamanları gözlenmiştir. Pribulla ve ark. (2005) sistemin ilk ışık eğrisi ve dönem analizini yapmış ve sistemin döneminin $\Delta P/P = 2.12\ 10^{-6}$ year^{-1} hızla arttığını belirterek derin olan minimumun tam tutulma göstermesinden dolayı W- türü bir W-UMa olarak sınıflandırmışlar. Bu çalışmanın ışık eğrileri incelenirse B ve V bantlarında her iki minimumun derinliğinin eşit olduğu görülür. V1191 Cyg sisteminin dikine hız gözlemi Rucinski ve ark.(2008) Tarafından yapılmış ve sistemin tayf türünün F6V ve dikine hızından da W alt türünden bir W UMa örten değişen olduğu saptanmıştır. Sistemin kütle oranını ise 0.107 olarak bulmuşlardır.

2. Gözlemler

V1191 Cyg yıldızı 2007 yılında Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde 40 cm'lik Schmidt-Cassegrain türü teleskop ile Apogee ALTA U47 CCD kullanılarak BVR bandlarında gözlenerek sistemin ışık eğrisi elde edilmiştir. Sistemin ışık eğrisi şekil 2.1 de gösterilmiştir. Gözlemler sonucu birer adet 1. ve 2. minimum gözlenmiş ve literatürden toplanan minimum zamanlarına eklenerek sistemin dönem analizi gerçekleştirilmiştir.



Şekil 2.1 V1191 Cyg ışık eğrisi

3. Dönem Analizi

V1191 Cyg'nin dönem analizi, Pribulla ve ark. (2005) tarafından, 29 adet CCD ve fotoelektrik minimum zamanları kullanılarak yapılmış ve analiz sonucu V1191 Cyg'nin döneminin $\Delta P/P = 2.12\ 10^{-6}\ year^{-1}$ hızla arttığını belirtmişlerdir.

Sistemin Mayer (1965) tarafından keşfedildiğini belirtmiştik. Mayer, V1191 Cyg sisteminin hep aynı minimumunu gözlemiş ve elde ettiği bu minimumu 1. min olarak kabul etmiştir. Pribulla ve ark. (2005) analizlerinde, sistemin ışık eğrisinde her iki minimumun derinlikleri hemen hemen birbirine eşit olduğundan Mayer (1965) tarafından belirtilen ışık elemanlarını kullanmışlardır. Bizim gözlemlerimizde ilk göze çarpan, Mayer'in ışık elemanlarına göre 2. minimumun 1. minimumdan daha derin olmasıdır. O nedenle çalışmamızda minimumların yeri değiştirilmiştir. Aşağıda dönem analizinde kullandığımız ışık elemanları yer almaktadır.

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2454353.4711 + 0.313377\ E$$

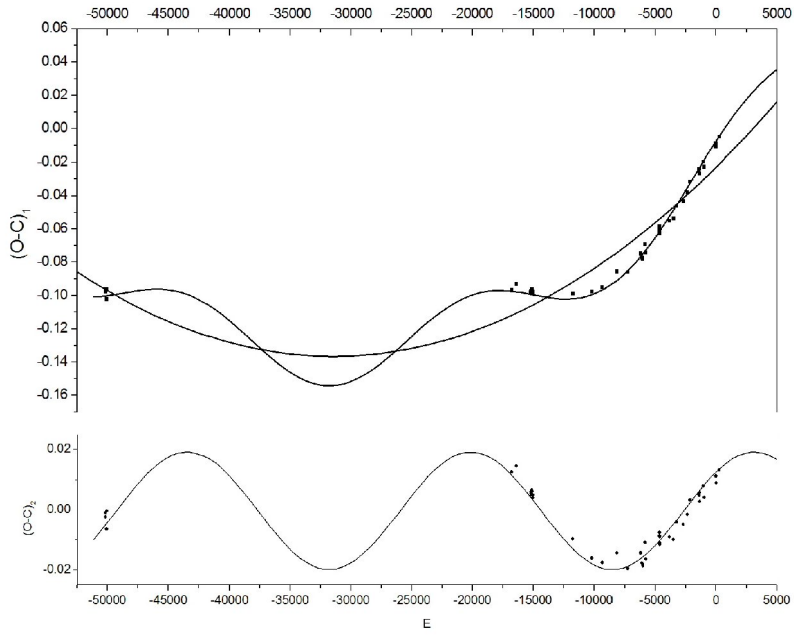
Bu çalışmada literatürde yer alan minimun zamanlarına ek olarak yeni elde edilmiş 2 minimum zamanı da eklenerek sistemin dönem analizi gerçekleştirilmiştir. Sistemin O-C grafiği incelendiğinde, hem parabolik hemde sinüsel bir değişimin olabileceği gözlenmiştir. İlk olarak V1191 Cyg'nin O-C değerlerinden geçen 2. derece parabol ve bu parabolden kalan artıklara yapılmış sinüsel değişim Şekil 1'de gösterilmiştir. Sistemde küçük kütleli yıldızdan büyük kütleli yıldıza doğru bir kütle aktarımının olduğu görülmektedir. Uygulanan parabolden elde edilen ikinci derece ışık elemanları ve hataları aşağıda verilmiştir.

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2454353.4711\ (170) + 0.313377\ (3)E + 1.148\ (8)*10^{-10} E^2$$

E^2'li terimin katsayısından hareketle dönem artış miktarı dP/dT= 8.54 ($\pm$0.17)*10^{-7} yıl^{-1} olarak bulunmuştur. Pribulla ve ark. (2004) dönem artış miktarını dP/dT= 4.22 ($\pm$0.16)*10^{-6} yıl^{-1} olarak bildirmişlerdir. Parabolden kalan artıkların temsil edildiği sinüs fitinden elde edilen 3. cisme ait parametreler tablo1 de görülmektedir.

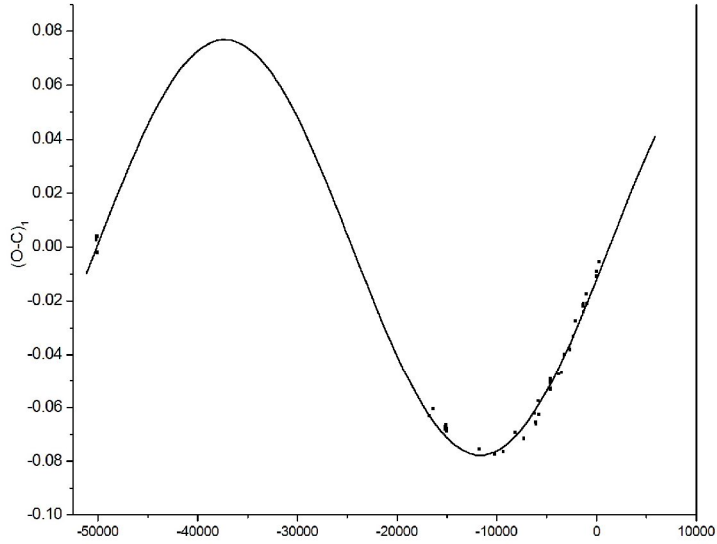
Tablo1 3. cisme ait yörünge parametreleri

w(°)	283.00
e	0.00
A(days)	0.02
P3	19.9 yıl
f(m3)	0.104



Şekil 3.1 ***O-C grafiğine yapılan 2. dereceden polinom uygulaması ve bu uygulamadan kalan artıkların temsil edildiği sinüs***

Sistemin O-C değişimde parabolik bir değişimin varolmadığı varsayımında yola çıkarak, sistemin O-C eğrisinin sinüsel temsil edilebileceği görülmüştür. V1191 Cyg'un O-C grafiği şekil 2 de gösterilmiştir. O-C grafiğine yapılan sinüs fitinden elde edilen 3. cisme ait yörünge parametreleri tablo 2 de listelenmiştir.



Şekil 1.2 V1191 Cyg yıldızı O-C grafiği

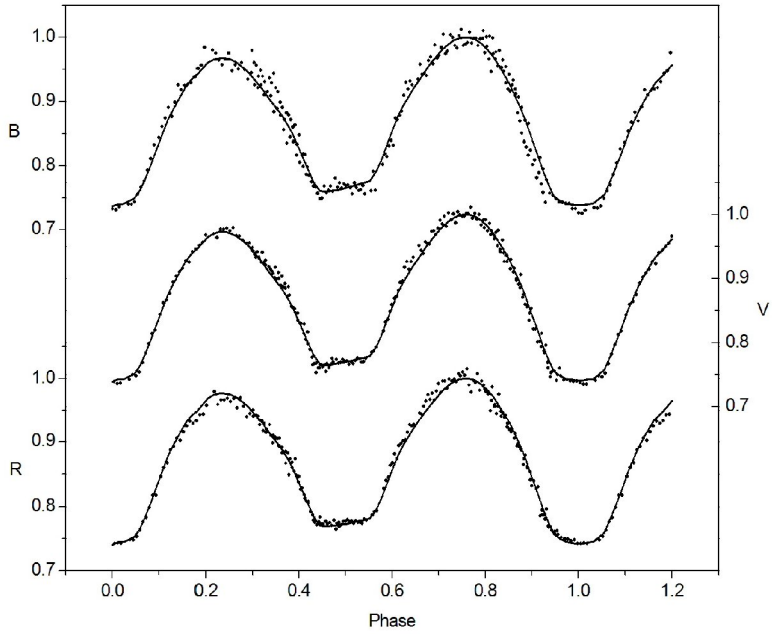
Tablo2 3. cisme ait yörünge parametreleri

w(°)	220.00
e	0.00
A(days)	0.08
P3	44 yıl
f(m3)	1.37

4. Işık Eğrisi Analizi

Sistemin 2007 yılında Tübitak ulusal gözlemevinde BVR banlarında gözlemiş ışık eğrisi Phoebe arayüzü kullanılarak Wilson-Devinney (2003) programı ile analiz edilmiştir. Wilson-Devinney programında değen çift sistemler için olan mode 3 kullanılmış ve baş yıldızın sıcaklığı, Rucinski ve ark. (2008)'nın verdiği F6V tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değeri (6400 K) Aller'in tablosundan alınmıştır. Çözümler, Wilson ve Bierman (1976) çoklu alt küme yöntemi kullanılarak yapılmış ve bu alt kümeler şu şekilde saptanmıştır:

{i,T_2}, {L_1, q} ve {Ω_1}. q'nun başlangıç değeri 0.107 olarak, T2 değeri başyıldızın sıcaklığı ile aynı kabul edilerek çözüme başlanmış ve her iki parametre daha sonra serbest bırakılmıştır. Elde edilen parametreler Tablo1'de verilmiştir. V1191 Cyg'nin ışık eğrisi çözüm grafiği şekil 2 de gösterilmiştir



Şekil 4.1: ***V1191 Cyg Işık Eğrisi Çözümü***

Tablo 3: V1191 Cyg Işık Eğrisi Çözüm değerleri

	Bu Çalışma	Pribulla ve ark(2004)
i°	79°.43	80°.4
q(m_h/m_c)	0.107	0.094
T_1	6500 K	5840K
T_2	6380K	
$L_1/(L_1+L_2)_B$	0.875	

$L_1/(L_1+L_2)_V$	0.873	
$L_1/(L_1+L_2)_R$	0.871	
$r(h)_{ort}$	0.604±0.001	
$r(c)_{ort}$	0.204 ±0.001	
$\Omega_{h,c}$	1.91	
f(over)%	97	46
Enlem(α)	100°	
Boylam(λ)	250°	
Yarıçap(R)	0.27	
Sıcaklık Faktör	0.85	

V1191 Cyg'nin salt parametreleri Tablo 2 de görülmektedir.

Tablo 4: ***V1191 Cyg'nin Salt Parametre değerleri***

$(M_1)_\odot$	1.310 ± 0.002
$(M_2)_\odot$	0.145 ± 0.007
$(R_1)_\odot$	1.33 ± 0.003
$(R_2)_\odot$	0.56 ± 0.005
$(Mbol_1)_\odot$	3.56 ± 0.02
$(Mbol_1)_\odot$	5.53 ± 0.01
$(L_1)_\odot$	2.82 ± 0.02
$(L_2)_\odot$	0.46 ± 0.03

5. Tartışma

3. cisim ve geç tayf türünden yıldızlarda çevrimli manyetik aktivite, O-C eğrilerinde aynı karaktere sahip dönemli değişimler şeklinde kendini göstermektedir. Bu iki mekanizmanın birbirinden ayrılması çok kesin olmamakla beraber

a. 3. cisim varlığı ile ortaya çıkan çevrimsel yapılı değişimlerin, hem genlik hemde dönem açısından daha düzenli olması beklenir, oysa çevrimli manyetik aktivite, özellikle genlik

açısından fazla düzenli olmadığı, bir çevrimden diğerine değişimler gösterdiği gözlemlerden bilinmektedir.

b. 3. cisimden kaynaklanan O-C eğrilerinde düzenli bir değişim olabilirken, manyetik çevrimlerden kaynaklanan O-C eğrilerinde düzenli asimetri beklenmemektedir. Manyetik aktivite çevrim dönemlerinin istatistiksel olarak 5-25 yıl aralığına dağıldığı Maceroni ve ark. (1990) ve Bianchini (1990) tarafından belirtilmiştir.

V1191 Cyg'nin (O-C) grafiği incelendiğinde, bu etkinin 3. cisim kökenli olma ihtimali artmaktadır. Ancak sistemin dikine hız gözlemlerinde 3. cisim varlığı belirlenmemiştir. Sistemin ışık ve dikine hız eğrileri beraber çözülerek salt parametreleri bulunmuş, kütle oranı oldukça düşük, A türü bir W UMa sistem olduğu belirlenmiştir. Her ne kadar Rucinski ve ark. (2008) sistemin W türü olduğunu belirtmişse de bizim gözlemlerimizde baş minimum, daha önce ikinci minimum olarak ifade edilen minimumdur. Pribulla'nın ışık eğrileri incelendiğinde her iki minimumun aynı derinlikte olduğu görülmüştür.

6. Kaynaklar

Agarer, F., and Hubscher, J.: 1999, IBVS, No. 4711
Aller, L.H. 1963 Astrophysics: The Atmospheres of the Sun and Stars, Ronald Press Co
Applegate, J.H.: 1989, Astrophys. J. **337**, 865.
Bradstreet, D.H.: 1993, Light curve modeling of eclipsing binary stars, Springer-Verlag, p. 151.
Hoffman, M. 1989, IBVS, 2344
Jia, G.S., Liu, X.F. and Huang, H.: 1992, Inf. Bull. Variable Stars, No. 3727.
Krzesinski, J., Mikolajewski, M., Pajdosz, G., and Zola, S.: 1991, Astrophys. Space Sci. **184**, 37.
Kwee, K.K., and van Woerden, H.: 1956, Bull. Astr. Inst. Netherlands, **12**, 327.
Mayer, P.: 1965, BAC.16, 4.
Pribulla, T.: 2004, AP&SS, 296, 281
Rucinski, S.M., et. al: 2008, Astron. J. **136**, 586.
van Hamme, W.: 1993, Astron. J. **106**, 2096.
Wilson, R.E.: 1979, Astrophys. J. **234**, 1054.
Wilson, R.E., and Devinney, E.J.: 1971, Astrophys. J. **166**, 615.

2002 YILINDA RASTLANAN UZUN YAŞAMLI BİR GÜNEŞ LEKESİ

H.H. Esenoğlu [*,**]

Özet

2002 yılında yapılan Güneş leke gözlemleri yıllık rapor olarak değerlendirildi ve İÜ Fen Fakültesi Dergisine yayıma gönderildi (Esenoglu, 2008). Bu değerlendirmede tekrarlayan leke grupları da araştırıldı. 2002 yılı gözlemlerinde 469 adet leke grubunun tanısı gerçeklendi, bunlar arasında 45 tanesi büyük olasılıkla tekrarlayan gruplar olduğu ortaya çıkartıldı. 28 günden (yada 1 tam turdan) 177 güne (6.6 tam tura) kadar geniş bir aralıkta dolanım göstermekteler. Bu çalışmada, söz konusu yıllık raporda kısa geçilen 177 günlük uzun yaşamlı leke grubuna dikkat çekilmekte.

Anahtar Kelimeler: Güneş leke gözlemi, fotosfer

Abstract

It was analysed annual sunspot observations made in 2002 and sent it for publishing to periodical of IU Science Faculty (Esenoglu, 2008). It was also searched recurrent sunspots in this analysis. It was verified identification of 469 sunspots in the observations of 2002 and it was revealed to become so probably recurrent groups of 45 among them. They present rotating in a large range from 28 days (or 1 full spin) to 177 days (6.6 full spins). In this work it is attracted attention to the sunspot group of 177 days with so long life given shortly in the annual report.

Keywords: *Sunspot observation, photosphere*

1. Giriş

Yüzlerce yıl önce Çinli astronomlar tarafından da gözlemlenen Güneş lekelerinden, eski Yunanlılardan XIV. yüzyıl Rusya'sına kadar, hemen her ulusa ait bilim adamlarının yazılarında söz edilir. Çünkü bir lekenin çıplak gözle görünmesi için çapının 40.000–45.000 km civarında olması yeterlidir ki bu da ortalama 11 yılda bir gerçekleşir.

Lekeler, fotosfere özgü olaylar olup, sıcaklıklarının çevrelerindeki bölgelerin sıcaklığına oranla daha düşük olmasından dolayı koyu renkli görünen bölgelerdir. Genelde lekelerdeki gazın sıcaklığı 4000 K° civarındayken, çevrelerindeki sıcaklık 5.500 K°'yi bulur. Granüllerin durumunda olduğu gibi lekeler de çevrelerindeki çok aydınlık fotosfere göre koyu görünür. Aslında bir lekenin *gölgesi* de, yani merkezindeki daha koyu bölge (umbra) bile gece karanlığında Dolunay'dan daha parlak görünecektir.

Lekeler yoğun manyetik alanlara sahiptir. Bu olayların oluşumunu açıklayan kuramlar çok tartışılmaya devam edilmektedir. Güneş'in manyetik alanındaki bölgesel farklılıkların, lekelerin oluşumunda temel bir rol oynadığı kesindir ama bunun tam olarak nasıl meydana geldiği belli değildir. Lekelerle bağlantılı olan manyetik alanların yönü, yoğunluğu ve yapısı bilinir ama oluşumu hakkında kesin bir bilgi yoktur.

Güneş'in yüzeyinde bu kadar "soğuk" bölgelerin oluşumu konusunda en çok kabul gören kuramlar; lekelerin düşük sıcaklığının, manyetik alanın sapmalarından dolayı konveksiyonun engellenmesine veya konveksiyonun yoğunlaşmasına bağlı olduğunu öne sürer. Lekelerdeki konveksiyon hareketleri o kadar etkilidir ki, alttaki katmanların ürettiği enerjiden daha fazlasını kaybetmeyi başarırlar.

* İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

** İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi

Doppler araştırmalarına göre gaz, bölgesel manyetik alanların güç çizgilerini izleyerek lekelerin merkezinden 2 km/s hızla uzaklaşır;

merkezden uzaklaştıkça bu hız düşer ve kromosferle olan sınırda yön değiştirir.

Lekelerin boyutları çok farklıdır, ama genelde çok büyüktürler. Ortalama bir lekenin çapı Yer'in çapına eşittir. Çapı 90.000 km'den büyük lekelerin olması enderdir. Lekelerin tek başına olması da enderdir. Genelde çift olarak veya gözeneklerin birleşmesinden, gruplar şeklinde gelişirler (Rigutti, 2005).

Leke gruplarının yaşam sürelerine gelince, birbirlerinden çok farklılık gösterirler. Güneş'in rotasyonundan dolayı, lekeyi sürekli olarak takip edebilme olanağı yoktur. Leke grubu Güneş'in arka tarafına geçtiğinde görülemez duruma girer ve eğer lekenin ömrü sona ermemişse, bir süre sonra tekrar ön tarafa geçer ve gözlenebilir hale gelir. Böyle lekelere "tekrarlayan" lekeler adı verilir. Şimdiye kadar görünen en uzun ömürlü leke grubu, 1948 yılında 170 gün süreyle gözlenmiştir (Doğan, 1979). Şimdi, en uzun yaşamlı leke grubu, 2002 yılında 177 gün süreyle gözlendiği bu çalışma ile verilmektedir.

2. Gözlemler

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nden yapılan fotosferik gözlemlerde Güneş'in görüntüsü bir projeksiyon diski üzerine düşürülmekte ve yüzeyinde görülebilen lekeler ile fakülaların resmi çizilmektedir. Bu çizimlere dayanarak her gün için leke gruplarının helyografal koordinatları tayin edilmektedir. Her bir leke grubu bir dönüşü için gözlemlenmektedir. Kullanılan mercekli teleskopun açıklığı 13 cm, odak uzaklığı 200 cm ve projeksiyon diskinin çapı 25 cm.

3. Sonuçlar

2002 yılında yapılan Güneş leke gözlemleri yıllık rapor olarak değerlendirilirken tekrarlayan leke grupları da araştırıldı. Bu çalışmada, ortaya çıkartılan tekrarlayan gruplara özellikle en uzun yaşamlı (177 gün) leke grubuna ilişkin bulgular aşağıdadır.

En uzun yaşamlı olarak bulunan tekrarlayan leke grubunun özellikleri Çizelge 1'de verildi. Çizelgedeki sıralanış McIntosh Güneş Leke Grubu Sınıflaması (Solar–Geophysical Data, 1984)'na göre gün

ve gün tekrarlayan leke grubunun evrimini göstermektedir. Harflarin anlamı sırasıyla şöyle: İlk büyük harf "Düzeltilmiş Zurich Sınıflaması"nı verir. İkinci büyük harf en büyük lekenin çevresindeki gölgeyi (penumbra) belirtir. Üçüncü büyük harf Güneş lekesinin dağılımını verir. Harflerden sonraki rakamlar her bir gruptaki koyu gölgelerin (umbra) sayısını verir. "?" işareti grubun diskin kenarında gözlemlendiğini ve McIntosh Sınıflaması'nda tanısının yapılamadığını gösterir. "X" işareti grubun o gün gözlenemediğini belirtir. "–" işareti kötü hava şartlarından veya başka sebeplerden dolayı o gün gözlem yapılamadığını gösterir. "arkada" kelimesi de tekrarlayan leke grubunun diskin arkasında bulunduğunu gösterir. 1.5.2002-24.10.2002 tarihleri arasında tekrarlayan lekeyi gözlemleyen astronomların alfabetik sıraya göre isimleri: A.Ökten, A.Kılçık, H.Esenoğlu, İ.H.Çay, M.Başal, S.Bilir, T.Ak, T.Çay, T.Özışık, Z.F.Bostancı.

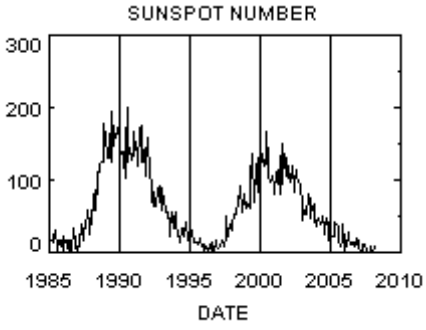
2002 gözlemleri 23. çevrimin maksimumuna gelmektedir, Şekil 1'den görülebilir (alıntı adresi: http://solarscience.msfc.nasa.gov/SunspotCycle.shtml).

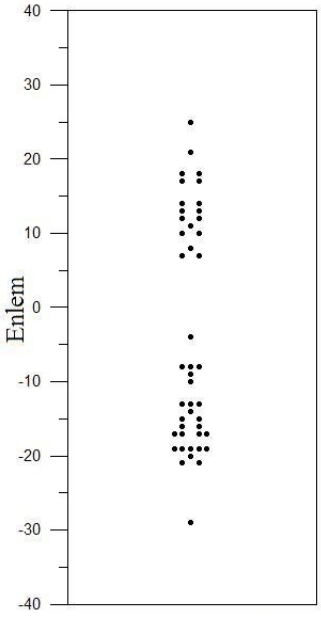
Tekrarlayan leke gruplarının listesi Çizelge 2'de verildi. Çizelgede sırasıyla no, ulaşılan en büyük sınıf ve hem gün hem Güneş rotasyonu biriminde (kısaltılmışı ile "gün/tur") yaşam süresi yer almaktadır. Çizelge 2'de en uzun yaşayan leke grubu 177 gün olarak gözükmektedir. 2002 yılındaki tekrarlayan lekelerin ortalama ömürleri de 50.2±32 gün veya 1.9±1.2 Güneş rotasyonu olarak hesaplandı. Her görünüşte en büyük konuma (F, E, H, D) ulaştığı çizimler 1:1 ölçekli Şekil 2'de verildi. Karşılaştırma amaçlı aynı tarih ve yakın saatteki SOHO arşiv verileri de küçük resimlerde verildi (http://sohodata.nascom.nasa.gov/cgi-bin/data_query_search).
Tarihsel tekrarlayan lekenin ilk çıkışı diskin arkasından başlaması ve sonlanması da diskin arkasında olmasından kesin yaşam süresi "en az" 177 gün olarak ifade edilebilir. Büyük olasılıkla 177 günden epey fazla yaşamış olmalıdır.

2002 yılında, toplam 469 grup gözlendi, bunlar içerisinde 45'i (% 10.4'ü) tekrarlayan olarak belirlendi. Tekrarlayan lekelerdeki dağılım şöyle: 18'i Kuzey Küre'de ortalama enlemi +13.8° ve 27'si de Güney Küre'de ortalama enlemi –15.2°. Enleme göre grupların

dağılımı Şekil 3'de verildi. Şekil 3'deki tekrarlayan grupların simetrik dağılımı bilinen Güneş leke dağılımı ile uyumlu görülüyor.

Şekil 1. *Güneş manyetik çevrimi.*





Şekil 3*. Enleme göre tekrarlayan grupların dağılımı.*

Çizelge 1. *177 gün olarak gözlemlenen tarihsel tekrarlayan grubun evrimi. Ortalama helyografal enlemi –13.3°±3.7 ve boylamı 205.2°±4.0. Sırasıyla ilk ve son gözlem tarileri (2002): 1 Mayıs ve 24 Ekim.*

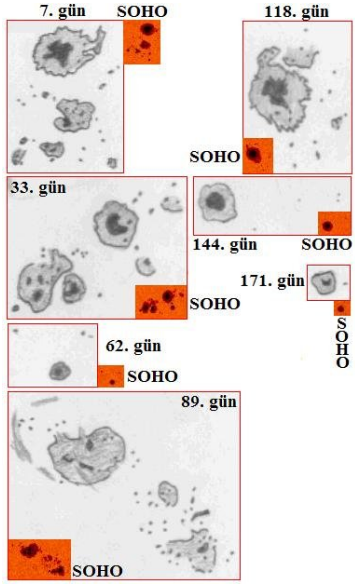
?–3,	EKO–9,	DAO–5,	EKI–29,	EKI–19,	DKC–21,
EKC–37,	DKC–27,	DHC–21,	DKC–28,	EKC–20,	EKC–18,
DKC–10,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	–,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	?–3	EKC–6,	EKC–11,
–,	EKC–23,	EKC–31,	–,	ESC–25,	ESI–25,
ESO–20,	DSO–7,	DSO–5,	CSO–3,	?–1,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	?–1,	HS–1,	HS–1,	HA–9,
HS–4,	HS–4,	HS–1,	HS–7,	HA–3,	HA–4,
HA–3,	DAO–3,	?–1,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	?–3,
EKC–12,	EKC–18,	FKC–37,	EKC–65,	FKC–55,	EKC–42,
EKC–51,	EKC–53,	EAI–27,	EAC–29,	–,	?–9,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	HH–6,	HH–9,	HH–12,
HH–15,	HH–12,	HH–4,	DKI–23,	HK–22,	HK–7,
HH–4,	HH–1,	?–1,	–,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	–,	arkada,	–,	HS–1,
–,	HS–2,	HS–1,	HS–1,	HS–1,	HS–5,
HH–2,	CSO–10,	–,	CAO–6,	HS–1,	HS–1,
–,	arkada,	arkada,	–,	–,	arkada,
arkada,	arkada,	arkada,	–,	arkada,	arkada,
arkada,	arkada,	?–1	HS–1,	HS–1,	–,
HS–1,	HS–1,	HS–2,	HS–1,	–,	HS–2,
HA–1,	HA–2,	HR–1			

Şekil 3. *Enleme göre tekrarlayan grupların dağılımı.*

Çizelge 2. Tekrarlayan leke grupların listesi.

No	Sınıfı	Yaşam süresi (gün/tur)
1	DKC	28/1.0
2	HH	51/1.9
3	F	34/1.3
4	F	40/1.5
5	F	32/1.2
6	F	35/1.3
7	E	78/2.9
8	F	94/3.5
9	E	28/1.0
10	DKC	36/1.3
11	E	32/1.2
12	F	38/1.4
13	E	30/1.1
14	DK	38/1.4
15	E	59/2.2
16	F	30/1.1
17	E	93/3.4
18	DKC	30/1.1
19	E	56/2.1
20	F	66/2.4
21	F	177/6.6
22	F	31/1.1
23	E	80/3.0
24	F	113/4.2
25	F	141/5.2
26	F	62/2.3
27	HH	29/1.1
28	E	30/1.1
29	F	31/1.1
30	E	29/1.1
31	E	37/1.4
32	DAC	39/1.4
33	E	36/1.3
34	E	33/1.2
35	E	33/1.2
36	F	85/3.1
37	E	58/2.1
38	DRI	29/1.1
39	F	38/1.4
40	E	29/1.1
41	E	63/2.3
42	E	33/1.2
43	E	32/1.2
44	F	35/1.3
45	E	29/1.1

Şekil 2. Tarihsel lekenin her dolanımda en büyük yapıya ulaştığı konuma ait resimler.



Bu çalışmada, yıllık olarak 2002 yılı Güneş leke gözlemleri değerlendirilirken tekrarlayan lekeler de araştırıldı. Bulunan sonuçlar özetle aşağıdadır.

1. Yıllık leke grubundan % 10'u tekrarlayan olarak bulundu.
2. En uzun yaşamlı leke grubu olarak ≥ 177 gün söylenebilir. 1948 yılındaki 170 gün ömürlü lekeden daha uzun olması, 54 yıl sonraki 2002 lekesini önemli ve tarihsel kılmaktadır. Uzun yaşamlı lekelerin sayısını arttırmıştır, Güneş fiziği araştırmalarında kullanılabilir. Rutin yıllık Güneş leke değerlendirmelerinde tekrarlayan lekelerin de rapor edilmesi önerilir.
3. Tekrarlayan leke grupların ortalama ömürleri 50±32 gün veya 1.9±1.2 Güneş rotasyonu olarak hesaplandı.
4. En uzun yaşamlı lekenin enlem ve boylamındaki değişim yaklaşık ±4° hesaplandı.
5. Tekrarlayan grupların enleme göre dağılımı bilinen Güneş leke dağılımı ile uyumlu.

Kaynakça

Doğan, N., 1979, "Güneş Fiziği ve Tutulmalar", Ankara Ünversitesi Fen Fakültesi Yayınları,

Genel: 131, Ast: 6.

Esenoglu, H.H., 2008, "The Sunspot Observations Made in 2002", İstanbul Üniversitesi Fen

Fakültesi Dergisi (baskıda).

Rigutti, A. (editor), Mazzucconi, F. (danışman) "Atlante Del Cielo In Viaggio Fra Stelle E

Pianeti Alla Scoperta Dell'Universo", Giunti Industrie Grafiche S.p. A., Firenze-

Milano, 2005, çevirisi 2008 (baskıda).

ROTATIONAL PERIODS OF MAGNETIC CHEMICALLY PECULIAR STARS

Zdenek MIKULASEK[1,3], Gabriel SZASZ[1], Jiri KRTICKA[1], Juraj ZVERKO[2], Jozef ZIZNOVSKY[2], Miloslav ZEJDA[1], Tomas GRAF[3]

[3]Department of Theoretical Physics and Astrophysics, Masaryk University, Kotlářská 2, Brno, Czech Republic
[2]Astronomical Institute, Slovak Academy of Sciences, Tatranská Lomnica, Slovak Republic
[1]Observatory and Planetarium of J. Palisa, VSB - Technical University, Ostrava, Czech Republic

Abstract

Magnetic chemically peculiar (mCP) stars of the upper part of the main sequence usually exhibit strictly periodic variations of their light, spectrum and magnetic field. These changes can be well explained using the oblique rotator model of the rigidly rotating star with persistent photometric spots, uneven horizontal abundance of chemical elements and dipole- like magnetic field. Long-term observations of mCP stars variability enable to determine their rotational periods with an extraordinary accuracy and reliability.

We compare rotational periods of mCP stars with those of normal main sequence stars of the same spectral type and discuss the found discrepancies. We also discuss the cases of mCP stars V901 Ori, SX Ari, CU Vir, (and possibly also EE Dra), which have been reported to display an increase of their rotational periods.

1. Introduction

Stars are isolated bodies made of high-temperature plasma which is held together by its own gravity. They are formed by collapse of dense cores of interstellar clouds, consisting mostly of hydrogen, along with helium and trace amounts of heavier elements. Stars spend most of their active lives on the main sequence (MS). Those located at the central part of the MS can produce energy in their cores by

processes of nuclear fusion, converting hydrogen into helium. This process gradually changes chemical composition of their interiors; however, this change has (in most cases) no influence on their outer layers, where the observed spectra are formed. Therefore, the chemical composition of stellar atmosphere reflects the composition of primordial nebula. Every star also carries part of the nebula's angular momentum and that is the reason why all stars have to rotate.

First main sequence star with confirmed rotation was our Sun. Galileo Galilei, who was systematically sketching sunspot patterns, already interpreted those daily changes on solar surface as consequence of the Sun's rotation. The sunspots are not optimum reference points for determination of the rotational period. They appear, evolve and disappear on time-scales comparable with rotational period of the Sun. Nevertheless, it was soon found out, that the Sun rotates in about 25 days relative to the stars.

In case of the Sun we have an advantage, because we can observe individual spots. That is impossible in the case of distant stars. In theory, it should be possible to determine rotational period from slight photometric variability of the star as whole, but it can be done only in exceptional cases when the stellar activity is very high. However, global information about rotational periods of single MS stars and its dependency on effective temperature can be obtained spectroscopically. Rotation is the primary cause of the profile broadening of most of the lines in stellar spectra. By their analysis it is possible to determine the $V \sin i$ value, where i is the inclination of rotation axis and V is the equatorial rotational velocity of the star. This velocity depends on the rotational period P (in days) and the stellar radius R (in solar radii) according to the well-known formula:

$$V = 50.613 \text{ km s}^{-1} \frac{R}{P}.$$

Thus, those parameters can be basically obtained from the spectral line broadening of the rotating stars. Even if it is possible to make a reliable estimate of the MS star radius, the period itself cannot be determined, only its maximal value $P/\sin i$. Assuming that directions of rotation axes of the Galactic stars are distributed randomly, it is possible to derive mean rotational periods of the MS stars with different effective temperatures from the mean $\langle V \sin i \rangle$ values.

As shown on the figure below, the shortest period (approx. 0.55 day) is typical for stars of spectral types in range B2 V – F0 V. Rotational periods grows up towards both early and late type stars; however, the Sun is abnormally slow rotating star anyway.

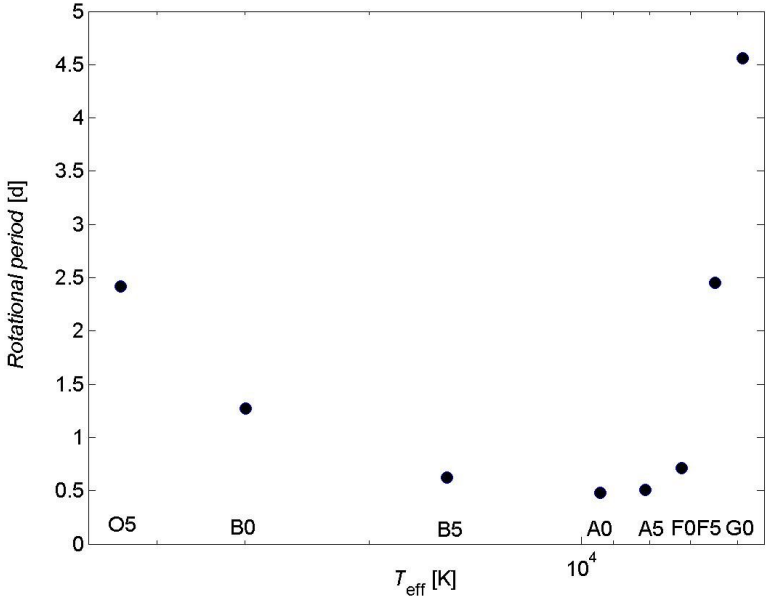


Figure 1. *Dependency of mean rotational period for main sequence stars on effective temperature/spectral type. <V sin i> and radii of MS stars were taken from McNally (1965) and Harmanec (1988), respectively.*

It was found out that the stellar activity of solar-type stars is usually higher than the activity of the Sun. Its lower activity is most likely caused by abnormally slow rotation. Spots on the surface of late type stars are usually larger and their lifetimes use to be significantly longer than their rotational period. Therefore, there is a large fraction of stars showing photometric variability modulated by rotational period that is caused by the occurrence of surface spots. The rotational periods determined in this way are typically only a couple of days. This result fully agrees with the conclusions based on the analysis of the $\langle V \sin i \rangle$ values.

Rotation of the MS star that is a component of a close binary system is bound, thus its rotational period is equal to the orbital period

of the system. Of course, there are some exceptions, e.g. in case of intensive transfer of mass and angular momentum between the components or in the case of fast change of the stellar interior when the star is approaching to the terminal age main sequence. This is possibly the case of the primary component of Am eclipsing binary HR 6611 (Mikulasek et al. 2004).

1.1 Cool and hot stars

Detailed observations of sunspots in different heliographic latitudes have showed up that the Sun does not rotate as a solid body. Angular velocity of the equatorial parts is higher than that in the middle heliographic latitudes or in the polar regions. It seems that phenomenon of differential rotation is symptomatic for all bodies with ongoing convection heat transfer in outer layers. This applies to solar-type stars, as well as red dwarfs, brown dwarfs and giant planets. The first such star, other than Sun, that has its differential rotation mapped in detail is AB Doradus (Donati & Collier Cameron 1997).

Presence of extensive convective layer under surface affects observed behaviour of MS star in crucial way. We can define two physically different groups called hot and cool stars. The division line, not exactly sharp, lies at the effective temperature approx. 7200 K. Photospheres of the cool stars are rather turbulent due to the presence of rising convective currents. Huge magnetic fields, generated by dynamo mechanism, rise towards stellar surface and form here so-called active regions. Dissipation of these magnetic fields then causes various types of stellar activity, i.e. solar-type photospheric spots, flares, prominences, coronal holes.

In contrary, subsurface layers of the hot MS stars, in which heat is transferred by mostly calm radiative diffusion, are utterly stable. Of course, upper layers of the stellar atmospheres with effective temperature higher than about 22 000 K are slightly influenced by the outflow of accelerating stellar winds.

Everything supports the view that hot stars rotate as solid bodies. Their magnetic fields, if any, should be fossil ones and they should survive for the whole existence of these MS stars, according to the higher conductivity of the outer layers and shorter lifetime. Any solar-type stellar activity, including presence of large photospheric spots can be no way expected. Chemical composition should be

identical with that of primordial nebula from which the star was formed.

2. Chemically peculiar stars

Conclusions above and theoretical expectations perfectly fit the most of the observed hot MS stars; nevertheless, about 10-15% of them show some anomalies. Those are the so-called A and B class peculiar stars (Ap and Bp stars), which significantly differ from the normal stars with the same effective temperature, especially due to their peculiar spectra. These spectra indicate abnormal chemical composition of the atmospheres; therefore, those stars are *chemically peculiar*. Observed chemical anomalies are not related only to rare earths and metals, but also to helium, the second most common element in the universe. They are probably a consequence of slow selective microscopic processes of radiative diffusion and gravitational settling, that proceed in particularly calm outer layers of stars, mostly stabilized by global magnetic field.

Many of the chemically peculiar stars manifest strictly periodic changes in their spectra, effective magnetic induction and brightness. All these changes were satisfactorily explained by the oblique rotator model (ORM) of the CP star (Stibbs 1950) with a dipole-like non-axisymmetric magnetic field, uneven horizontal distribution of chemical elements, and photometric spots in its photosphere. Available observing data suggest that those surface structures are persistent, at least on time scale of decades.

Strict periodicity of the observed light changes of CP stars allows determination of their rotational period with unprecedented accuracy, what gives us a unique possibility to study the rotational characteristics of the hot MS stars and their possible delicate changes. Development of rotational periods would suggest something about evolutionary changes of the stellar bodies and also about interaction of the stars with their neighbourhood. However, it was found out during the second half of the last century, that the CP stars differ from the normal ones by slower rotation as follows: $\langle P^{-1} \rangle_{\mathrm{norm}} \square 4.8 \langle P^{-1} \rangle_{\mathrm{CP}}$ (as we derived from *On-line catalogue of photometric observation of mCP stars* – see bellow).

It is generally accepted that the slow rotation is the necessary condition (but not the sufficient one) to maintain surface chemical

anomaly that would be normally immediately destroyed by meridional currents induced by flattening of the star due to its rotation. Therefore the CP anomaly preferentially develops on the surface of the stars that are slow rotators since their formation. It is also possible that in the case of stars with strong magnetic field develop their slow rotation by magnetic braking, early after reaching the zero age main sequence. The chemical anomaly then appears right after the rotational period is long enough to allow its formation. However, those are only speculations, and they have to be corroborated by reliable observing evidence. Consequently, the extensive study of the rotational period stability applying on the largest possible sample of CP stars is highly demanding.

2.1 On-line catalogue of photometric observations of mCP stars and its exploitation

Nowadays, we know thousands of CP stars in our Galaxy and the other thousands were found in neighbour galaxies, especially in the Large and Small Magellanic Clouds. Only a small fraction of them have known type of their peculiarity and less then one tenth is being observed often enough to determine their rotational period or period of photometric variability. That is mostly determined by precise photoelectric photometry with accuracy better than 0.005 mag[8], due to the typical amplitudes of mCP star light variations (several hundredths of magnitude). The most important source of the high quality photometric data in astrophysically well-defined Strömgren *uvby* system is Saul J. Adelman, who observes mCP stars for decades using FCAPT, the automatic observing facility in Arizona.

Photometric data of the mCP stars are published in different formats in various journals. Lack of a uniform access to the published data makes any systematic study of the photometric behaviour of the

[8] In terms of S/N ratio, the precise spectroscopic mean radial velocity measurements, using cross-correlation method (cf. Lehmann et al. 2006, Zverko et al. 2007) in precisely constrained spectral region, is starting to reach the accuracy of classical photoelectric photometry. However, it is very difficult to reach convenient quantitative interpretation of such spectroscopic measurements, so it is mostly impossible to combine them with photometric measurements and use them for diagnostic of secular period changes.

mCP stars rather difficult, if not impossible. For that reason we initiated an extensive long-term project in 2004. The goal is to collect all photometric data available to Galactic mCP stars and import them into a single database. The *On-line catalogue of photometric observations of mCP star*s (Mikulasek et al. 2007) is already fully operational for several years and it is publicly accessible via address: http://astro.physics.muni.cz/mcpod/
Nowadays, the archive contains 147 705 individual measurements of 151 mCP stars and it is constantly updated with recent photometric data.

The catalogue, now containing only the basic observing data, will also provide a tool for uniform calculation of linear ephemeris in near future. The calculation method has been very well tested and it is based on advanced component analysis (Mikulasek 2007) and robust regression (Mikulasek et al. 2008). It allows combining photometric data acquired in different photometric systems and it eliminates effects of outstanding errors. These ephemerides allow convenient addition of another spectroscopic and spectropolarimetric data, even those with lower accuracy. This will result into the most complex study of the CP stars. Our next goal is to study the stability of the observed periods of stellar variability.

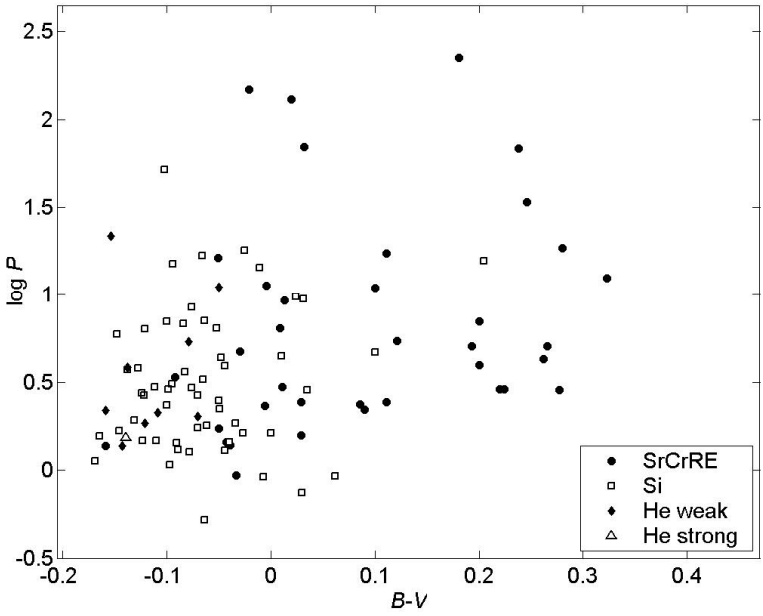


Figure 2. *Dependency of common logarithm of the period in days on the B-V index with distinguishing various types of mCPod catalogue. It is apparent that cooler mCP stars rotate more slowly.*

2.2 CP stars with unstable periods and causes of theses changes

Even the most massive MS stars evolve on time scales that are significantly longer then the total time during which we had an opportunity to observe them properly. One would expect that we should not observe any changes of rotational periods. We do not know why CP stars form the complicated structure of regions with different abundances of various chemical elements in their photospheres and how this structure is being maintained. However we guess that those structures last for very long time. Therefore, this should result in an extraordinarily stable period of photometric light changes, as far as those reflect inhomogeneities in the atmospheres of CP stars.

Indeed, more than 90% of CP stars do not indicate any period or light curve changes on longer time scales. Nevertheless, the other cases more or less manifest such peculiar changes and here we try to describe a couple of them.

Recently, Mikulasek et al. (2008) revealed gradual braking of the rotational period P of the young He rich mCP star **V901 Orionis** (HD 37776) with rate of $\dot{P}/P = 4.01(17)\times10^{-6}\,\mathrm{yr}^{-1}$. The authors interpret this ongoing period increase as a braking of the star's rotation, at least in its surface layers, due to the momentum loss through events or processes in the extended stellar magnetosphere.

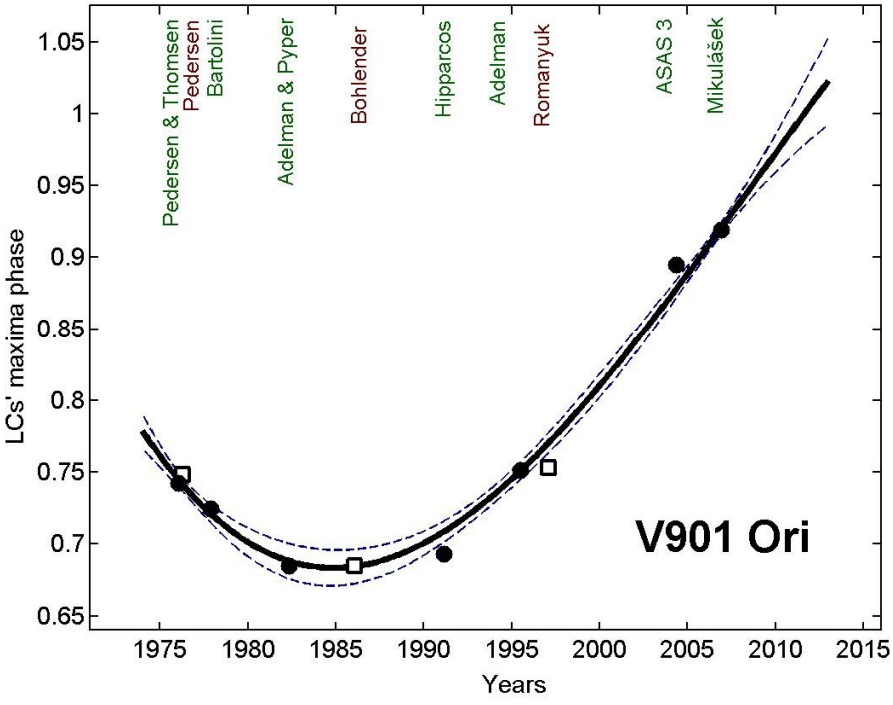


Figure 3. *The phases of the maxima of the light curves of helium rich mCP star V901 Ori according to linear ephemeris as a function of time undoubtedly document an extraordinary rapid braking of the rotational period of the star. Measurements derived from photometry are denoted by full circles. Open squares correspond to the predicted phases of light maxima derived from the corresponding minima of the equivalent width phase curves of He I lines. The solid curve corresponds to the cubic ephemeris, while the dotted lines indicate the uncertainty of the fit. The figure was taken from Mikulasek et al. (2008).*

A gradual increase in the rotation period at a rate of $\dot{P}/P \approx 3\times10^{-7}$ yr^{-1} is exhibited by the rapidly rotating (P = 0.7279 d) Si mCP star **SX Arietis** (HD 19832 = 56 Ari) (Musielok 1988, Adelman et al. 2001). For this star the period increase is also accompanied by apparent changes of its *UBV* light curves (Adelman et al. 2001, Ziznovsky et al. 2000). That is why authors expect the observed period changes to be due to free body precession (Shore & Adelman 1976). However, in the case of V901 Ori such an explanation fails as the observed period changes are too large and they are not accompanied by corresponding changes of the shapes of the light curves (Mikulasek et al. 2008).

Two abrupt period increases of one or two seconds have been detected in the very fast rotating (P = 0.5207 d) Si mCP star **CU Virginis** (HD 124224) (Pyper et al. 1998, Trigilio et al. 2008) in the years 1985 and 1998. The period jumps have been interpreted as a sudden spinning down of the star as a result of the violent emptying of the inner magnetosphere after the magnetic belt reaches a maximum density (Trigilio et al. 2008). The estimated mean value of $\dot{P}/P$ is $3.7\times10^{-6}\,\mathrm{yr}^{-1}$, very close to the same value we have derived for V901 Ori. In the case of CU Vir; however, the nature of rotational braking appears different from the gradual spin-down of V901 Ori.

Recently we have treated a mysterious case of the He weak Si CP star **EE Draconis** (HR 7224, HD 177410). Winzer (1974) revealed a medium amplitude photometric variability
in EE Dra from 48 *UBV* observations done in 1970-2. Adelman (1997) derived a new period of 1.123095 d based on 616 *uvby* observations taken in seasons 1993/4 and 1994/5 with the FACPT and *V* of Winzer (1974). Hipparcos obtained 409 *Hp*, B_T and V_T observations in 1989-1992 and introduced the value of the photometric period 1.123248 d.

Then Adelman (2004) reported an unprecedented change in the photometric behaviour of EE Dra. Comparing time series observations taken with FCAPT before 1996 with those taken in 2003 he found that the amplitude of variability increased from typically 0.04 mag to 0.21 mag and that the main period of variability is of order of 101 days rather then the former 1.123 d. This Adelman's astonishing finding led Lehmann et al. (2006) to start spectroscopic observations. Analysing the double-waved radial velocity curve obtained by the

cross-correlation technique on 564 high resolution spectrograms they came up to the rotational period of 1.123248(9) d. They found no further periodicities in the residuals, in particular not in the low frequency region around 100 d period as mentioned by Adelman (2004).

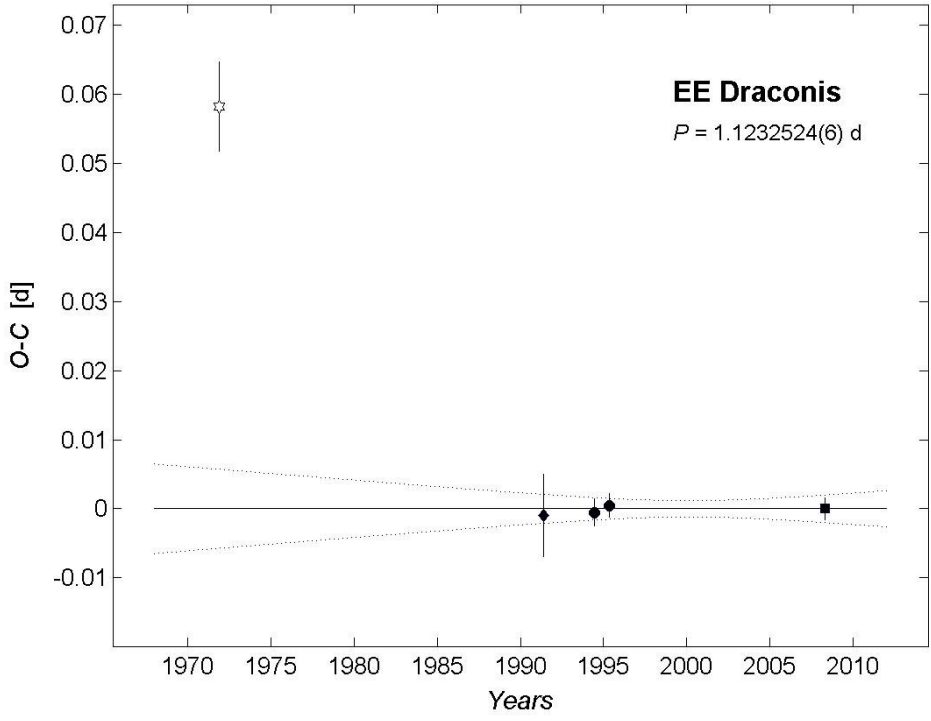


Figure 4. *O-C diagram of EE Dra plotted according to the new linear ephemeris. Open star denotes observations of Winzer, full diamond corresponds to the Hipparcos measurements, full circles two seasons of Adelman's observations and full square BV observations of this paper (Krticka et al. 2008).*

In the spring of 2008 we obtained 940 new *BV* measurements and improved the period of variation $P = 1.1232524(6)$ d (Krticka et al. 2008). The found period agrees with those determined by ESA (1998) and Lehmann (2006) and it seems to be constant now. However, we should discuss also the case of the Winzer photometry. The Winzer's

light curves seems to be quite correct in their shapes, they are just shifted in respect of our new ephemeris by 0.058(10) d (6 σ). If we accept the shift we could speculate about the possibility of a transient rotational braking which might occur before the Hipparcos mission. Unfortunately, we have no observing evidence for such deceleration between the Winzer's and Hipparchos' epochs. If anyhow we assume a constant rate of the deceleration then we need $\dot{P} \approx 3.4 \times 10^{-9}$ in order to explain the O-C shift of the Winzer's observations. Such a deceleration would manifest itself in the lengthening of the period by 1.8 seconds during the time interval of 17 years (1972-1989). It is not excluded that the strange photometric behaviour of the star in 2003 monitored by Adelman (2004) was a time-retarded violent reaction of upper layers of the star on the change of star's rotational status.

3. Conclusions

At present time we know only a few magnetic chemically peculiar stars, which periods and light curves are changing on long-term scale. It is worth to remind that nature of these secular changes, being in progress on time-scales of a couple of thousands rotation periods, differs from star to star. Therefore, it is highly possible that those changes have also different causes. Understanding of these phenomena and their contextualization into the main sequence evolution of hot stars require detailed investigation of the long-term mCP star variability. It is necessary to inspect the largest possible sample of mCP stars, especially those with long-term observing data available from the past. This analysis has to be done in the most complex and accurate way.

Most of the targets are brighter than 7 magnitudes and it is the major bottleneck of this project. Most of the photometric observatories have already switched to CCD detectors and precise photometry of bright stars (in blue colour) is starting to become taboo. The mCP star light variations reach sufficient amplitudes in blue and visual bands; therefore, we would like to encourage all the observers, who are still able to observe bright stars in blue and visual bands with an accuracy several thousandths of magnitude to join this promising project.

Acknowledgements: This work was supported by grants GACR 205/06/0217, 205/08/H005, MEB 080832/SK-CZ-0090-07, VEGA 2/6036/27 and by Erasmus programme.

References

Adelman, S. J.: 1997, A&A 122, 249
Adelman, S. J.: 2004, MNRAS, 351, 823
Adelman S. J., Malanushenko V., Ryabchikova T. A., & Savanov, I.: 2001, A&A, 375, 982
Donati, J.-F.; Collier Cameron, A. (1997), MNRAS 291, 1
ESA 1998, The Hipparcos and Tycho Catalogs, Celestia 2000, SP—1220
Krticka, J., Mikulasek, Z., Henry G. et al. (in preparation)
Lehmann, H., Tsymbal, V., Mkrtichian, D. E., Fraga, L. 2006, A&A, 457, 1033
McNally, D. (1965), The Observatory 85, 166
Michaud, G. 2005, in The A-Star Puzzle, IAU Symposium No. 224, eds. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W.W. Weiss (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 173
Mikulasek, Z.: 2007, arXiv:astro-ph/0703467
Mikulasek Z., Janik J., Zverko J., Ziznovsky J., et al.: 2007, Astron. Nachr., 328, No.1, 10
Mikulasek, Z.; Zverko, J.; Romanyuk, I. I.; Ziznovsky, J.; Elkin, V. G.; Kudryavtsev, D. O. 2004, in Magnetic stars, Proceedings of the International Conference, held in the Special Astrophysical Observatory of the Russian AS, August 27-31, 2003, Eds.: Yu. Glagolevskij, D. Kudryavtsev, I. Romanyuk, Nizhnij Arkhyz, p. 191
Mikulasek Z., Krticka J., Henry G., Zverko J., et al.: 2008, A&A, 485, 585
Musielok B.: 1988, IBVS, 3257
Pyper D. M., Ryabchikova T., Malanushenko V., et al.: 1998, A&A, 339, 822
Shore, S. N., & Adelman, S. J., 1976, ApJ, 209, 816
Stibbs D.W.N., 1950, MNRAS 1
Trigilio C., Leto P., Umana G., Buemi C. S., & Leone F.: 2008, MNRAS, 384, 1437
Winzer, J. E. 1974, Ph.D. Thesis, Univ. Toronto
Ziznovsky J., Schwartz P., & Zverko J.: 2000, IBVS, 4835
Zverko, J., Ziznovsky, J., Mikulasek, Z., Iliev, I. Kh.: 2007, Contr. Astron. Obs. Skalnate Pleso, 37, 49

THE NATURE OF THE LIGHT VARIATIONS OF CHEMICALLY PECULIAR STARS

Jiri KRTICKA[1], Zdenek MIKULASEK[1,3], Juraj ZVERKO[2], Jozef ZIZNOVSKY[2], Pavel ZVERINA[2]

[1]Department of Theoretical Physics and Astrophysics, Masaryk University, Kotlarska 2, Brno, Czech Republic
[2]Astronomical Institute, Slovak Academy of Science, Tatranska Lomnica, Slovak Republic
[3]Observatory and Planetarium of J. Palisa, VSB - Technical University, Ostrava, Czech Republic

Abstract

Chemically peculiar stars display periodic light and spectrum variations. The spectrum variations are explained by the presence of spots with peculiar chemical composition on the surface of rotating star. However, the nature of the light variations of these stars and their relationship to the spectrum variations is unknown. We show that the light variations of chemically peculiar stars HR 7224 and HD 37776 can be explained by the redistribution of emergent flux due to overabundance of helium, silicon, and iron in the surface spots. This is a promising model for the explanation of the light variability of most of chemically peculiar stars.

1. Introduction

Magnetic chemically peculiar (mCP) stars represent an important class of hot stars where the processes of radiative diffusion and gravitational settling in their subsurface layers give rise to a pronounced deviations of the chemical composition from the solar one (Vauclair 2003, Michaud 2005). Although the overabundance or underabundance of certain elements affects only their superficial layers, mCP stars are natural laboratories where the predictions of modern model atmospheres can be tested. The application of advanced modelling techniques, such as model atmospheres with magnetic

fields included (e.g., Khan & Shulyak 2006), the radiative diffusion codes, and the Doppler imaging techniques (e.g., Khokhlova et al. 2000) provided us a detailed information about the surface structure of these stars.

Despite the fascinating advance in the comprehension of the mCP phenomenon during the recent decades, the light variability of these stars is still poorly understood. Consequently, we started a project aiming to explain the light variability of these stars. Here we show that the light variability caused by the inhomogeneous surface distribution of elements is a very promising mechanism for the explanation of the observed light variability of mCP stars. Namely, the inhomogeneous surface distribution of overabundant helium, silicon, and iron is able to explain the light variability of two mCP stars, HD 37776 and HR 7224 (Krticka et al. 2007, 2008).

2. Modelling

We use the code TLUSTY (Lanz & Hubeny 2003) for the model atmosphere calculations. We calculate plane-parallel model atmospheres in LTE taking into account the atomic data suitable for B type stars (Lanz & Hubeny 2007).

For each star we assume fixed values of the effective temperature and surface gravity and calculate several model atmospheres with different chemical composition corresponding to that observed on the stellar surface. For the spectrum synthesis (from which we calculate the photometric colours) we use SYNSPEC code.

3. HD 37776

For the calculation of light curves of HD 37776 we used the surface distributions and abundances of various elements derived by Khokhlova et al. (2000). As silicon and helium create areas with large overabundances, we concentrated on these two elements in our calculations.

As a result of higher opacity in the models with enhanced abundance of either helium or silicon, the temperature in the outer parts of the atmosphere increases due to the backwarming. The main influence of the enhanced abundance of helium and silicon on the atmosphere temperature stratification (in the region where the photometric flux forms) is due to bound-free transitions. The flux

from the UV region is redistributed towards longer wavelengths, partly into the optical region. Consequently, the silicon or helium overabundant regions are brighter than the silicon poor ones in the photometric uvby bands.

As helium and silicon are inhomogeneously distributed on the surface of HD 37776, the modification of the emergent flux in the helium and silicon spots (together with the stellar rotation) causes the light variability (see Fig. 1). The predicted light curves reproduce the observed ones very well in their overall shape and amplitude (see Fig. 2).

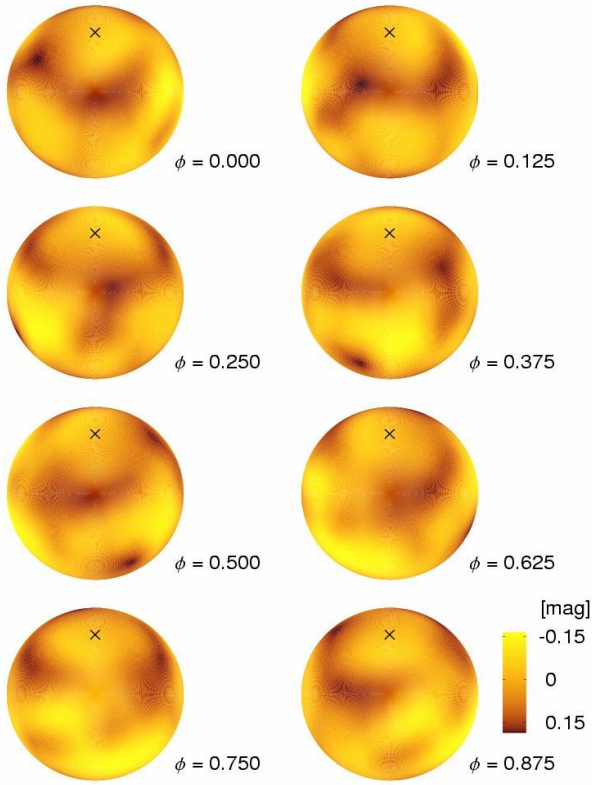


Fig. 1 *The location of the calculated photometric spots in the u colour in different rotational phases. We plot the smoothed flux emergent from the individual surface elements calculated using the observed surface distribution of helium and silicon derived by Khokhlova et al. (2000) in magnitudes. Here we do not include the limb darkening.*

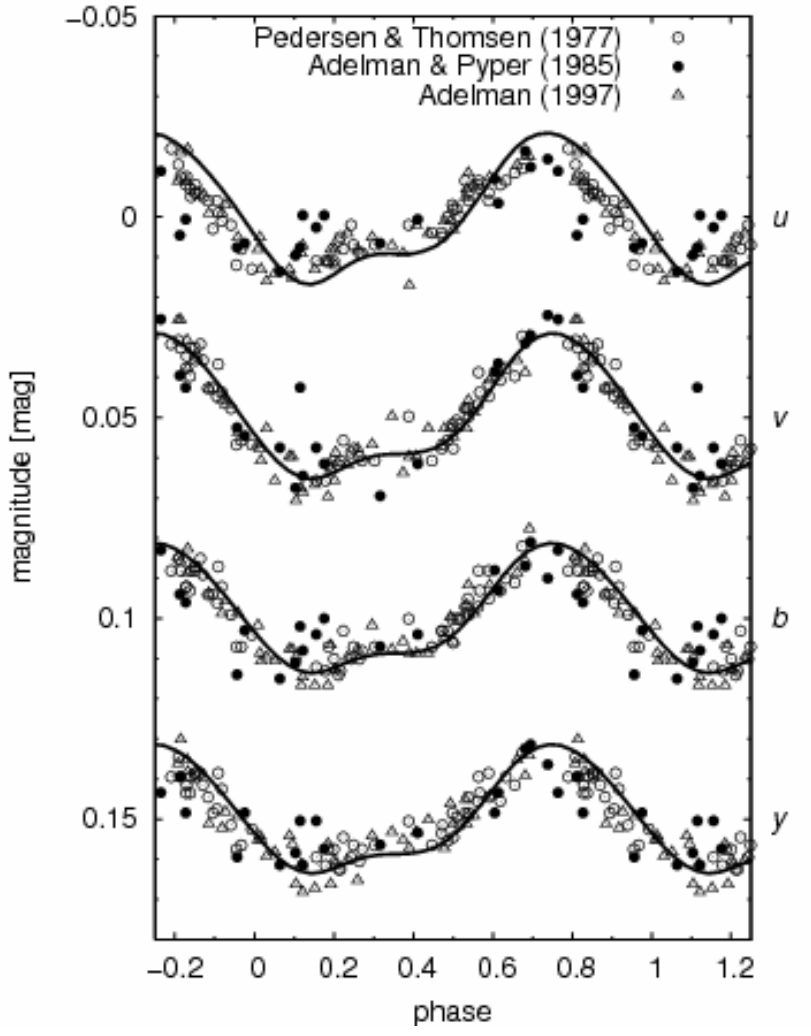


Fig. 2 *The simulated light variations of HD 37776 in different colours derived taking into account the uneven distribution of helium and silicon on its surface (solid line) compared with individual uvby observations (Pedersen & Thomsen 1977; Adelman & Pyper 1985; Adelman 1997b). All observed magnitudes are shifted in such a way that their mean value is zero. A vertical offset of 0.05 mag was applied between each consecutive filter.*

4. HR 7224

For the calculation of the light curves of HR 7224 we used the surface distributions and abundances of silicon and iron derived by Lehmann et al. (2007).

Similarly to HD 37776, the silicon and/or iron overabundant regions on the surface of HR 7224 are bright in the visible due to the redistribution of the emergent flux from the ultraviolet to the visible part of the spectrum. Contrary to the silicon, in the case of enhanced iron abundance, mostly line transitions are responsible for the flux redistribution.

Due to the inhomogeneous distribution of silicon and iron on HR 7224 surface the flux emergent from individual surface elements depends on the location of these elements. Consequently, in different rotational phases we observe different elements on HR 7224 surface (Fig. 3). This effect is able to explain the light variability of this star (Fig. 4).

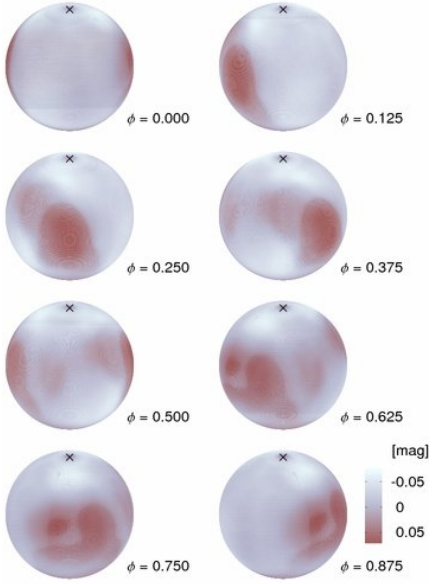


Fig. 3. The emergent flux (in the y colour) from individual surface elements of HR 7224 in individual rotational phases.

5. Conclusions

We successfully simulated the light variability of HD 37776 and HR 7224 directly using the elemental surface abundance maps derived from observations. There is a very good agreement between the observed and predicted light variability in the uvby colours of Stromgren photometric system. We did not introduce any free parameter to reach an agreement between the theoretical and observed light curves.

The light variability of studied stars is caused by the flux redistribution due to iron line (bound-bound) transitions, and helium and silicon bound-free transitions, and by the inhomogeneous surface distribution of these elements. We note that the successful modelling of the light variablity is not possible without using precise model atmospheres (Lanz & Hubeny 2007), opacity data (Kurucz 1994, Seaton et al. 1992), and precise reliable surface abundance maps.

We conclude that there is a promising possibility to explain the light variations of also other mCP stars as a result of the i) flux redistribution from the ultraviolet to the visible part of the spectrum, ii) the uneven surface distribution of the elements and iii) rotation of the star.

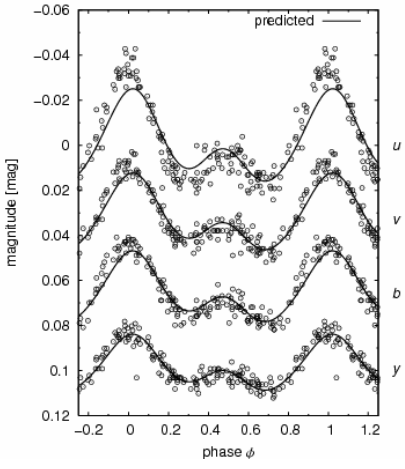


Fig. 4. *hr7224_hvvel.jpg Light variations of HR 7224 calculated from the silicon and iron surface maps of Lehmann et al. (2007, solid line). Observed light variations (circles) are taken from Adelman (1997a).*

References

Adelman, S. J. 1997a, A&A, 122, 249
Adelman, S. J. 1997b, A&AS, 125, 65
Adelman, S. J., & Pyper, D.M. 1985, A&AS, 62, 279
Khokhlova, V. L., Vasilchenko, D.V., Stepanov, V.V., & Romanyuk, I. I. 2000,
stL, 26, 177
Krticka, J., Mikulasek, Z., Zverko, J., Ziznovsky, J. 2007, A&A, 470, 1089
Krticka, J., Mikulasek, Z., Henry, G. W. et al. 2008, A&A, in preparation
Kurucz, R. L. 1994, Kurucz CD-ROM 22, Atomic Data for Fe and Ni
(Cambridge: SAO)
Lanz, T., & Hubeny, I. 2003, ApJS, 146, 417
Lanz, T., & Hubeny, I. 2007, ApJS, 169, 83
Lehmann, H., Tkachenko, A., Fraga, L., Tsymbal, V., Mkrtichian, D. E. 2007,
A&A, 471, 941
Pedersen, H., Thomsen, B., 1977, A&AS, 30, 11
Seaton, M. J., Zeippen, C. J., Tully, J.A., et al. 1992, Rev. Mexicana Astron.
Astrofis., 23, 19
Vauclair, S. 2003, Ap&SS, 284, 205

PERIOD STUDY OF TW DRACONIS

M. ZEJDA[1], Z. MIKULÁŠEK[1,2] and M. WOLF[3]

[1]Institute of Theoretical Physics and Astrophysics, Masaryk University, Kotlářská 2, CZ-611 37 Brno, Czech Republic,
emails: (zejda,mikulas)@physics.muni.cz
[2]Observatory and Planetarium of J. Palisa, VŠB -- Technical University, Ostrava, Czech Republic
[3]Astronomical Institute, Faculty of Mathematics and Physics, Charles University Prague, V Holešovičkách 2, CZ-180 00 Praha 8, Czech Republic, email: wolf@cesnet.cz

Abstract

TW Draconis is one of well known Algol-type eclipsing binaries. There is a significant evidence for miscellaneous interacting physical processes in the system, manifesting themselves i.a. by period and light curve changes. We studied those changes on the base of 561 minima timings spanning the last 150 years. We performed extended O-C diagram analysis. The timing residuals were analyzed with the help of weighting nonlinear robust regression. The weights of individual types of minima were determined iteratively. The ephemeris are expressed in the orthogonal or quasi-orthogonal forms enabling us e.g. to determine directly uncertainties of photometric phases for any given moments. The timimg residuals display two different stages which are described in detail. The possible reasons for shown O-C are discussed.

The whole set of data, detail description of the data processing and result discussion is described in forthcoming paper in Astronomy and Astrophysics.

EKSENSEL DÖNMENİN BAZI DELTA SCUTİ YILDIZLARININ SALINIM FREKANSLARI ÜZERİNE ETKİLERİ

Halil KIRBIYIK

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü

ÖZET

Bazı Delta Scuti yıldızlarında, salınım frekansları üzerine dönmenin etkileri incelendi. Eksenel dönmesi olmayan; V350Peg, yavaş dönen; CC And ve hızlı dönen; BS Tuc yıldızları seçildi. CC And yıldızının dönme hızı v sin i = 20 km/s ve BS Tuc yıldızının dönmesi ise 130 km/s olarak literatürde yer almaktadır. Seçilen yıldızlar, gözlemsel parametreleri ve gözlemlerden elde edilen salınım frekanslarına göre modellenmiştir. Eksenel dönme, yıldızın yapı denklemleri içinde pertürbasyon olarak ele alınmış, hesaplamalar dönme frekansının ikinci kuvvetine kadar ve düşük küresel harmonik l = 1,2,3 değerleri için yapılmıştır.
Bulanan sonuçlar, CC And gibi yavaş dönen yıldızlar için birinci derece pertürbasyon uygulamasının yeterli olduğunu; ancak BS Tuc gibi yüksek hızlarda dönen yıldızlar için ikinci derece pertürbasyonun uygulanması gerektiğini göstermiştir.

ALGOLLERDE DELTA SCUTİ TÜRÜ ZONKLAMALAR

Esin SOYDUGAN[1,2], Faruk SOYDUGAN[1,2], Cafer İBANOĞLU[3], Osman DEMİRCAN[1,2], Tunç ŞENYÜZ[1] Mehmet TÜYSÜZ[1,2] ve Volkan Bakış[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Gözlemevi
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Fizik Böl
[3] Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir
esoydugan@comu.edu.tr

Özet

Bu çalışmada, Cepheid karasızlık kuşağının δ Scuti bölgesine bileşenlerinden en az birisi yerleşen zonklamaya aday olan 71 ayrık ve 90 yarı-ayrık örten çift sistemlerin listesi verilmiştir. Bu aday sistemlerin listelenmesi, onların duyarlı ışıtma ve etkin sıcaklık değerlerine göre yapılmıştır. Hipparcos uydusu tarafından keşfedilen tayf türlerine veya B-V renklerine göre, kararsızlık kuşağında yer alan zonklamaya aday 36 ayrık veya yarı-ayrık sistemin listelenmesi de verilmiştir. Ayrıca, literatürde kesin olarak δ Scuti türü zonklama gösteren 36 ayrık ve yarı-ayrık örten çift sistem de bu çalışmada yer almaktadır. Bu 36 sistemin zonklayan baş bileşeninin, zonklama dönemleriyle sistemin yörünge dönemleri arasında bir bağıntı ortaya konmuştur. Bu sistemlerden mutlak parametreleri kesin bilinenler kullanılarak, zonklama dönemi ile yoldaş yıldızın baş yıldızın yüzeyi üzerindeki maddenin 1 gr'ına uyguladığı çekim kuvveti arasında bir ilişki belirlenmiştir. Son olarak, δ Scuti türü zonklaması yeni keşfedilen iki sistem örnek gösterilerek çalışma sonuçlandırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Örten çift yıldızlar, δ Scuti yıldızları, ışıkölçüm*

Abstract

In this study, we have listed that at least one or two components of 71 detached and 90 semi-detached systems are located in the δ Scuti region of the Cepheid instability strip. These candidate systems according to their reliable luminosities and temperatures values were listed. 36 detached or semidetached systems located in instability strip according to spectral type and (B-V) colours discovered by the *Hipparcos* satellite were also given as a separate list. In addition, this study has contained that 36 detached and semi-detached systems show definitely δ Scuti type variability in the literature. Considering a sample of 33 eclipsing binary systems with δ Scuti type primaries, we discovered that there is a possible relation among the pulsation periods of the primaries and the orbital periods of the systems. Among the sample, the masses of the secondaries and the separations between the components are known for 12 systems for which a log P_{puls} versus log F (the gravitational pull exerted per gram of the matter on the surface of the primaries by the secondaries) correlation were determined. In the final, δ Scuti type variability was discovered in the two sample systems were shown.

Key words: *Eclipsing binaries, δ Scuti stars, photometry*

1. Giriş

δ Scuti yıldızları anakol veya anakol sonrası ışıtma sınıfları III ile V, kütleleri 1.4 ile 3 $M_{\odot}$, tayf türleri A2 ile F2 arasında bulunan değişen yıldızlardır. Hertzsprung-Russell (H-R) diyagramında klasik Cepheid kararsızlık kuşağının alt kısmında yer alırlar. Zonklamalarından sorumlu olan mekanizma κ soğurma mekanizmasıdır (Houdek ve diğ., 1999). Bu türden yıldızlar, tek veya çok modlu çapsal (radyal) ve çapsal olmayan (non-radyal) zonklama karakteri sergilerler. Zonklama modları genellikle, düşük dereceli çapsal ve çapsal olmayan p (basınç) veya g (çekim) modlarıdır (Breger, 1979; Stobie ve Shobbrook, 1976; Millis, 1973; Dziembowski, 1974). Zonklama dönemleri 20 dakika ve 8 saat arasında bulunur.

δ Scuti yıldızlarında, konvektif çekirdekte ya da kabukta görülen hidrojen yanması Güneş'te görülen p-p (proton-proton) çevriminin aksine baskın olarak CNO çevrimi ile sağlanmaktadır (Guzik, 2000). Bu nedenle, bu türden yıldızların çalışılması Güneş ve büyük kütleli veya evrimleşmiş yıldızlar arasında yararlı bilgiler sağlar.

Yıldız diskini çözümleyemediğimiz için, ışıkölçümle yalnızca düşük dereceli modlar belirlenebilir. Hızlı dönen δ Scuti yıldızlarının tayf çizgisi görüntülerinde gözlenen değişimlerle bazı yüksek dereceli çapsal olmayan modların belirlenmesini sağlamıştır (Kennelly ve Walker, 1996). Dziembowski ve Pamyatnykh (1991), Audard, Provost ve Christensen-Dalsgaard (1995) konvektif karışım katmanının aralığının ölçülmesinde ve konvektif çekirdeğin araştırılmasında *g* modlarının belirlenmesinin çok önemli olduğunu belirtmişlerdir. Evrimleşen δ Scuti yıldızlarında, hem *p* hem de g modları uyartılır. Hem olası uyartılmış *g* modları hemde çift olma doğası düşük frekans bölgesinde olmalıdır. H-R diagramında, bu düşük frekans bölgesi hem γ Dor hem de δ Scuti yıldızları için önemlidir.

1975'lerden sonra, ışıkölçüm gözlemlerinin kalitesi arttıkça (milikadir yöresinde), birçok δ Scuti yıldızı bulundu. δ Scuti değişenlerinin keşfi için, düzenli araştırmalar Breger (1969), Danziger ve Dickens (1967), Millis (1967), ve Jorgensen ve diğ., (1971) tarafından yapılmıştır. Örten çiftlerdeki, δ Scuti türü zonklamaların ilk keşifleri 1970'lerde yapıldığı halde (Tempesti, 1971; Broglia ve Marin, 1974; McInally ve Austin, 1977; Jørgensen ve Grønbech, 1978), ayrık ve yarı-ayrık sistemlerde bilinen zonklayan bileşenlerin sayısı 2000'li yıllara kadar sadece birkaç taneydi. Son yıllarda Mkrtichian önderliğinde kurulan merkez Asya ağı (Central Asian Network) grubu (Mkrtichian ve diğ, 2002) ve Kim'in öncülüğünde kurulan güney Kore (South Korean) grubu (Kim ve diğ., 2002a,b) Algol türü çift sistemlerde δ Scuti türü zonklayan sıcak bileşenlerin büyük çoğunluğunu ortaya çıkarmıştır. Son on yılda hem ışıkölçüm hem de dikine hız ölçümleri çok sönük yıldızlarda düşük genlikli değişimlerin belirlenmesine öncülük etmiştir (Soydugan ve diğ., 2006a).

Çiftlik özellikleriyle bileşen yıldızların önemli fiziksel ve geometrik parametrelerinin belirlenmesi hem de tutulma olayı ile zonklayan bileşenin mod belirlenmesi yapılabilir. Tutulma sırasında

zonklayan bileşenin zonklama genlik ve evre değişimleri kullanılarak, AS Eri (Mkrtichian ve diğ., 2004) ve RZ Cas (Rodriguez ve diğ., 2004) da çapsal olmayan modların duyarlı belirlemesi yapılmıştır. Çift olmanın diğer bir kazanımı da; çapsal olmayan mod yarılmaları kullanılarak, duyarlı dönme dönemlerinin belirlenebilir olmasıdır. Ayrıca; yarı-ayrık Algoller'de görülen kütle aktarması ve toplanma yapısı baş bileşenin zonklama dönemini etkileyebilir. Bu nedenle, kütle aktarım oranı belirlenebilir.

Bu çalışmamızda; H-R diyagramında karasızlık kuşağında yer alan, δ Scuti türü zonklamaya aday 71 ayrık ve 90 yarı-ayrık sistemin kararsızlık kuşağındaki konumları ve istatistiksel dağılımları verilmiştir. δ Scuti türü zonklaması kesin olan 36 sistem için yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki bağıntı ortaya konmuştur. Yeni keşfedilen δ Scuti bileşenli örnek sistemlerle çalışma sonuçlandırılmıştır.

2. δ Scuti Türü Zonklamalar İçin Aday Sistemler

Ayrık Örten Çift Sistemler

Bileşenlerinden en az birisi karasızlık kuşağına düşen, 71 ayrık çift sistemin mutlak parametreleri Tablo 1'de listelenmiştir. 2. Sütun'da p ve s sırasıyla δ Scuti bölgesine yerleşen baş (primary) ve yoldaş (secondary) bileşene karşılık gelir. 54 sistemin baş ve 41 sistemin de yoldaş bileşenleri karasızlık kuşağında yer almaktadır. Tablo 1'den de görüldüğü gibi bazı ayrık sistemlerin her iki bileşeni de bu kuşakta bulunur. Zonklamaya aday baş ve yoldaş bileşenlerin H-R diyagramındaki konumları Şekil 1 (54 baş bileşen) ve 2'de (41 yoldaş bileşen) gösterilmektedir. Buna göre tüm şekillerde kullanılan semboller aynı olmak üzere, üçgenler (en duyarlı olanlar): parametreleri hem ışıkölçüm hem de tayf çalışmaları birleştirilerek elde edilenler, artılar (daha az duyarlı): parametreleri tayf türlerine göre belirlenenlere karşılık gelir.

Tablo 1. *Zonklamaya aday ayrık çift sistemler (Soydugan ve diğ., 2006a).*

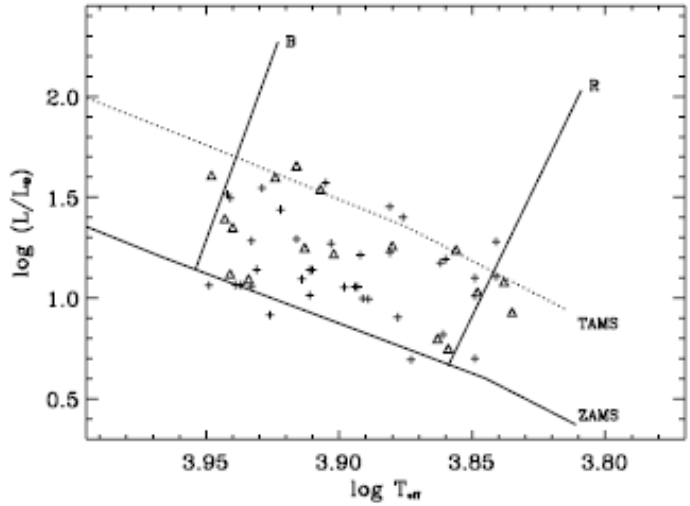
İsim	Bileşen	Tayf türü	Max parlaklık (mag)	P_{orb} (d)	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	R_1 ($R_\odot$)	R_2 ($R_\odot$)	L_1 ($L_\odot$)	L_2 ($L_\odot$)	T_1 (K)	T_2 (K)	Kaynaklar
CZ And	p, s	A6+	12.40 (*B*)	2.7172	2.42	2.04	1.76	1.35	9.87	5.58	7750	7670	1
CD Aqr	s		10.80 (*V*)	4.8378	2.22	1.52	3.19	1.49	46.84	6.63	8490	7620	1, 2
V409 Aql	p	F5	11.50 (*B*)	2.0494	1.58	1.42	3.04	3.23	19.00	17.59	6940	6610	1
V602 Aql	p, s	A2+	11.90 (*B*)	3.0126	2.78	1.71	2.47	2.45	31.24	13.28	8730	7060	1, 2
V805 Aql[a]	p, s	A2+A9	7.59 (*V*)	2.4082	2.11	1.63	2.11	1.75	17.78	7.24	8185	7178	1, 2, 3
SZ Ari	p	F0	11.30 (*V*)	1.7175	1.46	1.04	2.46	0.82	14.94	0.43	7270	5210	1
WW Aur[a]	p, s	A5m+A7m	5.821 (*V*)	2.5250	1.99	1.80	1.88	1.88	13.80	11.48	8128	7762	2, 4
CG Aur	p, s	A7+	12.10 (*B*)	1.8049	2.22	1.53	1.75	1.45	9.93	5.02	7780	7210	1
UW Boo	p	F0+	10.40 (*B*)	1.0047	1.48	1.08	1.51	1.03	5.01	1.33	7060	6120	1, 2
AL Cam	p, s	A2+	10.28 (*V*)	1.3283	2.76	1.65	2.52	1.66	32.68	6.57	8740	7200	1, 2
SW CMa[c]	p, s	A5V+A5V	9.15 (*V*)	10.0920	2.22	2.03	3.01	2.46	34.67	22.39	8070	8002	2, 5
CI Car	p	A2	11.80 (*B*)	2.8185	2.89	1.96	2.01	2.96	19.24	8.82	8570	5800	1
DP Car	p	A8	13.00 (*B*)	7.5637	2.40	1.92	2.98	5.69	25.19	22.85	7510	5310	1
V364 Cas	p, s	A7+	10.75 (*V*)	1.5431	2.47	2.13	2.24	2.25	16.32	16.53	7749	7756	1, 2
SZ Cen[c]	s	A7V	8.62 (*V*)	4.1080	2.32	2.28	4.56	3.63	66.83	46.03	7727	7889	2, 6
LP Cen	p	F0	10.37 (*V*)	2.4723	1.45	1.00	1.67	1.34	8.02	2.42	7550	6240	1
NP Cen	p, s	A5+	9.80 (*B*)	2.8530	2.40	1.97	3.19	2.90	37.43	17.54	8030	6960	1, 2
V348 Cen	p	A5	11.10 (*V*)	2.1524	2.03	0.96	1.71	1.88	13.83	5.15	8540	6370	1
V377 Cen	s		8.90 (*V*)	8.2517	2.10	1.24	2.33	2.56	34.80	21.54	9240	7810	1
WX Cep[c]	p, s	A2+A5	9.03 (*V*)	3.3785	2.33	2.54	2.71	4.00	40.74	63.10	8872	8147	2, 7
EG Cep	p	A3	9.51 (*V*)	0.5446	2.22	1.54	1.53	0.83	11.62	1.51	8650	7060	1, 2
EI Cep[a]	p	F2V	7.61 (*V*)	8.4394	1.69	1.79	2.43	2.92	12.02	15.14	6892	6661	2, 8
WY Cet	s		9.60 (*B*)	1.9398	2.47	1.88	2.16	2.16	29.07	23.48	9190	8690	1, 2
V454 CrA	p	A5	10.10 (*V*)	2.3969	2.23	1.55	1.76	1.41	12.41	4.35	8200	7060	1
V Crt[c]	p	A8V	10.27 (*V*)	0.7020	1.55	1.05	1.51	1.58	5.62	1.55	7230	5122	2, 9
GV Cyg	p	A5	13.20 (*B*)	0.9907	1.98	0.93	1.63	1.66	10.31	3.35	8150	6080	1, 2
MY Cyg[c]	p, s	F0m+F0m	8.34 (*V*)	4.0052	1.78	1.81	2.19	2.19	10.72	10.23	7047	6998	2, 10
QT Cyg	p	A5	14.80 (*B*)	3.3356	2.39	1.94	1.86	2.43	11.37	2.68	7810	4750	1, 2
V447 Cyg	p	A3	13.10 (*B*)	2.2056	2.24	1.57	1.45	1.23	11.58	2.22	8900	6400	1
V456 Cyg	p	A2	10.80 (*V*)	0.8912	3.01	2.26	1.36	1.02	8.25	2.72	8430	7390	1, 2
V466 Cyg	p	A8	10.53 (*V*)	1.3916	2.23	1.56	1.64	1.47	6.59	3.87	7260	6700	1, 2
V477 Cyg[c]	p	A3V	8.55 (*V*)	2.3470	1.80	1.35	1.60	1.42	13.18	3.31	8730	6531	2, 11
V689 Cyg	p	A5V	14.00 (*B*)	1.4553	2.35	1.84	1.84	2.08	11.37	2.13	7840	4850	1
YY Del	p, s	A3+	11.30 (*V*)	0.7931	2.21	1.51	1.52	1.33	11.61	4.15	8690	7160	1, 2
BW Del	p	F2	11.40 (*B*)	2.4232	1.40	0.88	2.51	1.70	12.76	3.75	6930	6190	1, 2
RX Dra	p, s	F0+F0	10.00 (*B*)	3.7864	1.71	1.29	2.52	1.58	15.57	5.49	7250	7070	1, 2
W Equ	p, s	A7+	11.80 (*B*)	4.2369	2.23	1.55	3.09	2.91	28.42	21.04	7610	7270	1
CW Eri[c]	p	F2	8.44 (*V*)	2.7284	1.59	1.33	2.08	1.56	8.51	4.07	6839	6561	2, 12, 13
TX Her[a]	p	A8	8.12 (*V*)	2.0598	1.62	1.45	1.58	1.48	6.31	3.98	7295	6714	2, 12
HS Her[c]	s	A4	8.61 (*V*)	1.6374	6.50	1.90	3.00	1.70	426.58	8.91	15 140	7646	2, 14, 15
V624 Her[c]	s	A7m	6.204 (*V*)	3.8950	2.28	1.88	3.03	2.21	36.31	17.38	8147	7943	2, 4, 16
KW Hya[a]	p	A3m	6.115 (*V*)	7.7500	1.98	1.49	2.13	1.48	16.60	4.47	7998	6886	2, 17
CM Lac[a]	p, s	A2V+F0V	8.22 (*V*)	1.6047	1.88	1.47	1.59	1.42	12.45	4.79	8595	7163	2, 10
V364 Lac[c]	p, s	A4+A3	8.36 (*V*)	7.3515	2.33	2.30	3.31	2.99	45.39	41.69	8250	8500	2, 18
TX Leo	s		5.67 (*V*)	2.4451	3.73	2.24	4.14	2.43	116.14	16.46	9360	7490	1, 2
WY Leo	s		11.00 (*V*)	4.9859	2.31	1.40	3.26	2.65	81.16	24.75	9640	7940	1, 2
RR Lyn[c]	p, s	A7V+F0V	5.54 (*V*)	9.9451	2.00	1.55	2.50	1.93	18.20	8.51	7586	7079	2, 12, 19
TZ Men[a]	s	A8V	6.18 (*V*)	8.5690	2.49	1.50	2.02	1.43	42.66	4.90	10 399	7194	2, 4
EP Mon	p, s	A3+	10.50 (*B*)	1.1481	2.45	2.09	2.76	2.06	35.16	18.18	8500	8340	1, 2
V456 Oph	p, s	A5:+	10.14 (*V*)	1.0160	2.23	1.54	2.19	1.99	19.64	9.04	8250	7130	1, 2
V846 Oph	s		9.90 (*V*)	3.1268	2.91	2.20	2.69	2.18	39.80	19.21	8890	8240	1
FT Ori[c]	s	A3V	9.30 (*V*)	3.1504	2.50	2.30	2.20	1.90	36.32	17.42	9550	8551	2, 19
V536 Ori	s		10.20 (*V*)	3.1633	2.99	2.23	2.37	1.72	29.73	11.71	8800	8150	1
V1031 Ori[c]	p, s	A6V+A3	6.06 (*V*)	3.4056	2.29	2.47	2.99	4.32	39.81	63.10	8400	7850	2, 10, 20
BO Peg	p	A4	11.50 (*B*)	0.5804	2.10	1.24	1.54	0.96	11.43	1.19	8580	6180	1, 2
EE Peg[a]	p	A3m	6.98 (*V*)	2.6282	2.16	1.34	2.09	1.31	22.39	2.69	8710	6457	2, 10
GH Peg	p	A3	9.10 (*B*)	2.5561	2.44	2.06	2.27	2.52	18.62	8.48	7990	6230	1, 2
OO Peg[a]	p, s	A2	8.33 (*V*)	2.9847	1.72	1.69	2.19	1.37	24.79	9.63	8770	8683	21
IQ Per[c]	s	A7	7.73 (*V*)	1.7436	3.53	1.72	2.47	1.53	134.90	7.59	12 512	7743	2, 22
IU Per	p, s	A4+	10.50 (*B*)	0.8570	2.42	2.03	1.88	1.74	13.78	11.39	8150	8060	1, 2
V337 Per	s		12.80 (*B*)	1.8861	2.86	1.71	2.86	3.32	46.18	26.87	8910	7240	1, 2

Tablo 1'in devamı

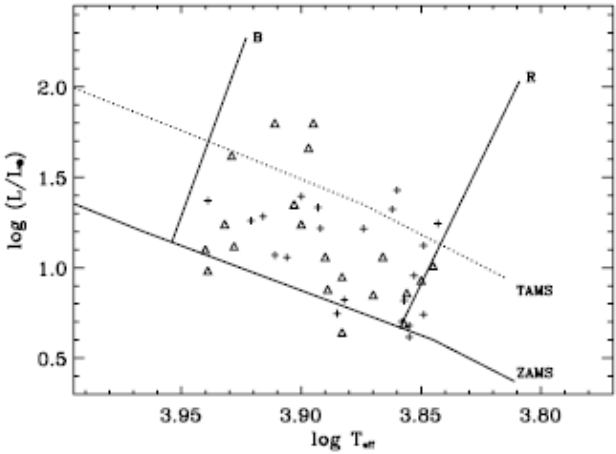
İsim	Bileşen	Tayf türü	Max parlaklık (mag)	P_{orb} (d)	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	R_1 ($R_\odot$)	R_2 ($R_\odot$)	L_1 ($L_\odot$)	L_2 ($L_\odot$)	T_1 (K)	T_2 (K)	Kaynaklar
V526 Sgr[a]	s	A2	9.82 (*V*)	1.9194	2.27	1.68	1.89	1.56	33.88	12.59	10 139	8710	2, 23
V4089 Sgr[a]	s		5.91 (*V*)	4.6283	3.28	1.57	4.00	1.63	72.44	7.08	8433	7413	24
V594 Sco	p	F0	10.56 (*V*)	3.6329	1.45	1.01	2.16	2.54	10.29	7.75	7070	6070	1
V626 Sco[a]	p, s	A7+	11.40 (*B*)	1.0337	2.23	1.54	1.34	1.20	4.95	4.39	7470	7640	1
V634 Sco[a]	s		11.70 (*B*)	1.2240	3.07	2.42	1.53	1.70	14.20	13.15	9100	8470	1
EW Tau	p	A9:	11.70 (*B*)	5.2693	2.22	1.54	2.39	2.57	12.55	11.66	7070	6680	1
RS Tri[a]	p, s	A5+	10.26 (*V*)	1.9089	2.22	1.54	2.53	2.11	27.46	11.48	8350	7340	1, 2
RT UMi[a]	p	F0	10.90 (*V*)	1.8420	1.70	0.50	2.70	2.20	17.38	1.45	7170	4269	2, 25
RR Vel	p	A5:	10.81 (*V*)	1.8542	2.50	1.50	1.81	2.32	11.33	6.88	7900	6160	1
AB Vul	p	A8:	12.40 (*B*)	1.4613	2.05	1.11	2.38	1.36	16.82	2.59	7600	6300	1, 2

[a]Detached binaries with more accurate data.[b]Passband used in the observation.

References: (1) Brancewicz & Dworak (1980); (2) Kreiner (2004); (3) Popper (1981); (4) Andersen (1991); (5) Lacy (1997a); (6) Balona (1994); (7) Popper (1987); (8) Cester et al. (1978b); (9) Liu (1993); (10) Malkov (1993); (11) Değirmenci et al. (2003); (12) Popper (1980); (13) Popper (1983); (14) Hall & Hubbard (1971); (15) Giuricin & Mardirossian (1981a); (16) Harmanec (1988); (17) Andersen & Vaz (1984); (18) Torres et al. (1999); (19) Petrova & Orlov (1999); (20) Andersen, Nordström & Clausen (1990); (21) Munari et al. (2001); (22) Değirmenci (1997); (23) Lacy (1997b); (24) North, Studer & Kunzli (1997); (25) Mardirossian & Giuricin (1981).



Şekil 1: *H_R diyagramındaki ayrık örten çift sistemin 54 baş bileşeninin kararsızlık kuşağındaki konumları. Üçgenler daha duyarlı veriye karşılık gelmektedir (bkz. metin). ZAMS ve TAMS'ın sınırları kuramsal olarak çizilmişken, karasızlık kuşağının sınırları B(blue) ve R(red) gözlemseldir.*



Şekil 2: *H_R diyagramındaki ayrık örten çift sistemin 41 yoldaş bileşeninin kararsızlık kuşağındaki konumları. ZAMS, TAMS ve kararsızlık kuşağının sınırları Şekil 1'deki gibidir.*

Şekil 2'den görüldüğü gibi; üç sistemin yoldaş bileşenleri (XX Cep, V1031 Ori ve SZ Cen) anakol evrimini tamamlamıştır. Tablo 1'de yer alan bazı ayrık sistemlerin her iki bileşeni de kararsızlık kuşağında yer alabilir. Böylesi sistemlerde, iki bileşeninde zonklaması halinde, zonklamalar birbirini yok edecek ve zonklamaların ortaya çıkarılması çok zor veya mümkün olmayacaktır

Yarı-Ayrık Örten Çift Sistemler

Yarı-ayrık sistemler için yalnızca klasik Algoller ele alındı. Algollerde yoldaş bileşenin toplam ışığa katkısı optik dalgaboyunda oldukça küçüktür. Bu nedenle, küçük kütleli yoldaş bileşenin mutlak parametreleri duyarlılıkla elde edilemeyecektir. Şekil 3'te H-R diyagramında klasik Algoller'in zonklamaya aday baş bileşenlerinin kararsızlık kuşağındaki konumları gösterilmektedir. Tablo 1 ve 2 Soydugan ve diğ. (2006a)'nin hazırladığı makaleden alındığı için, daire içine alınan sistemler (V346 Cyg, TZ Dra, BO Her ve VY Mic) bu çalışmada aday olarak listelenmiştir. Bundan sonraki yıllarda, bu sistemlerin baş bileşenlerin, kesin olarak δ Scuti türü zonklama gösterdiği belirlenmiştir (bkz. Tablo 3).

Tablo 2: *Zonklamaya aday yarı-ayrık çift sistemler (Soydugan ve diğ., 2006a).*

İsim	Bileşen	Tayf türü	Max parlaklık (mag)	P_{orb} (d)	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	R_1 ($R_\odot$)	R_2 ($R_\odot$)	L_1 ($L_\odot$)	L_2 ($L_\odot$)	T_1 (K)	T_2 (K)	Kaynaklar
TW And[a]	p	F0V	9.12 (*V*)	4.1228	1.68	0.32	2.19	3.37	11.55	3.14	7188	4184	1
CP And	p	A5	11.20 (*V*)	3.6089	2.14	1.34	2.56	3.44	23.47	14.66	7938	6087	1
RY Aqr[a]	p	A8	8.86 (*V*)	1.9666	1.27	0.26	1.28	1.79	7.08	1.23	7600	4550	2, 3
CZ Aqr	p	A5p	11.10 (*V*)	0.8628	2.96	1.48	1.91	2.00	11.79	4.25	7780	5860	4
YZ Aql	p	A3	10.90 (*V*)	4.6725	3.13	2.56	3.20	6.64	42.35	10.32	8228	4013	1
QY Aql[a]	p	F0g	12 (*V*)	7.2296	1.70	0.60	3.90	4.90	33.11	7.41	7009	4301	1
SS Cam	p	F5V	10.09 (*V*)	3.1268	1.72	2.28	2.79	8.15	18.86	36.26	7199	4960	1
TY Cap	p	A5	10.30 (*V*)	1.4235	2.50	2.06	2.89	2.57	28.92	1.19	7871	3759	1
CV Car[a]	p	A3	10.40 (*V*)	14.4149	2.50	0.80	2.30	11.10	28.18	48.98	8766	4582	1
IS Cas	p	A2	11.60 (*B*)	1.8415	2.76	1.64	2.50	2.06	32.66	32.66	8724	9611	1
SY Cen	p	A5	10.92 (*V*)	6.6314	3.33	1.67	2.39	6.34	17.48	15.00	7632	4510	1
XX Cep[a]	p	A8V	9.21 (*V*)	2.3373	2.03	0.33	2.12	2.25	13.50	1.79	7596	4449	1
EK Cep[a]	p	A1V	7.88 (*V*)	4.4278	2.02	1.12	1.58	1.32	14.79	1.55	9002	5604	1
RW Cet	p	A5	10.09 (*V*)	0.9752	2.73	1.77	1.91	2.19	12.19	5.77	7801	6043	1
AT Cir	p	A5IV-V	8.40 (*B*)	3.2575	2.41	2.00	3.20	4.07	37.42	27.51	7978	6550	1
IS CrA	p	A2	10.90 (*B*)	3.2366	2.49	1.85	2.57	3.29	35.54	14.72	8788	6231	1
RW CrB[a]	p	F0	10.21 (*V*)	0.7264	1.60	0.40	1.54	1.10	6.03	0.35	7286	4232	1
SY Cyg	p	A3	11.10 (*V*)	6.0055	2.14	0.86	2.21	4.82	26.98	8.89	8846	4538	1
UW Cyg	p	F0	10.68 (*V*)	3.4508	2.14	0.86	2.28	2.79	14.40	8.89	7444	5965	1
VW Cyg	p	A3e	10.36 (*V*)	8.4303	2.10	0.60	2.00	7.00	21.88	17.38	8824	4453	1
AE Cyg	p	A5	11.30 (*V*)	0.9692	1.54	0.85	1.91	2.54	16.79	15.06	8500	7170	4
BR Cyg[a]	p	A5V	9.94 (*V*)	1.3326	2.50	1.00	2.30	2.40	28.18	4.79	8766	5510	5
KU Cyg[a]	p	F4p	11.40 (*V*)	38.4388	3.85	0.48	3.38	17.1	38.02	46.77	7793	3649	6
V345 Cyg	p	A1	11.30 (*B*)	2.0755	2.88	1.96	2.34	4.60	31.00	28.43	8900	6212	1
V346 Cyg	p	A5	11.80 (*B*)	2.7433	2.34	1.83	3.75	4.74	61.76	38.94	8353	6620	1
V959 Cyg	p	A5:	11.30 (*V*)	1.8398	2.22	1.52	2.96	2.64	40.75	18.97	8473	7411	1
Z Dra	p	A5	10.59 (*V*)	1.3574	1.40	0.38	1.56	1.56	12.45	0.96	8678	4573	1
RZ Dra	p	A5	10.40 (*V*)	0.5509	1.40	0.62	1.62	1.12	7.60	1.27	7527	5788	1
TZ Dra	p	A7V:	9.34 (*V*)	0.8660	2.12	0.28	2.03	1.72	14.14	2.52	7853	5543	1
U Gru	p	A5	11.67 (*V*)	1.8805	2.40	0.60	2.13	2.22	17.12	2.54	8042	4889	1
SZ Her[a]	p	A5	9.92 (*V*)	0.8181	2.10	0.80	1.70	1.60	11.22	1.95	8100	5400	7
UX Her[a]	p	A3	8.97 (*V*)	1.5489	2.70	0.60	2.00	1.94	19.50	1.05	8600	4200	7
AD Her[a]	p	A4V	9.68 (*V*)	9.7666	2.90	0.90	2.60	7.70	33.11	23.98	8584	4601	1
BO Her	p	A7	11.10 (*V*)	3.0874	2.43	1.99	3.64	4.81	37.26	12.74	7472	4970	1
FN Her	p	A9	10.50 (*B*)	2.6913	1.99	1.46	2.22	2.08	10.51	6.38	6973	6358	1
MX Her	p	F5	11.40 (*B*)	2.3476	1.40	0.87	2.36	2.04	11.88	6.70	6973	6499	1
V338 Her	p	A9	10.21 (*V*)	1.3057	1.78	1.00	1.92	1.63	9.21	0.89	7254	4390	1
V359 Her	p	F0	10.03 (*V*)	1.7558	1.60	1.38	2.39	2.02	13.75	7.40	7187	6696	1
TT Hya	p	A3	7.31 (*V*)	6.9534	1.99	0.72	2.14	4.85	22.13	12.64	8555	4940	1
VY Hya	p	A3	10.37 (*V*)	2.0012	2.09	1.20	1.61	1.28	13.89	2.51	8779	6419	1
DE Hya	p	A2	11.00 (*B*)	4.2277	3.01	2.25	2.72	3.41	39.22	5.15	8755	4707	1
TW Lac	p	A2	11.50 (*B*)	3.0375	2.80	1.87	2.98	4.17	45.27	21.07	8670	6054	1
VX Lac	p	F0	10.55 (*V*)	1.0745	1.48	1.07	1.70	1.26	6.60	2.16	7093	6232	1
AU Lac	p	A5	11.10 (*V*)	1.3924	2.36	1.86	1.88	2.28	11.38	5.43	7729	5833	1
DG Lac	p	A5	10.80 (*B*)	2.2065	2.42	1.90	2.42	3.30	19.43	10.70	7787	5745	1
UU Leo	p	A2	11.70 (*V*)	1.6797	1.94	1.15	1.45	1.17	12.73	2.11	9051	6429	1
VZ Leo	p	A5	10.60 (*B*)	1.0899	2.39	1.93	1.91	2.59	11.39	1.16	7670	3721	1
SS Lib	p	A5	10.42 (*V*)	1.4380	2.41	2.00	2.29	3.16	21.64	13.90	8824	6267	1
SX Lyn	p	A2	10.00 (*B*)	2.0225	2.66	1.58	2.02	1.52	22.91	5.76	8882	7250	1
RV Lyr	p	A5:	11.50 (*B*)	3.5990	3.70	1.30	2.19	5.40	13.29	4.20	7444	3555	1
VY Mic	p	A3	8.40 (*B*)	4.4358	2.39	1.96	2.24	4.43	25.99	13.98	8705	5301	1
BO Mon	p	A2	10.80 (*B*)	2.2252	2.89	1.97	2.57	3.26	35.72	20.27	8799	6781	1
HO Mon	p	A5	11.50 (*B*)	7.8945	2.51	2.03	2.58	5.71	21.15	13.62	7704	4639	1
V391 Oph	p	A1	11.50 (*B*)	2.8956	2.55	1.13	1.86	2.10	13.65	4.26	8132	5720	1
V501 Oph	p	A5	11.30 (*V*)	0.9680	1.98	0.94	2.08	2.92	17.50	7.19	8183	5529	1
V535 Oph	p	A3	11.30 (*B*)	6.0553	1.98	0.92	1.81	3.16	18.36	11.79	8878	6015	1

Tablo 2'nin devamı

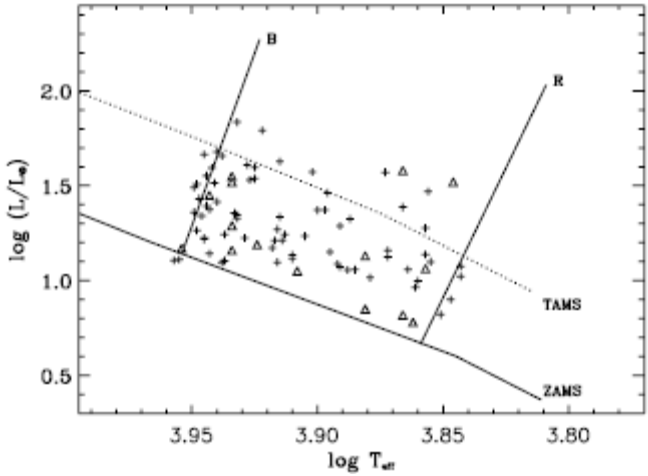
İsim	Bileşen	Tayf türü	Max parlaklık (mag)	P_{orb} (d)	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	R_1 ($R_\odot$)	R_2 ($R_\odot$)	L_1 ($L_\odot$)[b]	L_2 ($L_\odot$)	T_1 (K)	T_2 (K)	Kaynaklar
EY Ori	p	A8V	9.49 (*V*)	16.7878	2.52	2.09	3.51	8.47	29.53	34.82	7179	4816	1
FK Ori	p	A2	12.00 (*B*)	1.9475	2.64	1.35	2.10	2.17	23.64	12.23	8780	7325	1
FL Ori	p	A3V	11.50 (*V*)	1.5510	2.88	1.93	2.12	2.17	18.62	3.21	8232	5243	1
TY Peg	p	A2	10.26 (*V*)	3.0922	3.30	0.50	3.02	3.06	47.52	4.77	8717	4875	1
UX Peg	p	A2	10.70 (*B*)	1.5446	2.75	1.62	1.86	2.01	17.50	6.18	8653	6417	1
AT Peg[a]	p	A4V	9.02 (*V*)	1.1461	2.22	1.05	1.86	2.15	15.49	2.40	8400	4900	8
BG Peg	p	A2	10.50 (*B*)	1.9524	2.53	1.29	2.40	3.35	32.20	22.49	8872	6865	1
DF Peg	p	A2	9.15 (*V*)	14.6987	2.87	1.90	2.16	3.15	22.63	14.26	8563	6318	1
DM Peg[a]	p	A8:	10.90 (*V*)	2.5890	2.00	0.96	1.60	2.73	6.58	7.36	7340	5770	4
RV Per	p	A2	11.10 (*V*)	1.9735	3.04	0.46	2.91	4.52	46.19	3.11	8818	3604	1
X Pic	p	A2	10.70 (*B*)	0.8619	2.50	1.00	1.74	2.03	16.53	3.65	8820	5598	1
RV Pic	p	A1V	9.65 (*V*)	3.9718	1.96	1.07	1.82	2.51	13.03	7.84	8126	6094	1
SW Pup	p	F0	9.01 (*V*)	2.7473	1.45	1.01	1.90	3.00	7.94	10.21	7027	5955	1
ZZ Pup	p	A2	9.43 (*V*)	6.3381	2.88	1.94	2.95	4.83	39.44	21.62	8419	5661	1
AK Ser	p	A5	11.40 (*V*)	1.9226	1.98	0.93	1.97	2.12	16.28	6.15	8258	6241	1
DE Sge	p	A2	11.90 (*B*)	2.8721	1.98	0.93	1.47	2.41	12.90	8.26	9019	6301	1
SX Sgr	p	A2	9.60 (*B*)	4.1540	2.90	1.59	3.04	5.02	24.37	13.38	7353	4925	1
XZ Sgr[a]	p	A3V	8.92 (*V*)	3.2755	1.90	0.30	1.50	2.50	35.48	2.09	8600	5000	1, 7
EG Sgr	p	A2	11.20 (*B*)	4.9724	2.91	2.03	3.77	4.58	68.41	22.34	8546	5862	1
AC Tau	p	F0	10.50 (*B*)	2.0434	1.45	0.99	2.30	2.90	12.56	5.84	7162	5267	1
AQ Tau	p	A5	11.80 (*B*)	1.2159	1.99	0.94	1.87	2.05	14.88	5.64	8287	6210	1
X Tri[a]	p	A3	9.00 (*V*)	0.9715	2.30	1.20	1.71	1.96	14.45	2.51	8600	5200	7
V Tuc	p	A2	10.69 (*V*)	0.8709	2.54	1.26	1.76	1.69	16.78	1.31	8803	4748	1
TT Vel	p	A5	10.74 (*V*)	2.1084	1.99	0.96	2.00	2.17	16.30	6.46	8198	6417	1
AS Vel	p	A3	8.704 (*V*)	1.5579	2.22	1.51	1.59	1.75	12.71	7.03	8640	7102	1
DX Vel	p	A5	10.74 (*V*)	1.1173	2.13	1.31	1.73	1.36	12.46	2.26	8242	6066	1
BD Vir	p	A5	9.91 (*V*)	2.5485	2.22	0.78	2.72	4.38	33.94	14.07	8444	5340	1
UY Vir	p	A7V	8.02 (*V*)	1.9945	2.22	1.54	2.60	2.17	23.54	11.50	7882	7213	1
RR Vul	p	A2	9.93 (*V*)	5.0507	3.15	2.05	2.10	4.39	21.24	14.09	8548	5335	1
AW Vul	p	F0	10.80 (*V*)	0.8065	1.48	1.08	2.11	1.79	11.44	4.89	7305	6413	1
AX Vul	p	A1V	11.30 (*V*)	2.0248	2.56	1.31	2.14	1.36	24.78	2.89	8800	6451	1
AY Vul	p	F0V	11.70 (*V*)	2.4124	1.39	0.85	2.00	2.75	9.96	4.95	7248	5190	1
BP Vul	p	A7	9.94 (*V*)	1.9403	2.29	1.69	1.87	1.55	10.35	4.78	7568	6853	1
EY Vul	p	A4	11.10 (*V*)	4.1031	2.10	1.22	2.76	3.52	34.42	14.30	8412	5981	1

[a]Semidetached binaries with more accurate data.[b]Passband used in the observation.

References: (1) Budding et al. (2004); (2) Popper (1989); (3) Helt (1987); (4) Brancewicz & Dworak (1980); (5) Giuricin & Mardirossian (1981b); (6) Olson, Etzel & Dewey (1995); (7) Giuricin et al. (1983); (8) Maxted, Hill & Hilditch (1994).

2.3 Hipparcos Uydusu Tarafından Keşfedilen Algol Türü Çift Sistemler

Hipparcos uydusu (ESA, 1997) tarafından keşfedilen yeni Algol türü çiftler Soydugan ve diğ. (2006a) tarafından hazırlanan δ Scuti bileşenli örten çift sistemler kataloğunda yer almaktadır (bkz. Tablo 5). Zonklamaya aday sistemler (B-V) renkleri ve tayf türlerine göre, yaklaşık olarak karasızlık kuşağında bulunmaktadır ve sayısı 36 dır. Bu sistemlerin salt parametreleri henüz belirlenmediği için, karasızlık kuşağındaki konumları noktalanamamıştır. EW Boo Hipparcos'un keşfettiği ve bizim listelediğimiz 36 yıldızdan birisidir ve baş bileşeninde δ Scuti türü zonklama belirlenmiştir.



Şekil 3: *H-R diyagramında yarı-ayrık çift sistemlerin 90 baş bileşeninin karasızlık kuşağındaki konumları. ZAMS, TAMS ve kararsızlık kuşağının sınırları ile sembollerin anlamları Şekil 1'deki gibidir.*

3. Zonklama Döneminin Yörünge Dönemine Bağlılığı

Bu bağıntı literatürde ilk defa Soydugan ve diğ. (2006b) tarafından 20 Algol türü çift sistem için ortaya konmuş, bu çalışmada da 2006'dan bugüne yeni keşfedilen δ Scuti bileşenli örten çift sistemler eklenerek Tablo 3'te listelenen 33 çift sistem için yenilenmiştir. Tablo 3'te görülen bazı sistemler, WX Eri, RS Cha, HD 172189 bağıntıdan çok saptığı için çıkarılmıştır.

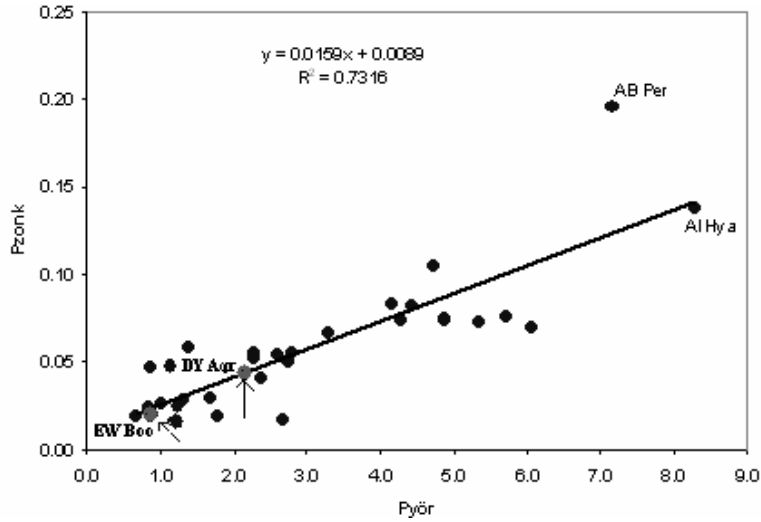
Bağıntının korelasyon katsayısı (*r*) 0.89 olarak bulunmuştur. Buna göre korelasyon, istatistiksel olarak çok duyarlıdır (Taylor, 1997). Eşitlik 1'den de görüldüğü gibi, baskın zonklama dönemi yörünge döneminin yaklaşık %2'si kadardır ve uzun yörünge dönemine sahip sistemlerde, zonklama döneminin de büyük olması beklenir.

$$P_{zonk} = 0.016(2)\, P_{yör} + 0.009(8) \qquad (1)$$

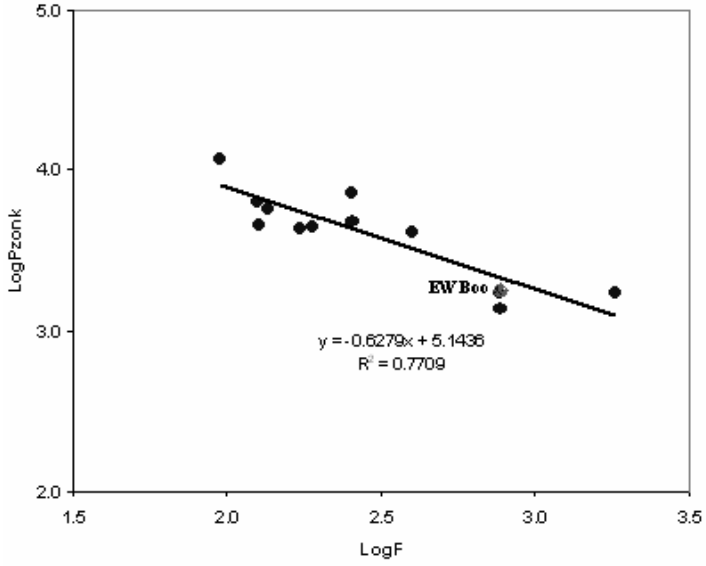
Tablo 3: *δ Scuti türü zonklama yaptığı kesin olarak belirlenen oEA'lar (Soydugan ve diğ., 2008).*

	oEA	V_{max}	$P_{yör}$(d)	P_{zonk}(d)	A (mag)
1	**Y Cam**	10.5	3.3057	0.0665	0.0318(V)
2	**R CMa**	5.70	1.1359	0.0471	0.0088(B)
3	**RZ Cas**	6.26	1.1953	0.0156	0.013(Y)
4	AB Cas	10.17	1.3669	0.0583	0.0392(V)
5	IV Cas	11.20	0.9985	0.0265	0.01(B)
6	**RS Cha**	6.02	1.6699	0.0860	0.0168
7	V346 Cyg	11.80	2.7433	0.0502	0.03(B)
8	V469 Cyg	12.80	1.3125	0.0278	0.02(V)
9	**TW Dra**	8.00	2.8069	0.0556	0.0042(V)
10	TZ Dra	9.60	0.8660	0.0194	-
11	TZ Eri	9.80	2.6062	0.0534	-
12	**WX Eri**	9.38	0.8233	0.1645	0.03
13	**AS Eri**	8.29	2.6641	0.0169	0.0134(V)
14	TU Her	10.88	2.2669	0.0556	0.008(V)
15	CT Her	10.60	1.7864	0.0192	0.03(B)
16	EF Her	11.0	4.7299	0.1042	0.068(B)
17	**RX Hya**	8.90	2.2817	0.0516	0.014(B)
18	**AI Hya**	9.35	8.2897	0.1380	0.02(B)
19	**DG Leo**	6.08	4.1467	0.083	0.020
20	V577 Oph	10.98	6.0791	0.0695	0.0289(V)
21	AB Per	10.40	7.1603	0.1958	0.02(B)
22	IU Per	10.50	0.8570	0.0238	0.02(B)
23	AO Ser	10.70	0.8793	0.0465	0.02(B)
24	**VV UMa**	10.13	0.6874	0.0195	0.015(B)
25	HIP 7666	9.69	2.3723	0.0409	0.02(V)
26	**HD 172189**	8.85	5.7020	0.0510	0.05(V)
27	BO Her	10.8	4.2728	0.0740	0.05(V)
28	VY Mic	9.47	4.4363	0.0817	0.019(V)
29	IZ Tel	12.06	4.8802	0.0732	0.045(V)
30	MX Pav	11.35	5.7308	0.0756	0.076(V)
31	**UNSW-V-500**	12.52	5.3504	0.073	0.35(V)
32	**V2365 Oph**	8.85	4.8665	0.0744	0.05(V)
33	HD62571	8.73	3.2085	0.1111	-
34	**GSC44501408**	11.26	1.2383	0.0250	0.04(V)
33	**Y Leo**	10.09	1.6861	0.0290	0.008(V)
35	**EW Boo**	10.27	0.9063	0.0200	0.025(V)
36	DY Aqr	10.30	2.1597	0.04276	0.010(V)

oEA: Zonklama gösteren Algoller (EA) Mkrtichian ve diğ. (2004) tarafından oEA olarak adlandırılmıştır. Koyu olarak yazılan oEA'lar tayfsal çalışması olan sistemlerdir.



Şekil 4: *Yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki ilişki.*



Şekil 5: *Logaritmik ölçekte zonklama dönemi ile yoldaş yıldızın baş yıldıza uyguladığı çekim kuvvetini arasındaki ilişki.*

Bu çalışmada ilk defa δ Scuti türü zonklama yaptığı ortaya konan EW Boo ve DY Aqr'ın Şekil 4'te gösterilen Pyör-Pzonk dönemi arasındaki korelasyona çok iyi uyduğu ortaya konmuştur.

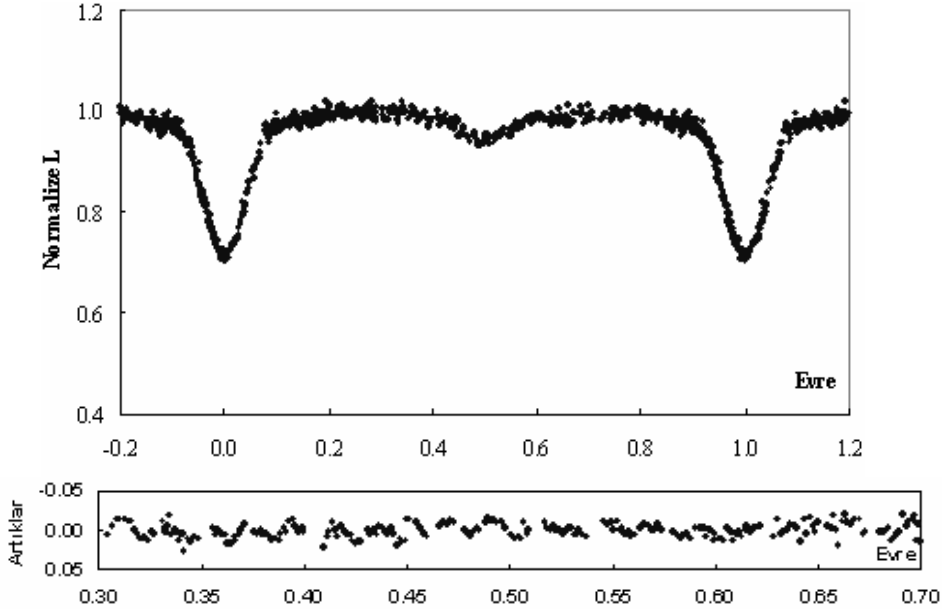
7.1603 yörünge dönemli AB Per korelasyondan en fazla sapan yıldızdır.

Yoldaş bileşenin baş bileşenin 1 gr'lık yüzeyine uyguladığı çekim kuvveti ile zonklama dönemi arasındaki ilişki Şekil 5'te ve bulunan bağıntı Eşitlik 2'de verilmiştir. Buna göre yoldaş bileşenin zonklayan bileşene uyguladığı çekim kuvveti arttıkça, zonklama dönemi küçülmektedir. Yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki ilişkide yer alan AS Eri, bu ilişkide korelasyondan çok saptığı için yer almamıştır.

$$\log P_{\text{zonk}} = -0.6279(0.13) \log F + 5.1\ (0.3) \qquad (2)$$

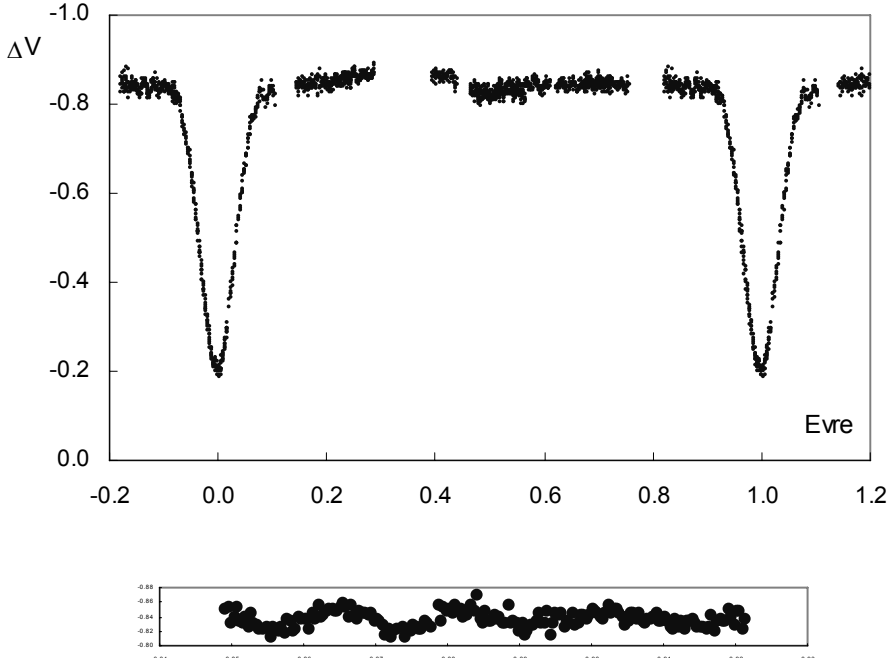
4. Yeni Keşfedilmiş Delta Scuti Bileşenli Örten Çift Sistemler

2003 gözlem sezonunda EW Boo ve 2008 gözlem sezonunda DY Aqr olmak üzere iki örten çift sistemin baş bileşeninin δ Scuti türü değişim gösterdiği belirlenmiştir.



Şekil 6: *EW Boo'nun V renginde elde edilen ışık eğrisi ve kuramsal eğriden farklar alındıktan sonra geriye sadece zonklamadan kalan ışık değişimi (alttaki şekil).*

Gözlemler Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 40 cm'lik Schmidt Cassegrain teleskop ve buna bağlı CCD kamera ile yapılmıştır. EW Boo'nun 2006 yılında elde edilmiş ışık eğrisi Şekil 6'da ve gözlemleri devam eden DY Aqr'nin ışık eğrisi ise Şekil 7'de gösterilmiştir.



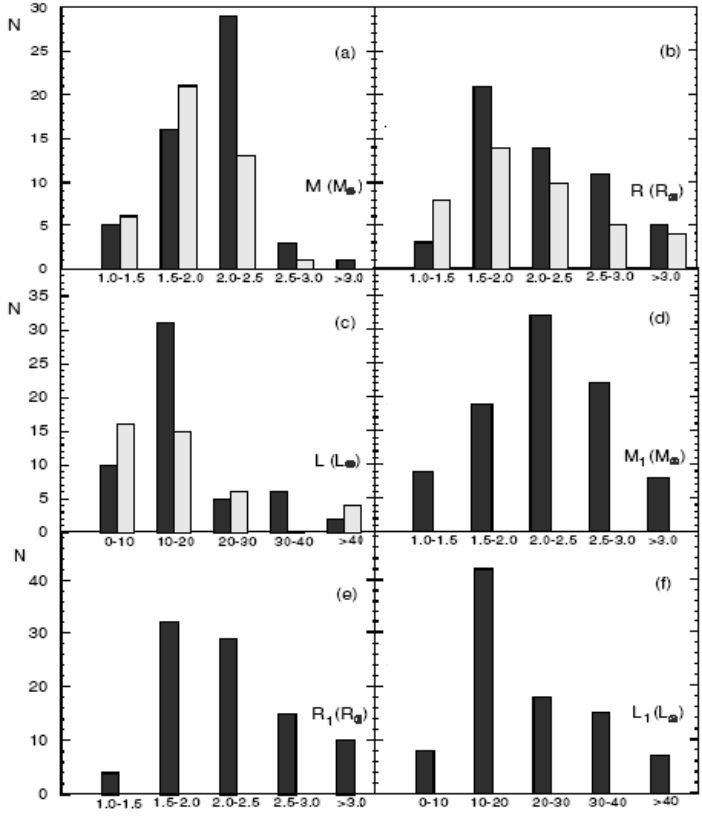
***Şekil** 7: DY Aqr'nin V renginde elde edilen ışık eğrisi ve alttaki şekil herhangi bir gecedeki zonklamalardaki değişimi gösterir.*

5. Sonuçlar

Şekil 8'de gösterilen istatistiksel dağılımdan elde edilen sonuçlar (Soydugan ve diğ., 2006a) ve çalışmada bulunan diğer sonuçlar şu şekilde verilebilir;

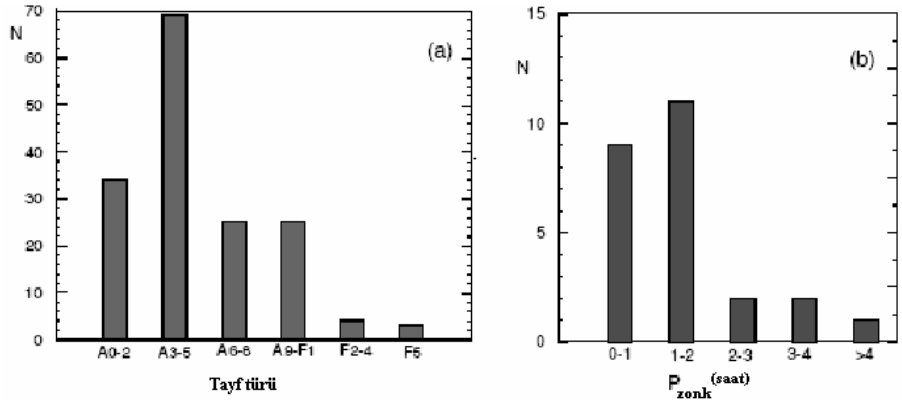
- Ayrık sistemlerin, baş bileşenlerin %50'sinden daha fazlası 2.0-2.5 $M_\odot$ arasında iken, yoldaş bileşenlerin %51'i 1.5-2.0 $M_\odot$ arasında bulunur.
- Hem baş hem de yoldaş bileşen için yarıçap dağılımı 1.5-2.0 $R_\odot$ arasında maksimumdur.

- Baş bileşenin ışıtma dağılımının %57'si 10-20 $L_\odot$ arasındadır.
- Yarı-ayrık sistemler içinde kütle dağılımının büyük bir kısmı 2.0-2.5 $M_\odot$ arasındadır.
- Yarı-ayrık sistemlerin %68'nin yarıçap dağılımı 1.5-2.5 $R_\odot$ aralığında bulunur.
- Işıtma dağılımı ayrık sistemlerin baş ve yoldaş bileşenlerinin dağılımıyla aynı yerde 10-20 $L_\odot$ arasında maximum dağılım gösterir.



Şekil 8: *Tablo 1 ve 2'deki parametre değerleri kullanılarak, zonklamaya aday ayrık (a,b,c) ve yarı-ayrık (d,e,f) sistemlerin bileşenlerinin kütle, yarıçap ve ışıtma değerlerinin istatistiksel dağılımı.*

- Şekil 9'a göre; Tayf türü dağılımı A3-5 arasında maximum dağılım gösterir. Tek δ Scuti yıldızlarının tayf türü dağılımı F0-2 arasındadır (Soydugan, ve diğ., 2006a).
- Zonklayan bileşenlerin %80'i 2 saatten daha kısa zonklama dönemlerine sahiptir.
- %36'sı 0-1 saat, %44'ü 1-2 saat arasındadır. Tek δ Scuti yıldızlarının zonklama dönemlerinin %68'i 1.2-3.6 saat arasında yer alır.
- Yörünge dönemi arttıkça zonklama dönemi de artmaktadır. Zonklama dönemi yörünge döneminin yaklaşık %2'si kadardır (Soydugan ve diğ., 2006b).
- Yoldaş yıldızın baş yıldızın 1gr'lık yüzeyine uyguladığı çekim kuvveti arttıkça zonklama dönemi küçülmektedir (Soydugan ve diğ., 2006b).
- Algol türü çift sistem; EW Boo ve DY Aqr'nın baş bileşenlerinin δ Scuti türü değişim gösterdiği belirlenmiştir. Her iki sistemin baş bileşenleri iki modla zonklamaktadır.
- EW Boo'nun baş bileşeninin zonklama dönemleri; 52.3698 ve 49.3079 c/d dir. Toplam zonklama genliği, 0.017 kadirdir.
- DY Aqr'nin baş bileşeninin zonklama dönemleri; 23.3858 ve 29.6084 c/d dir. Toplam zonklama genliği; 0.0182 kadir'dir.



Şekil 9: *Tablo 1 ve 2'deki zonklamaya aday sistemlerin tayf türü ve kesin zonklama gösteren sistemlerin zonklayan bileşenlerinin zonklama dönemlerinin dağılımı.*

Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK tarafından 107T634 nolu TÜBİTAK Kariyer projesi olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Audard N., Provost J., Christensen-Dalsgaard J., 1995, A&A, 297, 427
Breger, M., 1969, ApJS 19, 79
Breger, M., 1979, "*Delta Scuti and related stars"*, PASP 91, 5
Broglia, P. ve Marin, F., 1974, A&A 34, 89
Danziger, I.J. ve Dickens, R.J., 1967, ApJ 149, 55
Dziembowski, W. A., Kozlowski, M., 1974, AcA, 24, 245
Dziembowski W., Pamyatnykh A. A., 1991, A&A, 248, L11
ESA SP-1200, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, 17
Guzik J. A., 2000, in Ibanoglu C., ed.,NATOScience Series C, Mathematical and physical sciences, Vol. 544,Variable Stars as Essential Astrophysical Tools. Kluwer, Dordrecht, p. 213
Houdek G., Balmforth N. J., Christensen-Dalsgaard J., Gough D. O., 1999, A&A, 351, 582
Jorgensen, H.E., Johansen, K.T. ve Olsen, E.H., 1971, A&A 12, 223
Jorgensen, H.E. ve Gonbech, B., 1978, A&A 66, 377
Kennelly E. J., Walker G. A. H., 1996, PASP, 108, 327
Kim S.-L., Kwon S.-G., Youn J.-H., Mkrtichian D. E., Li J. W., 2002a, IBVS, 5314
Kim S.-L., Lee J. W., Kwon S. G., Lee D. J., Mkrtichian D. E., Youn J.-H., 2002b, IBVS, 5325
McInally, C.J. ve Austin, R.D., 1977, IBVS, No. 1334
Millis, R.L., 1967, PASP 79, 262
Millis, R.L., 1973, PASP 79, 262
Mkrtichian D. E., Kusakin A. V., Gamarova A. Yu, Nazarenko V., 2002, in Aerts C., Bedding R. T., Christensen-Dalsgaard J., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 259, Radial and Non-Radial Pulsations as Probes of Stellar Physics.
Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 96
Mkrtichian D. E. et al., 2004, A&A, 419, 1015
Rodriguez E. et al., 2004, MNRAS, 347, 1317
Soydugan, E., Soydugan, F., Demircan, O., İbanoğlu, C., 2006, MNRAS, 370, 2013
Soydugan, E., İbanoğlu, C., Soydugan, F., Akan, M. C., Demircan, O., 2006, MNRAS, 366, 1289
Soydugan, E., ve diğ., 2008 (hazırlık aşamasında).
Stobie, R.S., Shobbrook, R.R., 1976, MNRAS 174, 401
Taylor J. R., 1997, An Introduction to Error Analysis. University Science Books, Sausalito, CA
Tempesti, P., 1971, IBVS, 596

DELTA SCUTI YILDIZLARIN MODLARININ BELİRLENMESİ

Aslı ELMASLI[1], Berahitdin ALBAYRAK[1], Michel BREGER[2], Barbara CASTANHEIRA[2], Hideyuki IZUMIURA[3], Selim O. SELAM[1], Paul BECK[2]

[1]A.Ü.F. F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan 06100 Ankara
[2]Wien Universitat Institut fuer Astronomie,Tuerkenschanzstr. 17, A-1180 Wien, Austria
[3]Okayama Astrophysical Observatory, NAOJ, NINS,3037-5 Honjo, Kamogata, Asakuchi, Okayama 719-0232, Japan
e-posta: asli@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet

Bu çalışmada, zonklama yapan δ Scuti yıldızların yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemleri analiz edildi. Bu tür yıldızların zonklama modlarını belirleyebilmek için aliasing etkisinin en aza indirgenmiş yüksek çözünürlüklü tayflara ihtiyaç duyulmaktadır. Bu nedenle, uluslararası ortak proje kapsamında McDonald, Okayama Astrophysical ve TÜBİTAK Ulusal gözlemevlerinde δ Scuti türü değişen yıldızların tayfları elde edildi. Yıldızların tayflarındaki profil değişiminden zonklama modlarını belirlemek için Fourier parametre fit yöntemi kullanıldı (Zima, 2006).

***Anahtar Kelimeler**:delta scuti yıldızları, profil değişimi, mod belirleme*

Abstract

We have analysed time-series high resolution spectroscopic observations of δ Scuti stars. In order to study these stars astroseismologically we need to identify their pulsation modes precisely from high-resolution spectra with minimum aliasing effects. As an international collaboration project we obtained

spectra at McDonald, Okayama Astrophysical and TÜBİTAK National observatories. The mode identification was carried out by analysing line profile variations by means of the Fourier parameter fit method (Zima, 2006).

Keywords: *delta scuti stars, profile variation, mode identification*

1. Giriş

Asterosismoloji, yıldızların iç yapılarını araştırmak için en etkili yöntemdir. Zonklayan yıldızların zonklama modları, yıldızın farklı iç katmanlarında üretildiğinden, yıldızın iç yapısı hakkında değerli bilgiler taşımaktadır. δ Scuti yıldızları, merkezlerinde H yakan, H-R diyagramında klasik Cepheid kararsızlık kuşağı üzerinde bulunan, anakoldan dev koluna doğru hareket etmekte olan zonklayan yıldızlardır. Tayf türleri A2 ile F5 arasında (bu tayf türüne karşılık gelen yüzey sıcaklıkları 7000 K ile 8600 K arasında) ve ışınım sınıfları III ile V arasındadır. δ Scuti yıldızlarının çoğu tayflarında ve ışık eğrilerinde çoklu dönemli değişimler göstermektedir. Dönemleri 0.4 ile 8 saat arasında değişir ve genelde çapsal olmayan p modunda zonklamaktadırlar. δ Scuti yıldızları birkaç saatlik zonklama modlarına sahip olduklarından asteroseismoloji araştırmaları için çok uygun cisimlerdir.

Bu tür yıldızların tayflarındaki soğurma çizgi profili değişiminin yarattığı akı değişimi yıldızın zonklama geometrisi hakkında bilgi vermektedir. (*l,m*) zonklama modlarını eş-zamanlı olarak hesaplamak için kullanılan yöntem soğurma çizgisi profillerinin değişimine, Zima'nın (2006) geliştirdiği Fourier Parametre yaklaşımının uygulanmasıdır. Zima (2008) Fourier Parametre yaklaşımını FAMIAS isimli programına uyarlayarak zonklayan yıldızların modlarını belirlemek için kullanıcı dostu bir program oluşturmuştur. Zima'nın (2006) yönteminde, gözlemlerle elde edilmiş çizgi profilleri boyunca genlik ve evrelerinin değerleri, teorik modelden üretilen değerleri ile karşılaştırır ve *l, m* zonklama modları ile dönme ekseninin eğimi istatistiksel teknik ile hesaplanmaktadır.

2. Gözlem ve İndirgeme Yöntemi

Gün ışığının ve kötü hava koşullarının oluşturduğu gözlem boşlukların veriler üzerinde yarattığı aliasing etkisi nedeniyle farklı kıtalardan hemen hemen eş zamanlı olarak gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır. Bu nedenle 2008 yılının başından itibaren uluslararası ortak proje kapsamında McDonald, Okayama Astrophysical ve TÜBİTAK Ulusal gözlemevlerinde EE Cam ve 28Aql Delta Scuti türü değişen yıldızlarının yüksek çözünürlük tayfları elde edildi. Gözlemevlerinde kullanılan teleskop ve tayfçekerlein özellikleri Tablo1'de verilmektedir.

Tablo 1. *Uluslararası proje kapsamında kullanılan teleskoplar ve özellikleri*

Gözlemevi	Teleskop (m)	Çözünürlük	Gözlemciler
McDonald (Texas, ABD)	2.1	60,000	B. Castanheira, P. Beck
Okayama Astrophysical (Japonya)	1.88	60,000	H. Izumiura
TUG	1.5	40,000	A. Elmaslı

Her üç gözlemevinin verileri IRAF programı ile indirgendi. Tüm verilere bias, flat ve saçılmış ışık düzeltmesi uygulandı. Tayflardaki her order'ın dalgaboyu aralığını belirleyebilmek için ThAr mukayese tayfından yararlanıldı.

İndirgenen tayflar incelenip analizde kullanmak için soğurma çizgileri belirlendi. Bu amaç için blend olmamış ve profilinde benzer bir davranış gösteren çizgiler seçildi. EE Cam ve 28 Aql yıldızları için sırasıyla FeII 4508.286 Å, FeI 4461.37 Å dalgaboylarındaki çizgiler kullanıldı.

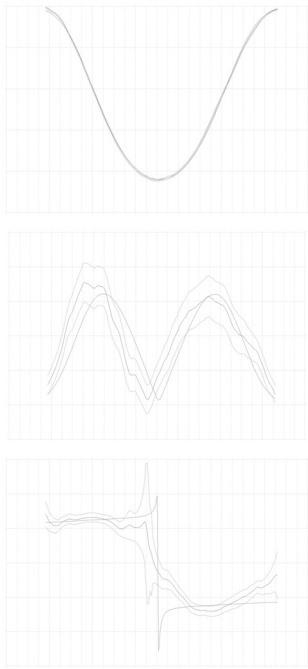
3. Yıldızlar ve Analizler

EE Cam yıldızı çok az çalışılmış Delta Scuti yıldızlarından biridir. Çok yüksek genlik ile düşük genliğe sahip yıldızların arasında bulunmaktadır. Çok az sayıdaki fotometrik gözlemleri ile 15 tane frekansının olduğu belirlenmiş ve orta çözünürlüklü tayfı ile vsin*i* değeri 40 km/sn olarak hesaplanmıştır (Breger ve diğ. 2007).

EE Cam yıldızı 2008 yılının Ocak – Mart ayları içinde McDonald gözlemevinde gözlendi. Toplam 222 tayf elde edildi. FAMIAS programı ile elde edilen sonuçlar Tablo 2'de verilmektedir. Bu yıldızının vsin*i* değeri programdan 39 km/sn olarak hesaplanmıştır. Breger ve diğ. (2007)'nın yaptığı çalışmada görülen 2 frekansı (F1 ve F2) tayfsal verilerde de görüldü. F1 4.934 frekansının analizi sonucunda çapsal modda zonkladığı belirlendi. F2 ve F3 frekansları ise çapsal olmayan modda zonklamaktadır.

Tablo 2. *EE Cam yıldızının Fourier Parametre yaklaşımı ile belirlenen zonklama* modları

		l	*m*	X^2
F1	**4.934**	0	0	1.85
F2	**6.215**	1	1	1.19
		2	1	1.33
F3	**4.04316**	1	0	2.32



Şekil 2. *EE Cam yıldızının çizgi profiline Fourier parametre yaklaşımının uyarlanması görülmektedir. En üst şekil sıfır-nokta*

profili, orta şekil genliği ve en alt şekil ise evre değişimini göstermektedir.

Breger (1969) tarafından keşfedilen 28 Aql, F0 III tayf türünden, 51 km/sn hız ile dönen düşük genlik değişimi gösteren bir Delta Scuti türü değişen yıldızıdır. Reed ve Welch (1988) ve Wehlau ve Wehlau (1995) gözlenen fotometrik ışık eğrilerinin analizinden 28 Aql'nın çoklu frekansa sahip olduğunu belirlemişlerdir. Dall, T.H., Frandsen S. (2002) bir gecelik (8 saatlik) tayfsal verilerinden Wehlau ve Wehlau (1995)'ın belirlediği 2 frekansını kullanarak 2 mod ile zonkladığını belirlemiş ve bu sayının daha yüksek olması gerektiğini ifade etmişlerdir.

28 Aql yıldızı eş zamanlı olarak McDonald ve Okayama gözlemevinde 14 ve 15 Mayıs gecelerinde ve TUG'ta ise 17-18 Temmuz tarihlerinde gözlendi. 4461.37 Å Fe çizgisi programda kullanıldı. Bu verilerin analizi sonucunda ilk yaklaşımda 3 frekans belirlendi. İlk olarak belirlenen frekansın zonklama modu Tablo 3'de verilmektedir.

Tablo 3. *28 Aql yıldızının tayflarından belirlenen frekansları*

	l	*m*	X^2
F1 6.6756	1	1	9.56
	1	0	11.30
F2 4.1556			
F3 9.1257			

4. Sonuç

EE Cam ve 28 Aql yıldızları için 3 farklı gözlemevinden gözlenen yüksek çözünürlüklü tayfsal verileri ile mod belirlemesi gerçekleştirildi. Bu yıldızların tayflarındaki en uygun çizgiler belirlenip Fourier Parametre yaklaşımının kullanıldığı FAMIAS programı ile ilk analizi gerçekleştirildi.

Kaynaklar

Breger, M. 1969, *"Short-period variability of B, A, and F stars. II. Photometry of new Delta Scuti stars"* ApJS, 19, 79

Breger, M., Rucinski, S. M., Reegen, P, 2007, *"The Pulsation of EE Camelopardalis"* AJ, 134, 1994

Dall, T.H., Frandsen S., 2002, *"Mode characterisation in δ Scuti stars. I. rho Pup, GN And, V1208 Aql and AV Cet. "* AveA, 386, 964

Nishimura, S., 1969, *"Variability of the Metallic-Line Star 28 Andromedae "* ApveSS, 3, 77

Reed, L. G., Welch, Gary A., 1988, *"Search for multiple periods in three Delta Scuti stars"* AJ, 95,1510

Rodriguez, E., Rolland, A., Lopez de Coca, P., Garrido, R., Mendoza, E. E., 1993, *"Simultaneous UVBY Photometry of 28-ANDROMEDAE"* AveAS, 101, 421

Wehlau, W., Wehlau, A., 1995, *"Light Variability of 28 AQL"*, ASPC, 83, 323

Zima, W., 2006 "*A new method for the spectroscopic identification of stellar non-radial pulsation modes. I. The method and numerical tests"* AveA, 455, 227

Zima, W., 2008, Communication in Asteroseismology, 155 (basımda)

DELTA SCUTİ BİLEŞENLİ ALGOL TÜRÜ BİR ÇİFT SİSTEM: EF HERCULİS

Tunç ŞENYÜZ[1] ve Esin SOYDUGAN[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Gözlemevi
tuncsenyuz@gmail.com
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Fizik Böl
esoydugan@comu.edu.tr

Özet

Bu çalışmada, δ Scuti türü zonklama gösteren Algol türü çift sistem EF Her'in 2007 gözlem sezonunda B,V ve R filtrelerinde elde edilen ışık eğrileri çözümlenmiştir. Çözüm sonunda sistemin geometrik ve fiziksel parametreleri belirlenmiş ve kütle oranı yaklaşık olarak 0.21 olarak bulunmuştur. Işık eğrisinin maksimumlarında, yan minumumda ve baş minumumda sıcak bileşenin zonklamasına bağlı olarak dönemsel zonklamalar görülmektedir. Baş bileşenin zonklama özelliklerini belirlemek için, artık ışık eğrileri PERIOD 04 programı kullanarak analiz edilmiş ve tüm renklerde 10.07 c/d frekans değeri elde edilmiştir. B, V ve R filtrelerindeki zonklama genlikleri sırasıyla $0^m.0694$, $0^m.0512$ ve $0^m.0408$ olarak belirlenmiş ve baş bileşenin zonklama özellikleri tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Değişen yıldızlar, Delta Scuti, Frekans Analizi, EF Her*

Abstract

In this study**,** Algol-type system EF Her, which indicate δ Scuti-type pulsation, the light curves obtained using B,V and R filters during 2007 observing season were analyzed. At the end of analysis, the geometrical and physical parameters of the system were determined and the mass ratio of EF Her was found about 0.21. It is clearly seen periodic oscillations in the maximum, secondary minima and also primary minima of the light curves due to the pulsation of the primary component. The residuals from the computed binary light curves were analyzed with PERIOD 04 program.

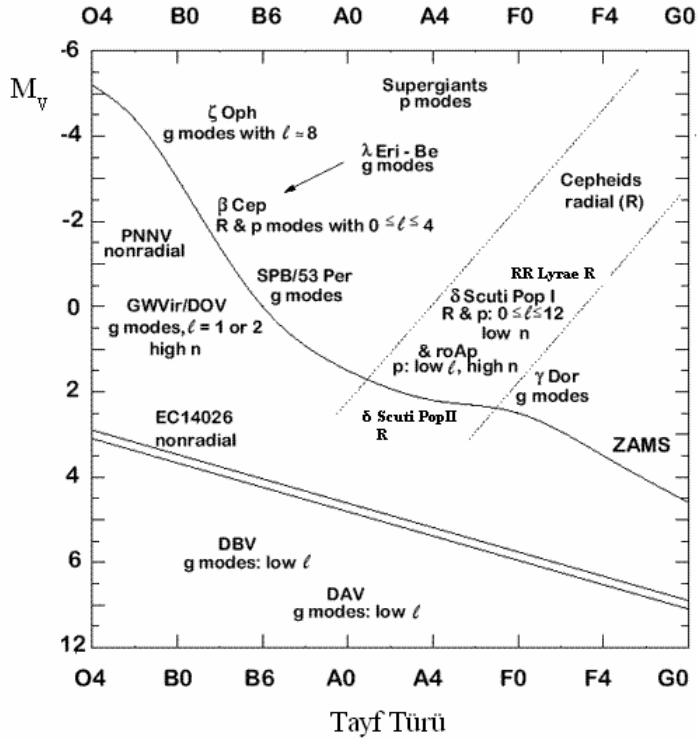
As a result of this, only one frequency was obtained in all filters to be about 10.07 c/d. The pulsation amplitudes in B, V and R filters were determined as $0^m.0694$, $0^m.0512$ and $0^m.0408$, respectively. Finally, the pulsational properties of the primary component have been discussed.

Key Words: *Variable stars, Delta Scuti, Frequence Analysis, EF Her*

1. Giriş

δ Scuti yıldızları genellikle anakol yıldızları veya anakol sonrası erken evrimde görülen kütleleri 1.4 ile 3 M_Θ arasında değişen yıldızlardır. H-R diyagramında klasik Cepheidlerin hemen alt kısmında bir bölgede yer alırlar ve hidrojen yakan bir konvektif çekirdek veya hidrojen yakan bir kabuk bölgesine sahiptirler. δ Scuti yıldızlarının tayf türleri genellikle A2 ile F2 tayf türü arasında değişmektedir. Bu yıldızlar tek ve çok modlu olarak çapsal (radyal) veya çapsal olmayan (radyal olmayan) zonklama modu içerirler. Zonklama dönemleri 20 dakika ile 6 saat arasında değişmektedir (Breger, 2005). Delta Scuti yıldızları genellikle düşük genlikli, çapsal ve çapsal olmayan, basınç ve çekim modları içerirler (Breger, 1979; Stobie, ve Shobbrook, 1976; Millis, 1973; Dziembowski, 1974). Bu zonklamalardan sorumlu mekanizma; Kappa mekazismasıdır. Fotometrik parlaklıktaki değişimler genellikle 1^m den az olmak ile birlikte 1^m-$0^m.02$ arasındadır. Çoğu δ Scuti yıldızı Populasyon I yıldızıdır. Fakat yüksek uzay hızları ve düşük metal bollukları bir kaç

değişenin Popülasyon II ve SX Phe olarak adlandırılan "alt grup" yıldızlarına ait olduklarını göstermiştir.



Şekil 1: *Delta Scuti yıldızlarıyla H-R diyagramının daha sıcak bölgelerindeki zonklayan yıldızlar arasındaki konum ilişkisi (Breger, 1993).*

Son yıllarda ki yapılan çalışmalarda Klasik Algoller'in sıcak bileşenlerinde Delta Scuti türü zonklamalar gözlenmiştir. Delta Scuti türü zonklama yapan yıldızlar 1970'lerde keşfedilmiştir (Tempesti, 1971; Broglia ve Martin, 1974; McInally ve Austin, 1977 ve Jørgensen ve Gønbech, 1978).

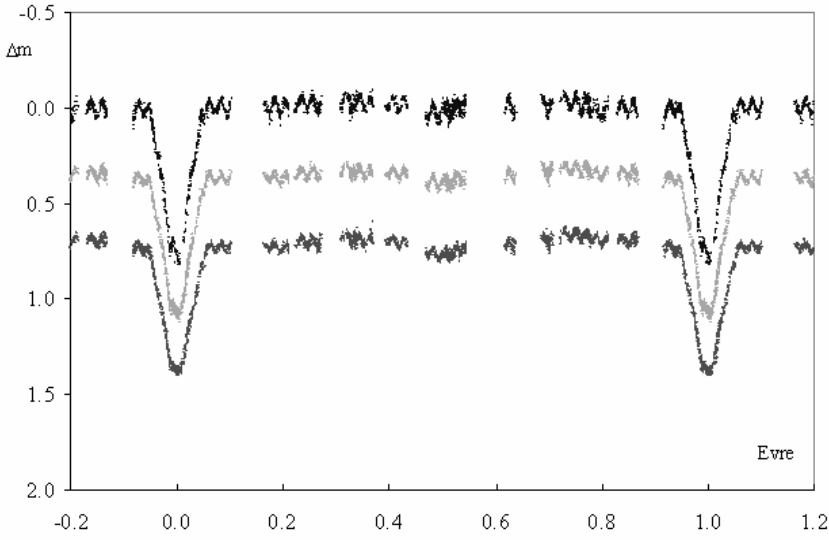
Bu çalışmada incelenen EF Her klasik Algol türü örten çift sistemdir (Budding ve ark. 2004). Bu sistemin literatürde fotometrik ve tayfsal hiçbir çalışması yoktur. Sistemin literatürdeki çalışmaları; 1975 yılında Hilditch ve Hill EF Her'in Strömgren renklerini vermişlerdir ve bu çalışmaya ek olarak Kim ve ark. (2004)'nın iki gecelik gözlem sonucunda elde ettikleri verilere uyguladıkları frekans

analizi verilebilir. Sistemin yörünge dönemi 4.729 gün ve V bandındaki fotometrik parlaklığı ve minI derinliği sırasıyla ~11^m ve $0^m.7$ dir (Kreiner, 2004).

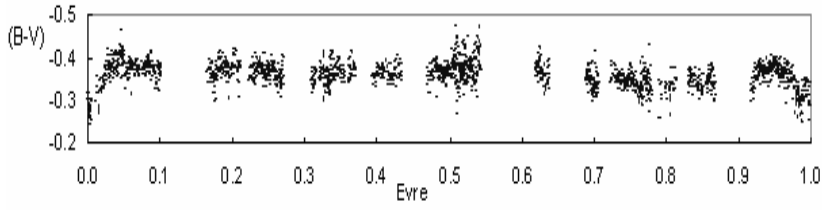
2. Gözlemler

Gözlemler 2007 gözlem sezonunda toplamda 18 gece olarak Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde B, V ve R süzgeçlerinde yapıldı. Gözlemlerde 30 cm'lik Schimidt-Cassegrain teleskop ve SBIG 10MXE CCD kamera kullanıldı. Gözlemlerde GSC 1525 1000 mukayese, GSC 1525 856 denet yıldızı olarak seçildi. Mukayese yıldızı denet yıldızına göre çizdirildiğinde bir değişim görülmedi.

EF Her'in 82.4 saatlik gözlem süresinin dağılımı Tablo 1'de görülmektedir. Gözlem duyarlığımız B, V ve R filtreleri için sırası ile, $0^m.014$, $0^m.011$ ve $0^m.012$ dir. Şekil 2' de EF Her sistemine ait elde ettiğimiz ışık eğrisi gösterilmektedir. Maksimumlarda ve yan minumumda da zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimleri görülmektedir. Şekil 3 de ise sistemin renk eğrisi gösterilmektedir.



Şekil 2: *EF Her sisteminin B,V,R filtrelerindeki ışık eğrisi.*



Şekil 3: *Sistemin renk eğrisi.*

Tablo 1: *EF Her'in gözlem süresi dağılımı.*

Tarih (UT)	Başlangıç (UT)	Başlangıç (HJD 2454230 +)	Süre (Saat)
12/05/07	19:28:05	3.311	5.4
16/05/07	19:38:03	7.318	5.3
17/05/07	19:28:16	8.311	5.0
29/05/07	19:16:53	20.303	4.0
30/05/07	19:19:12	21.305	6.0
10/06/07	19:08:06	32.297	5.1
12/06/07	19:01:03	34.292	6.5
16/06/07	19:51:36	38.327	5.5
19/06/07	20:49:29	41.371	5.8
20/06/07	19:29:19	42.316	5.1
22/06/07	23:10:01	44.469	2.0
24/06/07	19:44:15	46.326	4.5
25/06/07	19:41:48	47.324	5.5
10/07/07	19:32:52	62.318	4.5
16/07/07	22:28:42	68.439	2.1
19/07/07	20:58:59	71.377	3.5
20/07/07	19:13:09	72.303	3.3
31/07/07	19:12:00	83.302	3.3

3. Işık Eğrisi Analizi

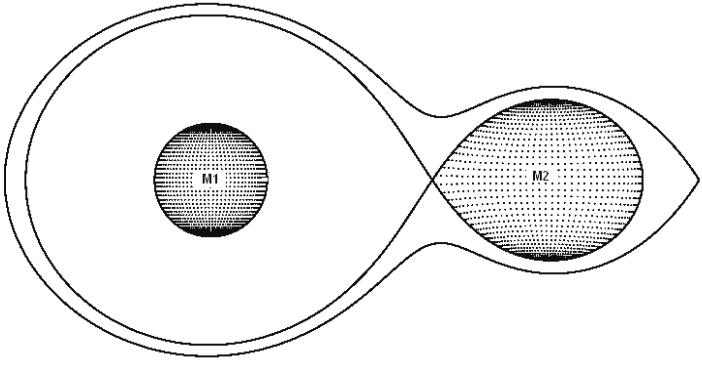
Çözümde Wilson-Devinney programının 2005 (van Hamme ve Wilson, 2003) versiyonunu kullanıldı. Sistemin bugüne kadar tayfsal ve fotometrik çalışması bulunmadığından dolayı sistemin parametreleri literatürde duyarlı olarak bulunmamaktadır. Çözüm ilk olarak Mod 2 de denendi fakat çözüm sonucunda bileşenlerin potansiyel ($\Omega_{1,2}$) değerlerine göre, ikinci bileşenin roche lobunu doldurduğu görüldü. Bu nedenle çözüm, Mod 5 te yapıldı. Simbad verilerine göre EF Her'in tayfı A olarak verilmekteydi. Bu değer gözönüne alınarak, A0 dan A9 a kadar bir sıcaklık taraması yapıldı ve bu sıcaklık taramasında kütle oranı değeri çok ufak bir aralık içerisinde değişim gösterdi. En küçük $\sum W(O-C)^2$ değeri A2 tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değeri için elde edildi.

Çözümde bazı parametreler serbest, bazılarıda sabit parametre olarak kabul edildi. Serbest parametreler; evre kayması, yörünge eğikliği (i), yoldaş bilşenin yüzey sıcaklığı (T_2), baş bileşenin potansiyel değeri (Ω_1), kütle oranı (q), baş bileşenin ışıtması (L_1) dır. Sabit parametreler ise; baş bileşenin sıcaklığıdır ve bu değer A2 tayf türü için 9327 K olarak alınmıştır (de Jager, 1987). Lineer ve bolometrik kenar kararma katsayıları (van Hamme, 1993), Bolometrik Albedolar A_1 ve A_2 Rucinski (1969), çekim kararma katsayıları g_1 ve g_2 sırasıyla radiatif atmosferler için (baş yıldız) von Zeipel (1924) ve konvektif atmosferler için (yoldaş yıldız) Lucy (1967)' den alınmıştır.

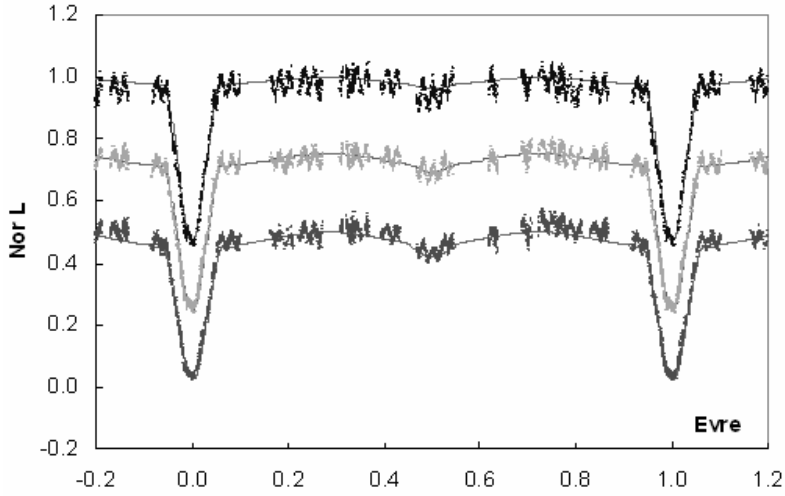
Şekil 5'te Wilson-Devinney programı sonucunda oluşturulan kuramsal eğri ile gözlem noktalarının uyumu gösterilmektedir. Tablo 2'de ise B,V, R filtrelerinin ortak çözümü sonucunda sistemin fiziksel ve geometrik parametreleri verilmektedir. Çözüm sonunda bulunan kütle oranı için (q = 0.209) sistemin roche geometrisi Şekil 4'te gösterilmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi yoldaş bileşen evrimini tamamlamış ve roche lobunu doldurmuştur. Fakat baş bileşen (zonklama gösteren) ise Roche-lobunu doldurmamıştır ve anakolda bulunmaktadır.

Tablo 2: *Eş zamanlı W-D çözümünden elde edilen sistemin parametreleri.*

Parametre	**B&V&R**
i	$77^0.832 \pm 0.040$
T_1 (K)	9327
T_2 (K)	4767 ±200
Ω_1	6.2315 ± 0.0280
Ω_2	2.2545
Evre Kayması	0.0006 ± 0.0001
q	0.2088 ±0.0014
l_3	0.0
e	0.0
g_1	1.00
g_2	0.32
$L_1 / (L_1 + L_2)$	0.9574(B),0.8896(V),0.8125(R)
$L_2 / (L_1 + L_2)$	0.0426(B),0.1104(V),0.1875(R)
r_1 (pole)	0.1657± 0.0008
r_1 (point)	0.1664± 0.0008
r_1 (side)	0.1661± 0.0008
r_1 (back)	0.1663± 0.0008
r_2 (pole)	0.2354± 0.0005
r_2 (point)	0.3448± 0.0026
r_2 (side)	0.2449± 0.0005
r_2 (back)	0.2773± 0.0005
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0316



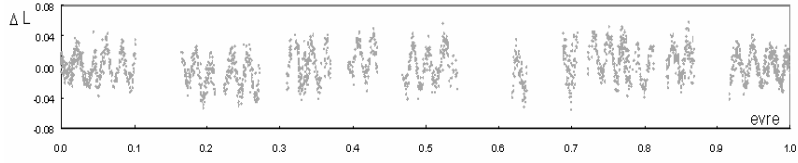
Şekil 5: *q=0.209 için EF Her'in Roche gösterimi.*



Şekil 4: *EF Her'in normalize gözlem noktaları ve WD çözümü sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile uyumu.*

4. Frekans Analizi

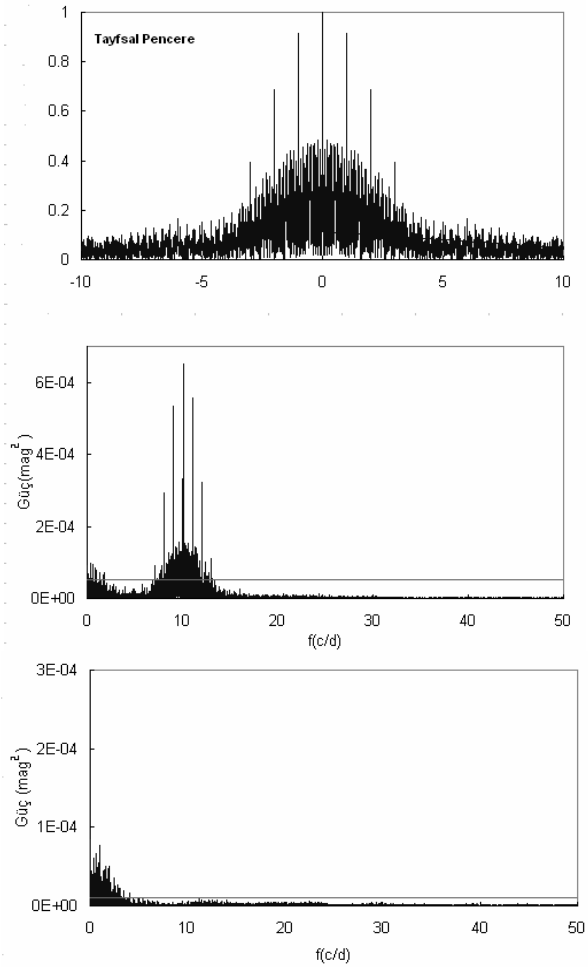
W-D çözümü sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile herbir gözlem noktası arasındaki fark alınarak, geriye sadece Şekil 6'da görülen zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimleri elde edildi. Amaç çift sistemlerde zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimlerini elde etmek ve çiftlik etkilerini (yansıma, basıklık) ışık eğrisinden arındırmaktır.



Şekil 6: *V filtresinde hesaplanan ve gözlenen ışık eğrileri arasındaki fark.*

Elde edilen bu veri, frekans analizi için Period 04 (Lenz, ve Breger, 2005) programında kullanıldı. Her filtre seti için ayrı ayrı frekans değerleri ve bu değerler için genlik değerleri hesaplandı ve sonuçlar Tablo 3'te gösterildi. Her üç renkte de frekans değerleri

aynıdır. Şekil 7 a, b ve c de sırası ile elde edilen taysal pencere, güç tayfı ve artıklar için güç tayfı gösterilmektedir. Şekil 7 b ve c'deki sürekli çizgi hesapladığımız duyarlılık sınırıdır. Elde ettiğimiz ilk frekans değeri Breger, ve ark.'nın (1993) koyduğu kritere göre, anlamlı bir frekans değeridir ve Şekil 7b'de gösterilmektedir. Şekil 7 c de ise baskın moda ilişkin veri çıkartıldıkdan sonra artıklara ikinci bir frekana analizi uygulanmış ve anlamlı bir frekans değeri elde edilememiştir.



Şekil 7: *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.*

Tablo 3: *EF Her'in başbileşenin zonklama özellikleri.*

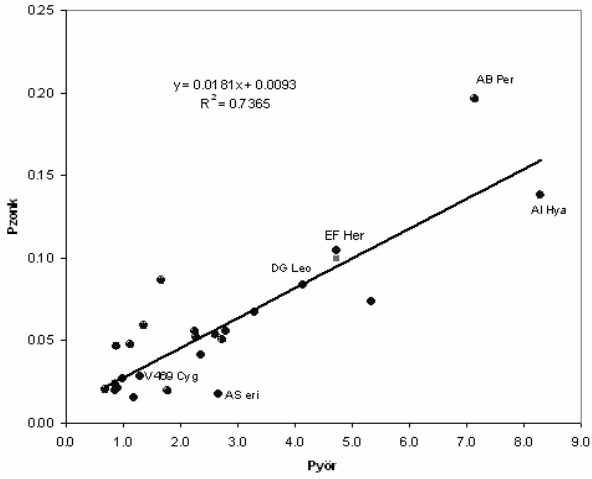
Parametre	**B**	**V**	**R**
Frekans (cd^{-1})	10.0655 ± 0.0001	10.0653 ± 0.0001	10.0654 ± 0.0002
Genlik (mag)	0.0347 ± 0.0007	0.0256 ± 0.0005	0.0204 ± 0.0006
Evre	0.4479 ± 0.0030	0.4467 ± 0.0030	0.6132 ± 0.0047

4. Sonuçlar

EF Her sisteminin fiziksel ve geometrik parametreleri Wilson-Devinney programının 2005 versiyonu ile belirlendi. Her üç filtre seti için tek tek frekans değerleri ve bunlara ait genklik değerleri elde edildi. Bulunan zonklama döneminin (P_{zonk} = 2.38 saat; bu çalışma) Kim ve ark.'nın (2004) bulduğu dönem (P_{zonk} = 2.5 saat) ile uyum içerisinde olduğu görüldü. Her üç filtre seti içinde baskın moda ilişkin frekans değerleri çıkartılarak artıklar için ikinci bir frekans değeri uygulandı. Bulunan sonuçlar Breger, ve ark.'nın (1993) ortaya koyduğu belirtece göre Delta Scuti yıldızları için uygun olmadığından anlamlı kabul edilmedi. Bu nedenle sistemin tek bir modda zonklama yaptığı belirlendi.

EF Her'in zonklama döneminde yıllık bir değişimin olduğu görüldü. Genlik değeri Kim ve ark., (2004) $0^m.06$(B) olarak elde ederken, bu çalışmada $0^m.068$(B) olarak bulundu. Ayrıca zonklama genliğinde de gecelik bir değişimin olduğuna karar verildi. Bu iki sonuçta kütle aktarımı etkisi ile açıklanabilir. Kütle aktarımı ile farklı evrelerde farklı yoğunlukta madde miktarı ile karşılaşacağı için maddeyi az veya çok yoğun gördüğümüz evreye bağlı olarak zonklama genliğinde bir değişim beklenilebilir (Soydugan, ve ark., 2003, 2006).

Ayrıca elde edilen veriler ile Soydugan ve ark.'nın (2006) çalışması sonucunda elde ettikleri yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki ilişkide EF Her sisteminin yeri daha duyarlı olarak belirlendi.



Şekil 8: *Yörünge Dönemi ile Zonklama Dönemi arasındaki bağıntıya uygunluğu. Yuvarlak nokta Kim, ve ark., (2004) tarafından elde edilen değlerlere göre alttaki kare nokta ise sistemin hesaplanan yeni konumudur.*

Teşekkür: Bu bildiri ÇOMÜ Bilimsel Araştırmalar Projesi (BAP) tarafından 2008/92 nolu Yüksek Lisans tez projesi olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Breger, M., 1979, PASP 91, 5
Breger, M., Stich, J.,R., Martin, B., Jiang, S. Y., Li, Z. P., Hube, D. P., Ostermann, W.Paparo, M.**,** 1993b A&A, 271, 482
Breger, M., 2005 ASPC, 335,85
Lenz, P., Breger, M**.:** 2005, CoAst, 146, 53
Broglia, P., Martin, F., 1974 A&A 34, 89
Budding, E., Erdem, A., Cicek, C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakis, V., Demircan, O., 2004, A&A, 417, 263
Dziembowski, W. A., Kozlowski, M., 1974, AcA, 24, 245
de Jager, C., Nieuwenhuijen, H., 1987, A&A, 177, 217
Jørgensen, H.E., Gønbech, B., 1978, A&A 66, 377
Kim, S.L., Lee, J.A., Koo, J.R., Kang, Y.B., Choo, K.J., Mkrtichian, D.E., Kim, S.H., Lee, D.J., Lee, J.W., 2004, IBVS, No.5537
Kreiner, J.M 2004AcA, 54, 207
Lucy, L.B., 1967, Astrophys., 65, 89
McInally, C.J., Austin, R.D., 1977, IBVS, No. 1334
Millis, R.L., 1973, PASP 79, 262

Rucinski, S.M., 1969, Acta Astron. 19, 245
Soydugan, E., Demircan, O., Akan, M.C., Soydugan, F., 2003, AJ, 126, 1933
Soydugan, E., Demircan, O., Akan, M.C., Soydugan, F., 2006 MNRAS 366, 1289
Stobie, R.S., Shobbrook, R.R., 1976, MNRAS 174, 401
Tempesti, P.,1971, IBVS, No.596
van Hamme, W., 1993 AJ, 106, 2096
van Hamme, W., Wilson, R.E.: 2003, in: U. Munari (ed.), *GAIA Spectroscopy: Science and Technology*, ASP Conf. Ser. 298, 323
von Zeipel H., 1924, MNRAS, 84, 665

GÖKADAMIZDA KEŞFEDİLEN TÜR II CEPHEİD BİLEŞENLİ İLK ÖRTEN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN IŞIKÖLÇÜMÜ

Esin SİPAHİ*, Serdar EVREN*

**Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir*
e-mail: esin.sipahi@mail.ege.edu.tr, sevren@ege.edu.tr

Özet

Bu çalışmada Cepheid bileşenli bir örten çift olan TYC 1031 1262 1 sisteminin, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 2008 gözlem sezonunda U, B, V ve R süzgeçlerinde yapılmış fotometrisi sunuldu. Örten çift sistem 51.38 gün gibi uzun bir yörünge dönemine sahiptir ve bileşenlerden biri Cepheid türü zonklamalar gösterir. Gökadamız içinde yeraldığı belirlenen Tür II Cepheid bileşenli bu örten çift yıldızının keşfi, 2007 yılında Antipin ve diğ. tarafından duyurulmuştur. Bu özelliklere sahip olarak gökadamızda bulunan ilk örten çift sistemdir. Yapılan çalışmada sisteme ilişkin elde edilen çokrenk ışık ve renk eğrileri standart parlaklık ve renklere dönüştürülmüştür. Işık eğrilerinde Cepheid bileşenin zonklamasının ve sistemin bileşenlerinin birbirini örtmesinden kaynaklanan değişim birlikte görülmesine rağmen baskın ışık değişiminin Cepheid bileşenin zonklamasından kaynaklandığı açıkça görülür. Işık eğrileri üzerinden yapılan dönem analizi sonucunda Cepheid türü zonklama gösteren bileşene ilişkin zonklama dönemi 4.1597 gün olarak bulundu. Bulunan bu döneme ilişkin zonklama değişimi ışık eğrilerinden arındırıldığında geriye kalan ışık değişimi β Lyr türü bir örten çiftin ışık değişimini gösterir. Elde edilen bu ışık değişiminde V süzgeci için baş minimum derinliği $0^m.32$, yan minimum derinliği ise $0^m.10$ olarak belirlendi. Sisteme ilişkin ışık eğrilerinin analizinden elde edilen ilk sonuçlar bu çalışmada

verildi. Fotometrik gözlemlerine devam edilen bu çalışma aynı zamanda bir TÜBİTAK hızlı destek projesi olarak devam ettirilmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Tür II Cepheid, örten çift, zonklama.*

Abstract

In this study, the UBVR photometry of TYC 1031 01262 1 which is an eclipsing binary system with a Type II Cepheid component at Ege University Observatory in 2008 observing season are presented. The eclipsing binary system has a long orbital period (P=51d.38) and the one of the component of the system shows pulsation behavior. The first known galactic eclipsing binary with a Type II Cepheid component has been discovered by Antipin et al. in 2007. The multi-colour light and colour curves obtained in this study were subsequently transformed to the standard UBV system. Although the eclipsing variations and pulsation behavior of the one component of the system occur together in the light curves, the dominant pulsation variation of the Cepheid component are seen clearly. We used a periodogram analysis to look for the pulsation period. The period of the Cepheid have been derived 4.1597 days. The pulsation variation was subtracted from light curves. The shape of the resudial light variation indicates that the system is a β Lyr type binary. In this light curve the depth of the primary minimum in V filter is $0^m.32$ and the secondary minimum is $0^m.10$. The first results of the analysis of the light curves are presented. This study is a project of TUBITAK and the photometric observations of the system are continuing.

Keywords: *Type II Cepheid, eclipsing binary, pulsation.*

1. Giriş

HR diyagramında kararsızlık kuşağında yer alan Öbek II zonklayan değişenleri (örn. RV Tauri, W Virginis, BL Herculis ve RR Lyrae yıldızları) yıldız evrimi ve zonklama teorileri üzerine bilgilerimizi test etmek açısından önemli bir yere sahiptir. Yirminci yüzyılın başlarında Küçük Macellan Bulutu'ndaki Cepheidler üzerine

yapılan çalışmada dönem-ışıtma bağıntısının bulunması ile bu yıldızlar evrende uzaklık belirlemek için en önemli kaynaklar durumuna gelmiştir. Gökadamızdaki Cepheidler Tür I (Klasik Cepheidler) ve Tür II Cepheidleri olmak üzere iki farklı gruba ayrılır. Tür I Cepheidleri birkaç güneş kütleli genç disk yıldızları iken Tür II Cepheidleri yaşlı disk, ince disk ya da halo yıldızları olabilmektedir. Tür II Cepheidleri astrofiziğin birçok alanına katkıda bulunabilecek türden değişen yıldızlar olmalarına rağmen literatürde çok sınırlı sayıda örnek bulunur. Örten bir çift sistemin bir Cepheid bileşene sahip olması astrofiziksel ve kozmolojik açıdan çok ender rastlanan bir durumdur. Günümüzde Tür II Cepheid bileşen içerdiği bilinen ve gökadamızda olan üç sistem vardır; TX Del, IX Cas ve AU Peg. Fakat bu sistemler düşük yörünge eğimi açısına (i) sahip olduklarından ışık eğrilerinde tutulma görülmemektedir. Gökadamız dışında Tür I ve Tür II Cepheid bileşenli ve uzun yörünge dönemli üç örten çift sistemin Büyük Macellan Bulutu'nda keşfi OGLE ve MACHO programları ile duyurulmuştur (Alcock ve diğ., 2002). Bu tür sistemlerin uzun zaman ölçeklerinde çokrenk fotometrik davranışını incelemek oldukça önemlidir.

Gökadamız içinde yeraldığı belirlenen Tür II Cepheid bileşenli örten çift yıldızının (TYC 1031 01262 1) keşfi, 2007 yılında Antipin ve ark. tarafından duyurulmuştur. Bu çalışmada TYC 1031 01262 1 örten çift sisteminin çokrenk ışıkölçümü yapılmış ve sisteme ilişkin ışık ve renk eğrileri elde edilmiştir. Elde edilen ışık değişimlerinden sistemin doğasına ilişkin ulaşılan ilk sonuçlar verilmiştir.

2. Gözlemler

TYC 1031 1262 1 sisteminin fotoelektrik gözlemleri 2008 yılı gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48-cm çaplı teleskobuna bağlı yüksek hızlı üç kanallı Vilnius fotometresi ile UBVR süzgeçlerinde ve 35-cm çaplı Meade teleskobuna bağlı Apogee U42 CCD ışıkölçer ile BVR süzgeçlerinde yapılmıştır. Gözlemler sırasında TYC 1031 193 1 mukayese ve TYC 1031 1445 1 denet yıldızı olarak kullanılmıştır. Diferansiyel parlaklıkların standart parlaklıklara dönüştürülebilmesi için sistem 48-cm teleskopta

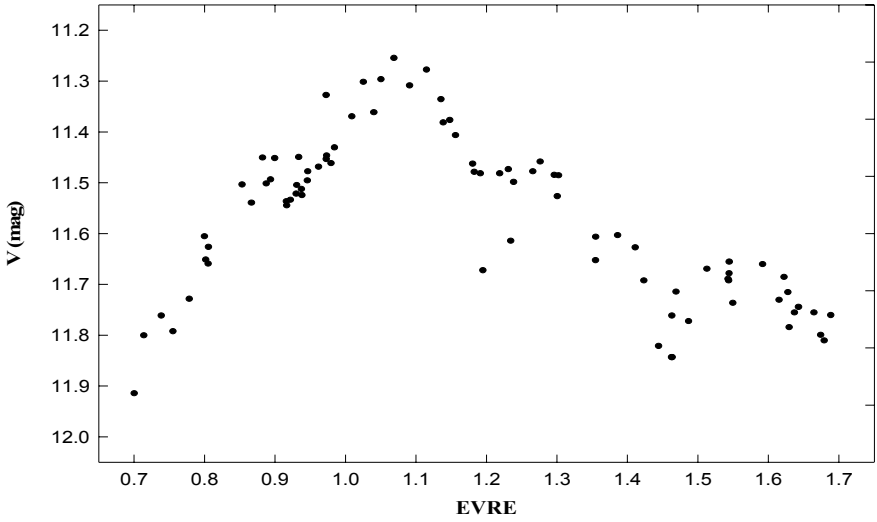
gözlenmek üzere Landolt (1992)'den seçilen BD -00^{o} 3356 ($V=10.^{m}353$, $U-B=0^{m}.227$, $B-V=0^{m}.609$, $V-R=0^{m}.376$) yıldızı ve 35-cm teleskopta CCD gözlemleri için kullanılmak üzere SA 109 standart bölgesi ile birlikte gözlenmiştir. Gözlem gecelerine ait bilgiler ise Tablo 1'de verilmektedir.

Tablo 1. *TYC 1031 1262 1 sisteminin gözlem gecelerine ait bilgiler*

Gözlem Aralığı	Gece Sayısı	Nokta Sayısı	Teleskop
2 Mart-5 Ağustos 2008	54	917	35-cm
24 Nisan-29 Temmuz 2008	22	205	48-cm

Sistemin yörünge dönemi (P=51.38 gün) uzun olduğu için fotometrik ölçümleri genel olarak her gözlem gecesinde ortalama bir-iki saat süreyle yapılmıştır. Ortalama gözlem süresinin kısalığı nedeniyle indirgeme işlemleri sırasında diferansiyel parlaklıkların (değişen-mukayese) atmosferik sönükleştirme etkilerinden arındırılması işleminde Ege Üniversitesi Gözlemevi için belirlenmiş ortalama sönükleştirme katsayıları (k(U)=0.75, k(B)=0.50, k(V)=0.35, k(R)=0.25) kullanılmıştır. Gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir.

TYC 1031 1262 1 sisteminin 2008 gözlem sezonunda V süzgecinde elde edilen ışık değişimi Şekil 1'de verilmektedir. Işık eğrilerindeki gözlem noktaları bir gece içinde elde edilen gözlem noktalarının ortalamalarıdır.



Şekil 1. *TYC 1031 1262 1'in 2008 gözlem sezonunda V süzgecinde elde edilen ışık değişimi (Cepheid bileşenin zonklama dönemine göre evrelendirilmiştir).*

3. TYC 1031 1262 1 Sistemine İlişkin Işık ve Renk Değişimleri

TYC 1031 1262 1'in değişim gösterdiği ASAS-3 (All-Sky Automated Survey) gözlemleri sonucu belirlendi (Pojmánski ve diğ., 2005). Yıldızın daha sonrasındaki gözlemleri NSVS (Northern Sky Variability Survey) veri tabanında devam ettirildi (Wózniak ve diğ., 2004). Yapılan gözlemler sonucunda araştırmacılar tarafından yıldızın Cepheid türü bir değişim gösterdiği düşünülmüş fakat doğasından tam olarak emin olunamamıştır. Antipin ve diğ. (2007) V süzgecinde yaptıkları fotoelektrik gözlemler sonucunda yıldızın Cepheid türü zonklamalar gösterdiğini ve aynı zamanda da bir örten çift sistem olduğunu keşfettiler.

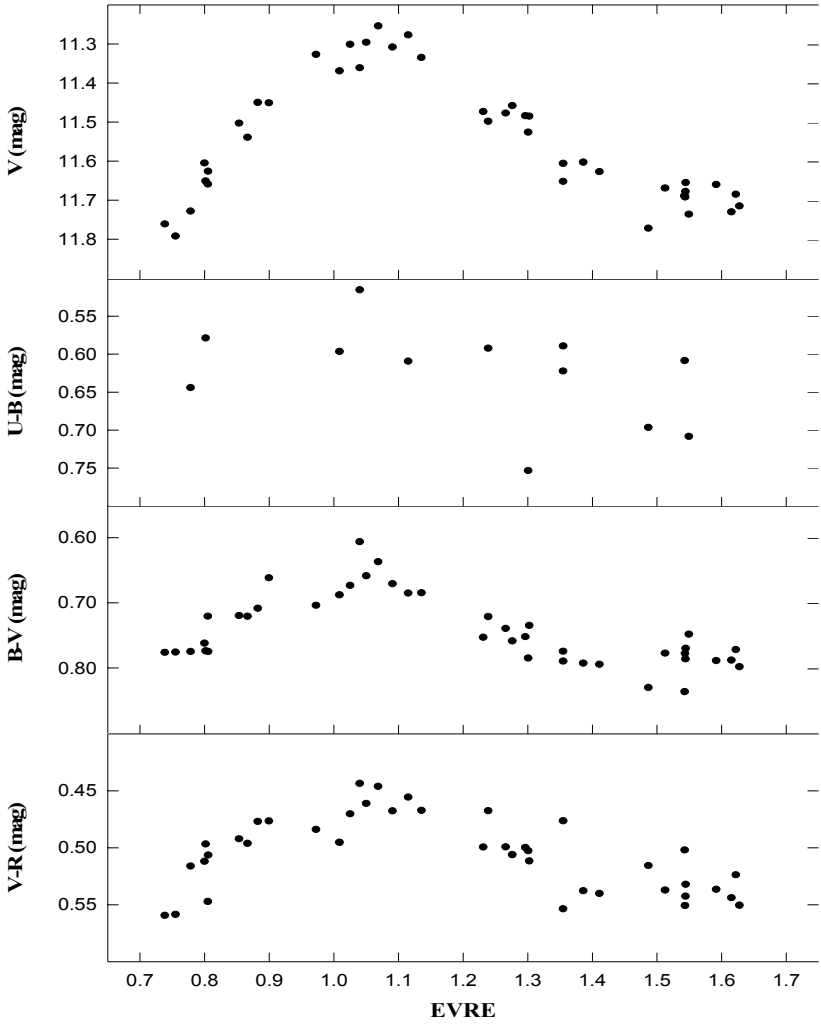
Bu çalışmada V süzgecinde elde edilen ışık değişimi Şekil 1'de verilmişti. Eldeki fotometrik veri (JD'ye karşılık V parlaklıkları) PERIOD04 (Scargle, 1982) dönem analizi programı ile analiz edildi ve sisteme ilişkin zonklama dönemi 4.1597 gün olarak bulundu.

Gözlem süresi içerisinde zonklamaya ilişkin bir dönem değişimi belirlenmedi. Zonklama değişimi için ışık öğeleri

$$\text{HJD (maksimum)} = 24\ 54634.5180 + 4^{g}.1597 \times E$$

olarak tekrar belirlendi. Yapılan gözlemlerde maksimum ışığın elde edildiği HJD, T_o olarak alındı. Zonklama dönemi uzun olduğundan bir saatte küçük bir evre aralığı (~0.01) ilerlemektedir. Bu nedenle maksimumda belirgin bir parlaklık değişimi görülmeyeceğinden o anın HJD'si T_o olarak kullanılabilir.

Şekil 1'de verilen ışık eğrisi Cepheid bileşenin zonklama dönemine göre evrelendirilmiştir. Bilinen Cepheid türü ışık değişimi dışında ışık eğrisinde farklı evrelerde saçılmış noktalar görülür. Bu değişimin kaynağı ise çift sistemin bileşenlerinin birbirini örtmesidir yani minimum evrelerine denk gelen ışık değişimleridir. Bu değişimi daha net görebilmek için ışık eğrisinde baskın olarak görülen zonklama değişimini çıkartmak gerekir. Sistemin yörünge dönemi büyük olduğundan gözlem sezonunda minimumlar çok az denk gelmektedir ve minimum evreleri birkaç gün sürmektedir. Bu çalışma hazırlandığında sistemin baş minimum evrelerininde sadece iki kez gözlem yapılmıştır. Bu nedenle dönem analizi programında zonklama frekansı dışında ikinci bir frekansın bulunması mümkün olmamıştır. Bu durumda elimizdeki ışık değişiminden minimum evrelerini atarak Cepheid bileşene ait zonklama değişimini temsil ettik. Şekil 2'de bu şekilde elde edilen V süzgecindeki ışık değişimi ve renk eğrileri görülmektedir.

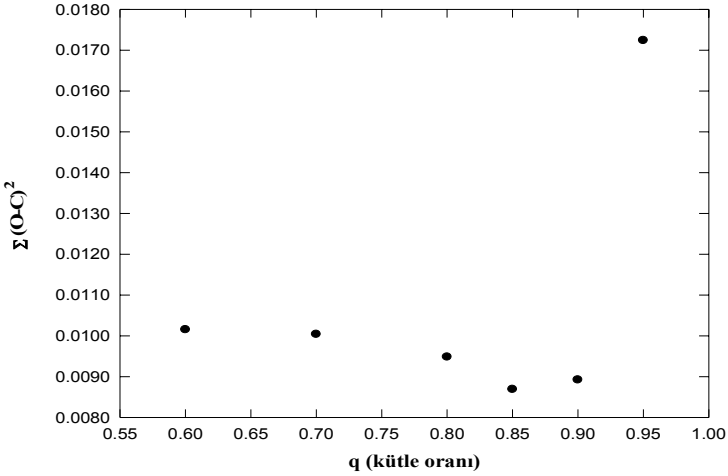


Şekil 2. *TYC 1031 1262 1'in 2008 gözlem sezonunda V süzgecinde elde edilen ışık ve renk değişimleri (Cepheid bileşenin zonklama dönemine göre evrelendirilmiştir).*

Genel olarak bakıldığında zonklamaya ilişkin ışık ve renk değişimleri benzerdir. U-B renk değişiminde U süzgecinde gözlem verisinin az olmasından dolayı çok net bir değişim görülmemektedir. Tüm ışık değişimlerinde maksimum ışığın aynı evrede oluştuğu açıkça görülür. Literatürdeki cepheid türü değişimler ile karşılaştırıldığında

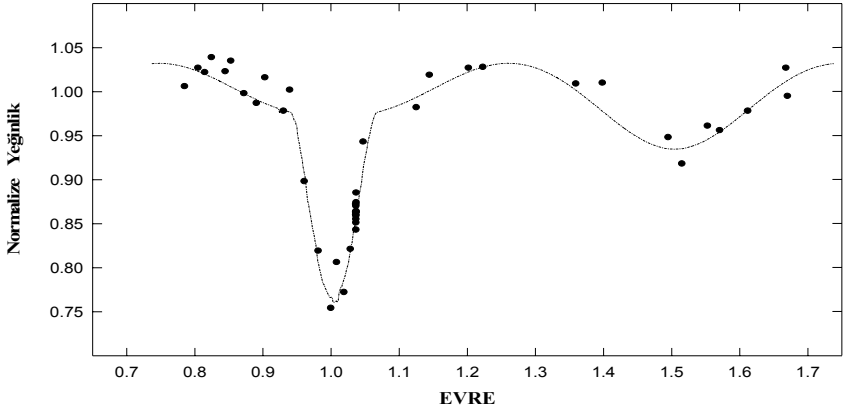
daha simetrik bir görünüme sahiptir. Işık eğrisinde düzgün değişimin yanısıra yaklaşık 0.55 evrede küçük bir çıkıntı (bump) göze çarpar. Bu değişim Tür II Cepheidleri üzerinde tartışılan bir durumdur. Cepheidlerde çift zonklama döneminin varlığı ve ışık değişimlerinde ikinci çıkıntının oluşum mekanizması hala tartışma konusudur. Cepheidlerin ışık değişimindeki bu ikinci çıkıntının evresi klasik Cepheidler için tanımlanmıştır (Pel, 1976). Temel zonklama dönemi 6 gün civarında olan Cepheidlerin ışık eğrilerinde ikinci çıkıntı maksimum ışığın görüldüğü evreden 0.4 evre kadar sonra görülmektedir. Bahsedilen durum Tür II Cepheidleri için ise BL Her değişenlerinde görülür (King ve ark., 1981). BL Her yıldızları zonklama dönemleri 7 günden daha kısa olan Tür II Cepheid yıldızlarıdır. Bu yıldızların ışık değişimlerinde de görülen "ikinci çıkıntı" değişimini klasik cepheidler ile karşılaştırmak için daha fazla gözlemsel veriye gereksinim vardır. V renginde zonklam değişiminin genliği $0^m.5$'dir. Bu değer Antipin ve diğ. (2007)'de elde edilen değişime benzerdir. Renk eğrilerinin V rengindeki ışık değişimine benzer olduğu görülür. U-B renk değişimi nokta sayısının azlığından dolayı anlamlı bir değişim vermemektedir.

V süzgecinde elde edilen ışık değişiminden zonklama değişiminin çıkartılması ile elde edilen ışık eğrisi Şekil 3'te görülmektedir. Elde edilen fark parlaklık değişiminde baş minimum derinliği $0^m.32$ iken yan minimum derinliği $0^m.10$'dir. Sisteme ilişkin tayfsal çalışma bulunmamaktadır. Bu nedenle gerek bileşenlerin sıcaklıkları gerekse kütleleri (ya da kütle fonksiyonu) bilinmemektedir. Sistemin V rengindeki ışık eğrisinin ilk incelemeleri için şu yaklaşımlar yapıldı. Sistemin ışık değişimlerinde baskın değişimin kaynağı Cepheid bileşenin zonklaması olduğu için ve aynı zamanda arındırılmış ışık eğrisinde maksimumlardaki renkler bize bir F yıldızını işaret ettiği için baş bileşen olarak Cepheid türü zonklama değişimi gösteren yıldızı kabul ettik. Literatürde tayf türü ve ışıtma sınıfı F8I olarak verilen yıldız için sıcaklık değerini Allen (2000)'den 5750 K olarak kullandık. Sisteme ilişkin bir kütle oranı değerine sahip olmadığımızdan q taraması yapıldı. Elde edilen değişim Şekil 3'te verildi.



Şekil 3. *TYC 1031 1262 1 sisteminin q taraması sonucu*

Şekil 3'te görüldüğü gibi en küçük $\Sigma(O\text{-}C)^2$ değerini veren 0.85 değeri kütle oranı olarak çözümde kullanıldı. Wilson-Devinney ışık eğrisi analiz programı ile yapılan ilk analizlerin sonucuna göre sistemin ikinci bileşeninin sıcaklığı 3950 K ve sistemin yörünge açısı *(i)* 65° olarak elde edildi. Şekil 4'te analiz sonucu elde edilen kuramsal eğrinin gözlemler ile uyumu görülmektedir.



Şekil 4. *TYC 1031 1262 1 sisteminin V süzgecinde elde edilen ışık eğrisinin analizi sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile gözlemlerin uyumu*

Sistemin Cepheid bileşeninden kaynaklanan zonklama özelliğini kullanarak da önemli parametrelere ulaşmak mümkündür. Bilinen en önemli eşitlik dönem-ışıtma bağıntısıdır. 2008 yılında yayımlanan bir çalışmada Tür II Cepheidleri için dönem ile salt parlaklık arasında

$$M_V = -1.64 \log P + 0.05$$

bağıntısı verildi (Feast ve diğ., 2008). Bu ilişkiden TYC 1031 1262 1 sistemi için zonklama dönemi P = 4.1597 gün değeri kullanılarak salt parlaklık $-0^m.965$ olarak bulundu. Sistemin gökada koordinatları SIMBAD veri tabanında $\ell = 41°.01$ ve $b = +11°.07$ olarak verilir. Burstein ve Heiles (1982)'in gökada için kızıllaşma üzerine yaptıkları çalışmalarından sisteme ilişkin E(B-V) değeri yaklaşık $0^m.09$ olarak alındı. Sistemin fotometrik gözlemlerinden V süzgecinde görünür parlaklığı $11^m.3$ olarak elde edildi. Eldeki tüm bu değerler ve Av=3.1xE(B-V)= $0^m.279$ değeri uzaklık modülü ifadesinde yani

$$m - M = -5 + 5 \log d + Av$$

eşitliğinde yerine konularak uzaklık d = 1026 pc yani ~1 kpc olarak bulundu.
Bono ve diğ. (2001)'de Cepheid değişenlere ilişkin olarak verilen

$$\log R = 1.25 + 0.755 \log P \quad \text{ve} \quad \log M = -2.776 - 1.661 \log P + 2.682 \log R$$

eşitlikleri kullanılarak Cepheid bileşene ilişkin yarıçap $R=52\ R_\odot$ ve $M=6.3\ M_\odot$ olarak hesaplandı.

4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada TYC 1031 1252 1 örten çift sisteminin 2008 gözlem sezonunda UBVR süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri ve renk eğrileri ve bunlara ilişkin değerlendirmeler sunuldu. Sisteme ilişkin ışık ve renk eğrilerinin benzer şekilde değiştiği görüldü. Cepheid bileşene ait zonklama dönemi 4.1597 gün olarak belirlendi. Zonklama değişiminin tüm ışık değişiminden çıkartılmasıyla elde edilen değişimden β Lyr türü bir örten çiftin ışık değişimi elde edildi.

V renginde elde edilen ışık eğrisinin analizi yapılarak ilk sonuçlara ulaşıldı. Sisteme ilişkin tayfsal veri bulunmadığından ikinci bileşenin doğası hakkında birşey söylemek zordur. Daha sonraki aşamada sistemin çokrenk ışık eğrileri birlikte analiz edilerek daha ayrıntılı incelemeler yapılacaktır.

Sistemin Cepheid bileşeninin zonklama doğasından faydalanarak bazı parametrelere ulaşmak mümkündür (etkin sıcaklık, yarıçap, kütle, vs). Bunun için Tür II Cepheidlerine ilişkin belirlenmiş eşitlikler kullanıldı. Sistemin zonklama dönemi kullanılarak dönem-ışıtma bağıntısından yola çıkılarak uzaklık ~1 kpc olarak bulundu. Sisteme ilişkin hız değerleri olmadığı için Cepheid sınıflaması ışık eğrisinden görülen değişimlere ve uzaklığına bağlı olarak yapılabilir. TYC 1031 1262 1 sistemi için bulunan uzaklık bir klasik Cepheid olması için oldukça fazladır. Sistemin zonklayan bileşeni bir Tür II Cepheididir.

Sistemin daha sonraki dönemde yapılacak çokrenk ışık eğrisi analiz sonuçları ile zonklama özelliğinden belirlenen parametrelerin karşılaştırılması ile önemli aşamalara gelinecektir. Sistemin tayf gözlemlerinin yapılması gerekmektedir. Örten çiftlerde zonklamanın çalışılması, zonklayan yıldızların yapısı ve evrimi çalışmalarında geniş bir çeşitlilik sağlar. Bu sistemlerin çalışılması yakın çiftlerde bulunan farklı türdeki zonklayan yıldızlar için zonklama teorilerini test etmeyi de olanaklı kılacaktır.

Teşekkür. Bu çalışma TUBITAK tarafından 108T237 No'lu Hızlı Destek projesi olarak desteklenmektedir.

Kaynaklar:

Alcock, C., Allsman, R. A., ve diğ., 2002, ApJ, 573, 338.
Allen, C.W., 2000, Astrophysical Quantites, p. 388.
Antipin, S. V., Sokolovsky, K. V., Ignatieva, T. I., 2007, MNRAS, 379L, 60.
Bono, G., Gieren, W.P., Marconi, M, Fouque, P., 2001, ApJ, 552, L141.
Burstein, D., Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165.
Feast, M,W., ve diğ., 2008, MNRAS, 386, 2115.
King, D.S., Cox, A.N., Hodson, S.W., 1981, AJ, 224, 242.
Pel, J.W., 1976, AA&S, 24, 413.
Pojmanski, G., Pilecki, B., Szczygiel, D., 2005, AcA 55, 275.
Scargle, J.D., 1982, ApJ, 263, 835.
Wózniak P. R, ve diğ., 2004, AJ, 127, 2436.

KLASİK VE TEKRARLAYAN NOVALARİN X-İSİNİ EVRİMLESMELERİNDE SON YİLLARDAKİ YENİLİKLER

S. Balman

Orta Dogu Teknik Universitesi Fizik Bolumu

ÖZET

XMM-Newton ve Chandra (Swift/XRT ve RXTE dahil) X-isini uydulariyla son yillarda yapilan Nova gozlemleri novalarin patlama sonrasi nasil evrimlestigi konusunda bilgilerimizi oldukca ilerletti. Nova kabuklarinin çözünülebilecegini ve calisilabilecegini gorduk. Cesitli X-isini cizgilerinden novanin X-isini spektroskoposini calistik ve yuksek yogunluklu bolgelrini inceledik. Isi ve Emisyon Olcegi varyasyonlarini tespit ettik. Boylece novalarin sert X-isini yaymalarinin cesitli sebeplerini gozlemis olduk. Beyaz cuceleri cok yuksek IsIda X-isini yayarken yakaladik. Isik egrilerinde cesitli varyasyonlar gorduk. Bunlardan baska, yeni patlamis novalarin bir-iki sene icinde X-isinlarinda madde aktarimi yaptigini bulduk. Butun bu yenilikler konusmada gozden gecirilecektir.

Gama-ışını Patlamaları: GROND gözlemleri

Aybüke KÜPCÜ YOLDAŞ[1,2], Jochen GREİNER[2], Thomas KRÜHLER[2], Abdullah YOLDAŞ[2]

[1] European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-str. 2, 85748 Garching b. München, Almanya
[2] Max-Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Giessenbachstr. 1, 85748 Garching b. München, Almanya

Abstract

Gamma-ray Bursts (GRBs) are unique events that can reach us from very large distances and thus carry information about the early Universe, the star-formation rate history, and the first galaxies. Here we present the results of afterglow observations of GRB 070802 and host galaxy observations of GRB 070729 both obtained with GROND (Gamma-ray Burst Optical/Near-infrared Detector), which is a 7-band simultaneous imaging detector mounted on 2.2m MPI/ESO telescope in Chile.
.

Keywords: *gamma-ray bursts, galaxies*

Özet

Gama-ışını Patlamaları çok yüksek mesafelerden dünyaya ulaşabilen ve bu sayede evrenin ilk zamanları, yıldız oluşum hızının geçmişi, evrendeki ilk gökadalar gibi konulara ışık tutabilecek bilgiler taşıyan olaylardır. Bu bildiride Şili'deki 2.2 metrelik MPI/ESO teleskobunda takılı bulunan ve 7 ayrı bantta birden aynı anda gözlem yapabilen bir dedektor olan GROND (Gamma-ray Burst Optical Near-infrared Detector) ile yapılan GRB 070802'in ardışıma ve GRB 070729'un evsahibi gökada gözlemlerini ve onların sonuçlarını aktaracağız.

Anahtar kelimeler: *gama-ışını patlamaları, gökadalar*

1. Introduction

Gamma-ray bursts (GRBs) are the most energetic cosmological explosions in the Universe, emitting energies on the order of 10^{52} erg in a very short time interval ranging from milliseconds to minutes. The prompt emission is released in gamma-rays from a few keV in some cases up to GeV range, with a peak energy around a few hundred keV. In most cases, the prompt emission is observed to be followed by a long lasting afterglow emission in lower energies from X-rays to radio.

A new need for multiband imaging arose with the observation of a large number of gamma-ray burst (GRB) afterglows with the Swift satellite (Gehrels et al. 2004). With its much more sensitive instruments, it detects GRBs over a very wide redshift range. Because intermediate to high-resolution spectroscopy to measure the physical conditions of the burst environment (e.g., Vreeswijk et al. 2007) is constrained to the first few hours after a GRB explosion, a rapid determination of the redshift became important. This is best done with multiband photometry (until integral field units have grown to several arcminute fields of view) and deriving a photometric redshift based on the Lyα break (Lamb & Reichart 2000).

Gamma-**R**ay burst **O**ptical and **N**ear-infrared **D**etector (GROND) is composed of 7 detectors each associated with a different wavelength band allowing observations in 7 bands simultaneously (Greiner et al. 2008). Four of these detectors are optical CCDs of type E2V 42-40, covering ~ 400 – 1000 nm distributed as g',r',i',z' bands. The other three are HAWAII infrared detectors equipped with J, H and K filters covering ~ 1100 – 2350 nm. Therefore it covers the Lyman-limit or the Lyα absorption features, which are necessary for photometric redshift determination, for a redshift range of $z \sim 3 - 13$.

2. Automated Observations with GROND

The main aim of GROND is to conduct automated GRB follow-up observations and determine the photometric redshift of gamma-ray bursts automatically as fast as possible.

Automated observations and data analysis are handled by the GROND Pipeline (GP) system which is specially designed and written

for GROND (Yoldaş & Küpcü Yoldaş in prep.) .It is based on an asynchronous framework to provide speed and degree of freedom necessary to apply different analysis strategies.

The GP decides whether to follow-up an event based on GCN information, after receiving the GRB alerts (as GCN notices) via socket connection. The visibility is calculated for every event, and the events marked for followup are scheduled. The GP dynamically schedules observations throughout the night, which allows followup of multiple targets as well as targets lined up during the daytime.

The GP controls the following aspects of an observation: starting, dynamically selecting the observation blocks to be executed (unless the sequence is fixed by the user), and stopping. Observations are initiated by the GP using a modified version of the ESO Rapid Response Mode (RRM) software.

Data analysis is also done on the fly by the sub-processes of GP. Currently all acquired data are reduced, astrometrically corrected, and analysed using psf photometry (using Pyraf/IRAF libraries), and the afterglow is identified automatically. The implementation of the photometric redshift determination is work in progress. The GP also provides a web interface for user interaction and reporting.

3. GROND Gamma-ray Burst Observations Overview

GROND has been mounted on ESO/MPI 2.2m telescope at La Silla/Chile since the end of April 2007. 136 GRBs have been seen since then, 98 of which were visible from La Silla.

GROND observed 47 out of 98 automatically. 35 of these GRBs could not be observed due to i) bad weather conditions at La Silla (14/98), ii) no override right during visitor or ESO technical time (11/98), iii) 12/98 bursts happened during the GROND intervention for technical updates to the instrument. The rest of the GRBs were not observed due to, i.e. technical problems, delayed distribution of the burst information, or intentionally skipped due to large positional uncertenties or in favor of other GRBs.

3.1 GRB 070729

GRB 070729 was detected by SWIFT BAT on 27 July 2007 at 00:25:53 UT (Sato et al. 2007). It is a short burst with a T90 of 0.9s. The X-ray afterglow is detected during the ground analysis of SWIFT XRT data (Guidorzi et al. 2007). A single extended object was found in the XRT error-circle and reported as the possible host galaxy (Berger & Kaplan 2007; Berger & Murphy 2007). No other afterglow detections were reported. Later on, Swift team published a refined XRT position[1]. This refined position is ~9 arcseconds away from and hence, does not overlap with the previous XRT position.

GRB 070729 was scheduled by the GROND Pipeline system to be observed for ~5 hours starting at 06:25 UT, the time when the GRB started to be visible at La Silla. GROND observations started automatically at 06:35 UT and continued until sunrise.

Figure 1 shows the combined r',i',z' band GROND image of the field of GRB 070729. The extended object reported by Berger & Murphy (2007) (object A in Fig. 1) is detected in all GROND bands except g', however it is not covered by the refined XRT error circle. There is another extended object at RA = 03:45:15.7 Decl. = -39:19:19.9 just ouside the refined XRT error circle (object B in Fig. 1), detected in all GROND bands.

[1] http://www.swift.ac.uk/xrt_positions/00286373/image.php

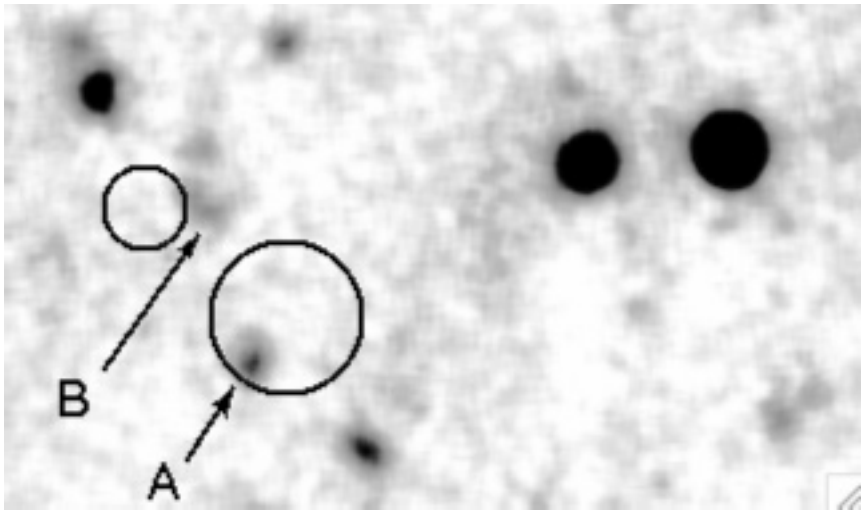


Figure 1: *The combined, smoothed r',i',z' image of the field of GRB 070729 (Küpcü Yoldaş et al. 2008). The larger circle marks the old XRT error circle (Guidorzi et al. 2007)and the smaller circle marks the refined XRT error circle*[1]*. The two neighbouring extended objects are marked as A and B. North is up, East is to the left.*

We analysed the spectral energy distributions (SEDs) of both object A and B, using Bruzual & Charlot (1993) models embedded to HyperZ for 7 different galaxy types including spirals, elliptical, irregular and starburst. We set the redshift, galaxy type and the reddening law as free parameters.

Object A is best fit by a 3.5 Gyr old elliptical galaxy at a redshift of z = 1.24 with an Av = 0.6 mag using an LMC- or MW-like reddening law with a χ^2 of 1.18 and 0.84, respectively. For the Calzetti reddening, the best fit is a 2.6 Gyr old eliptical galaxy at z = 1.32 and Av = 1.0 mag (χ^2= 0.86).

The preliminary analysis of object B indicates that it is a young, high-redshift galaxy best fit with starburst galaxy models.

Both objects are faint (with r'-band brightness > 23 mag) in agreement with those of the short burst host galaxies studied by Berger et al. (2007). Based on the results of the current analysis, we cannot exclude any of the two objects from being the host galaxy of GRB 070729.

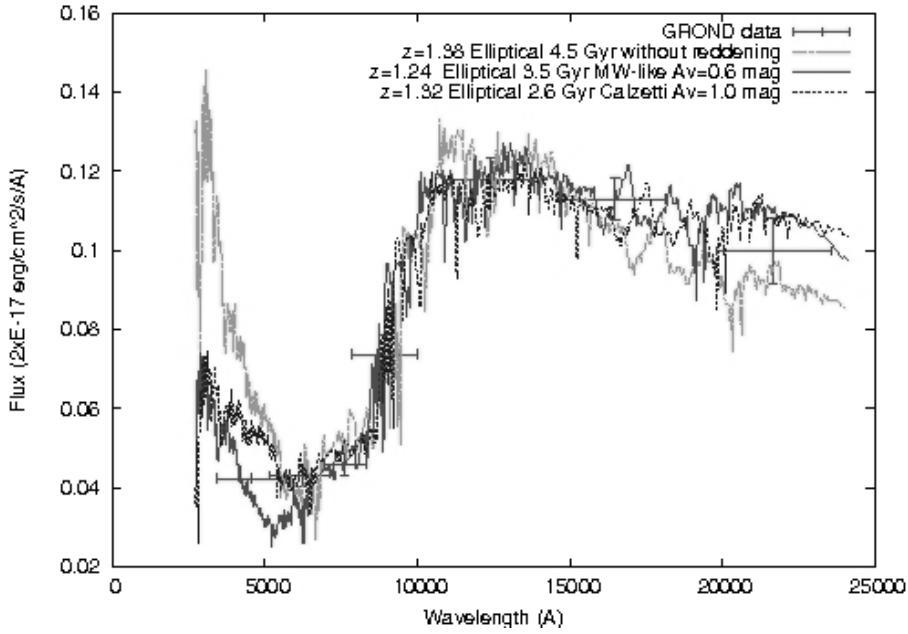


Figure 2: *The optical and near-infrared SED of object A (see text) from Küpcü Yoldaş et al. (2008). The g'-band data point is the upper limit. The best fitting models are old elliptical galaxies at z~1, with moderate extinction.*

3.2 GRB 070802

GRB 070802 was detected by SWIFT BAT on August 2nd 2007 at 07:07:25 UT, as a long burst with T90 ~ 16s (Barthelmy et al 2007).Ground analysis of the Swift XRT data detected the X-ray afterglow 102 arcsec away from the BAT position.

GROND Pipeline initiated observations immediately starting 9 minutes after the burst, leading to the discovery of the afterglow after the first 4 minute observation (Greiner et al. 2007). The spectroscopic redshift of the burst is found to be z=2.45 by Prochaska et al. (2007). The afterglow observations of GRB 070802 revealed a complex light-curve behavior which can be fit by two broken power-laws (see Fig. 2). The behavior is the same for z',J,H,K bands indicating that it is not

caused by a change in the density of the ambient medium. The most probable explanation is a reverse shock followed by a forward shock (i.e. Nakar & Piran 2004), where the light-curve is best modeled by double broken power-laws.

The optical and near-infrared spectral energy distribution was also studied by combining the data obtained between 2007-08-02 07:31 UT and 2007-08-02 08:08 UT (see Fig. 3). The best fit models are with MW or LMC like extinction curves which explains the drop-out at the i'-band coincident with 2200 A rest-frame absorption feature of LMC and MW-like reddening laws. This is the most significant detection so far for the 2200 A feature in a GRB.

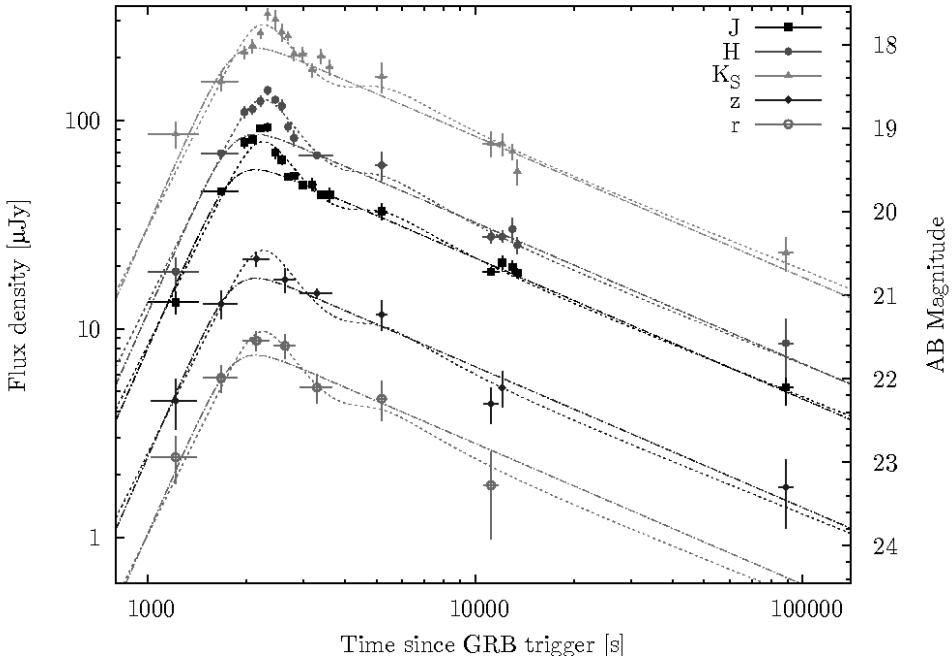


Figure 3: *The optical and infrared light-curve of the afterglow of GRB 070802 (Krühler, Küpcü Yoldaş et al. 2008). The afterglow shows a rise in early times continued with a power-law decay until about 27 hours after the burst. The gap in observations between ~4000 – 10000 seconds after the burst was caused by the misprinted XRT coordinates distributed in (Barthelmy et al. 2007).*

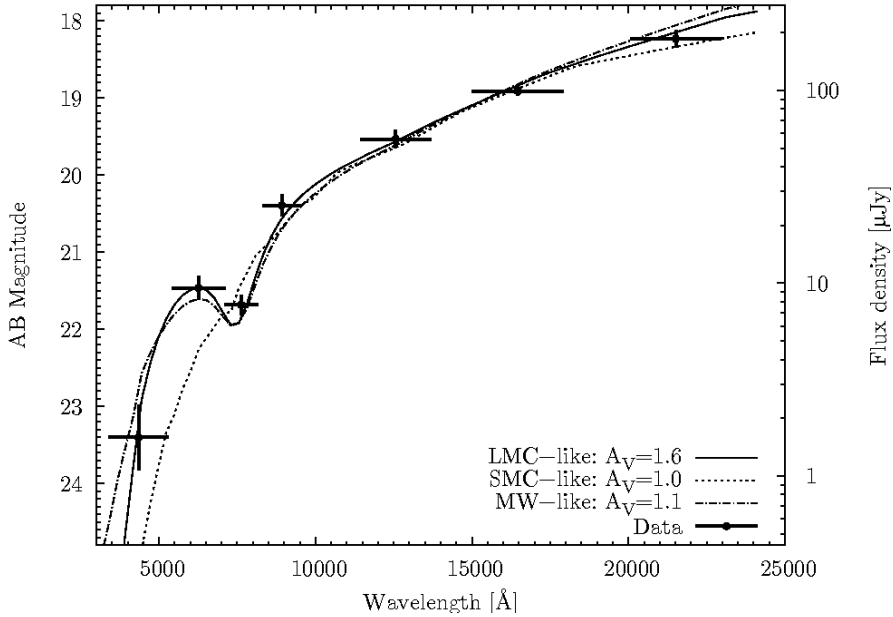


Figure 4: *The optical and near- infrared SED of the afterglow of GRB 070802, during the rise seen in the light-curve (Krühler, Küpcü Yoldaş et al. 2008). The best fit models are I) power-law with an index of -1.5 assuming an LMC-like reddening law with Av = 1.6 mag, ii) power-law with an index of -1.3 assuming a MW-like reddening law with Av = 1.1 mag. This is one of few GRBs which show substantial intrinsic host extinction. The drop-out at the i-band coincides with 2175 A rest-frame absorption feature of LMC and MW-like reddening laws.*

4.0 Summary and Conclusions

GROND observations of GRB 070729 revealed a faint host galaxy candidate with a relatively high-redshift compared to the other short GRB hosts, and yet an early-type galaxy similar to the first discovered short GRB hosts.

On the afterglow side, GRB 070802 was the first burst for GROND occurring during nighttime and revealed significant amount of dust and an MW-like absorption feature in its host galaxy for the first time.

The cases of GRB 070729 and GRB 070802 demonstrates the importance and advantage of simultaneous multi-wavelength obsevrations of GRB afterglows and host galaxies. GROND consolidates rapid response and deep simultaneous multi-wavelength observation capability and offers a unique and more poweful alternative to robotic telecopes and large telescopes with single filter instruments.

References

Barthelmy, S. D., Evans, P. A., Gehrels, N. et al. 2007, "GRB 070802: Swift detection of a burst", GCN Circular, 6692

Berger, E., Fox, D. B. , Price, P. A. et al. 2007, "A New Population of High-Redshift Short-Duration Gamma-Ray Bursts", *ApJ*, 664, 1000-1010

Berger, E., Kaplan, D. L. 2007, "GRB 070729: Magellan NIR Observations", GCN Circular, 6680

Berger, E., Murphy, D. 2007, "GRB 070729: LCO optical imaging", GCN Circular, 6686

Bruzual, A. G., Charlot, S. 1993, "Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis", *ApJ*, 405, 538-553

Gehrels, N., Chincarini, G., Giommi, P., Mason, K. O., Nousek, J. A. et al. 2004, "The Swift Gamma-Ray Burst Mission", *ApJ*, 611, 1005-1020

Greiner, J., Clemens, C., Krühler, T., Küpcü Yoldaş, A., Primak, N., Szokoly, G., Yoldaş, A., Klose S. 2007, "GRB 070802: GROND j band candidate", GCN Circular, 6694

Greiner, J., Bornemann, W., Clemens, C., Deuter, M., Hasinger, G. Honsberg, M., Huber, H., Huber, S., Krauss, M., Krühler, T., Küpcü Yoldaş, A., Mayer-Hasselwander, H., Mican, B., Primak, N., Schrey, F., Steiner, I., Szokoly, G., Thoene, C.C., Yoldaş, A., Klose, S., Laux, U., Winkler, J. 2008, "GROND—a 7-Channel Imager", *PASP*, 120, 405-424

Guidorzi, G., Romano, P., Moretti, A. 2007, "GRB 070729: Swift-XRT refined analysis", GCN Circular, 6682

Krühler T., Küpcü Yoldaş, A., Greiner, J., Clemens, C., McBreen, S., Primak, N., Savaglio, S., Yoldaş, A., Szokoly, G. P, 2008, "The 2175 A dust feature in a Gamma Ray Burst afterglow at redshift 2.45", ApJ accepted, arXiv:0805.2824

Küpcü Yoldaş, A., Krühler, T., Greiner, J., Yoldaş, A., Clemens, C. et al. 2008, "GAMMA-RAY BURSTS 2007: Proceedings of the Santa Fe Conference" eds. Galassi, Palmer, Fenimore, AIPC, 1000, 227-231

Lamb, D. Q., Reichart, D. E. 2000, "Gamma-Ray Bursts as a Probe of the Very High Redshift Universe", *ApJ*, 536, 1-18

Nakar, E. and Piran, T. 2004, "Early afterglow emission from a reverse shock as a diagnostic tool for gamma-ray burst outflows", *MNRAS*, 353, 647-653

Prochaska, J.X., Thoene, C. C., Malesani, D. et al. 2007, "GRB 070802: VLT redshift", GCN Circular, 6698

Sato, G., Barbier, L., Barthelmy, S. D. et al. 2007, "GRB 070729, Swift-BAT refined analysis", GCN Circular, 6681

Vreeswijk, P. M., Ledoux, C., Smette, A., Ellison, S. L., Jaunsen, A. O. et al. 2007, "Rapid-response mode VLT/UVES spectroscopy of GRB 060418. Conclusive evidence for UV pumping from the time evolution of Fe II and Ni II excited- and metastable-level populations", A&A, 468, 83-96

EI PSC SİSTEMİNİN OPTİK VE X-IŞIN ANALİZİ

Yrd.Doç.Dr. Gülnur İKİS GÜN[*], Yrd.Doç.Dr. Fatma GÖK[**], Yrd.Doç.Dr. Metin ALTAN[***], Aytap SEZER[**], Ebru AKTEKİN[**]

** Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü,Çanakkale.*
*** Akdeniz Üniversitesi,Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü,07058 Kampüs, Antalya.*
**** Anadolu Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, 26470, Yunusemre Kampüsü, Eskişehir.*

Özet

Bu çalışmada EI Psc sisteminin ($\alpha_{2000} = 23^h\ 29^m\ 54.3^s$ ve $\delta_{2000} = +\ 06^o\ 28'\ 10.9''$) (Katalog ismi 1RXS J232953.9 +062814) Turk Ulusal Gözlemevindeki (TUG) Rus-Türk ortak teleskobu RTT 150 ve ROTSE ile 2004 -2006 yılları arasında 6 akşam ortalama 2.35 saat süreler ile yapılan optik gözlemlerin sonuçları ve aynı sistemin ROSAT uydusunun RASS aleti ile 29 Kasım – 18 Aralık 1990 arasında yapılan gözlemlerinin X-ışın arşiv verilerinin analizi sonuçları verilmiştir.Yapılan optik analizler sonucunda daha önce Schmeer [1] tarafından elde edilmiş bulunan 0.046 gün (66.24 dakika) lık değerden farklı olarak sistemin periyodu için 0.0408 gün (58.75 dakika) bulunmuştur.Bunun dışında QPO salınımları gibi diğer periyodisiteler de aranmış ama bir iz bulunamamıştır.

ROSAT RASS arşivinden alınan X-ışın verileri ile oluşturulan X-ışın tayfı da analiz edilmiştir. Ham veriye pek çok tayfsal model eşleştirmesi yapılmış ve sistemde X-ışınlarının yayınlanmasına neden olan fiziksel sürecin ısısal temelli olduğu görülmüştür. En iyi uyum sağlayan modeller olarak 0.54×10^{-21} cm^{-2} kolon yoğunluğu değeri ile $kT = 0.07 \pm 0.02$ keV sıcaklık değerli Karacisim ve $kT = 0.13 \pm 0.04$ keV sıcaklık değerli Raymond-Smith modelleri bulunmuştur. Modelerden elde edilen 0.1-2.4 keV enerji aralığındaki Akı

değerleri log F = - 13 ergs cm^{-2} s^{-1} ve log F = - 14 ergs cm^{-2} s^{-1} aralığındadır. Model bağımlı olarak hesaplanan ışınım gücü değerleri ise Raymond-Smith modeli için L = 29 ergs s^{-1} ve Karacisim modeli için log L = 31 ergs s^{-1} dir.En iyi uyum sağlayan modellerin sıcaklık değerleri, Uemura ve ark. [2] nin verdiği birincil yıldız kütle değeri ve literaturden alınan eşitlikler kullanılarak sınır tabakasındaki kütle yığılma oranı Karacisim modeli için (1.58 ± 0.14) x 10^{21} g s^{-1} ve Raymond-Smith modeli için (2.2 ± 0.052) x 10^{19} g s^{-1} olarak bulunmuştur.
Sonuç olarak EI Psc çok yüksek kütle aktarım oranı sebebiyle optik olarak kalın bir sınır tabakasından yumuşak X-ışınları bölgesinde emisyon yapan ve M-tipi Kahverengi bir cüce ikincil yıldıza sahip olabilecek bir sistem olarak görülmektedir.

Anahtar Kelimeler : *Coşkun değişenler, SU UMa Cüce Novalar, Ultra Kısa Periyotlu Cüce Novalar, ROSAT, EI Psc.*

Abstract

We present here the results of optical observations of EI Psc ($\alpha_{2000} = 23^h\ 29^m\ 54.3^s$ ve $\delta_{2000} = +\ 06^o\ 28'\ 10.9''$) (Catalog name is 1RXS J232953.9 +062814) through Turkish National Observatory (TUG) with RTT 150 cm Russian-Turkish joint telescope at 6 nights with approximately 2.35 hours between 2004-2006 and its X-ray analysis results of the ROSAT Archival data taken with the observations of ROSAT RASS between November 29- December 18 1990.Our optical observations reveal a period of 0.0408 days (58.75 min) which is rather different than its early value of 0.046 days (66.24 min) as reported by Schmeer [1] . Also possible periodicities as well as any QPOs are studied without having any clear indication of it.
Archival ROSAT RASS data are also analyzed for its X-ray spectra.The raw data were fitted with various spectral models and it is found that the underlying physical procedures for the emission of X-rays are based on thermal mechanisms. The best fit models are found to be that of Blackbody and Raymond-Smith with best fit temperatures of kT = 0.07 ± 0.02 keV for blackbody model and kT = 0.13 ± 0.04 keV for

Raymond-Smith model while the coloumn density fixed at 0.54 x 10^{-21} cm^{-2}. The estimated 0.1-2.4 keV flux is found to be in the range of between log F = - 13 and log F = - 14 ergs cm^{-2} s^{-1}. The model dependent luminosity values were in the range of log L = 29 ergs s^{-1} for Raymond-Smith model and log L = 31 ergs s^{-1} for blackbody model. Using the well fitted temperature values, the mass of the primary value that is obtained by Uemura et al. [2] and the equations taken from literature, the mass accretion rate in the boundary layer is obtained to be (1.58 ± 0.14) x 10^{21} g s^{-1} for the blackbody model and (2.2 ± 0.052) x 10^{19} g s^{-1} for Raymond-Smith model.

As a result of our study it seems that the system EI Psc has a very high mass accretion rate; and because of observed soft X-ray photons and high mass accretion rates it has an optically thick boundary layer and M-type secondary star which can be a brown dwarf.

Key words : *Cataclysmic Variables, SU UMa Dwarf Nova, Ultra Short Periot Dwarf nova, ROSAT, EI Psc.*

1. Giriş

Günümüzde hidrojence zengin ikincil bileşen içeren Coşkun Değişenler için kabul edilen teorilere göre yığılma mekanizması yoluyla giderek daha az kütleye sahip olan ikincil bileşeni olan sistemlerde çift yıldız periyodu gittikçe kısalır. Sonuçta ikincil bileşen 80 dakikalık yörünge periyotlu bir sistemin parçası olan bir kahverengi cüce haline gelir.Kısa periyotlu Coşkun Değişemlerin evrimi için oluşturulan diğer bir senaryoya göre ortalama kütleli ikincil bileşen içeren bazı Coşkun Değişemlerde termal zaman ölçekli kütle transferi meydana gelir ve sonuç olarak ultra kısa periyotlu sistemler oluşur. Bu tür sistemler hidrojence fakir, düşük kütleli ve dejenere Kahverengi cüceleri ikincil yıldız olarak barındırabilirler [3] ve buradaki diğer referanslar.

Ultra kısa periyotlu sistemlerden biri EI Psc'dir. Sistem ROSAT tarafından bir X-ışın kaynağı olarak keşfedilmiş ve 1 RXS J232953.5+062814 [4] olarak kataloglanmıştır.Optik parlaklığı V = 15.7 kadir kadardır.

Sistem iki durumda bulunabilmektedir. Sönük durum; optik tayfında hidrojen emisyon çizgileri ve TiO soğurma bantları vardır ve bunlar EI Psc'nin hidrojence zengin bir Coşkun değişen olduğunu ve ikincil bileşen olarak M tipi bir yıldız barındırdığını göstermektedir. Diğeri parlak durumdur; optik tayfta hidrojen soğurma çizgileri bulunmaktadır. EI Psc'nin ışık eğrisinde süperhörgüce (Superhumps) sahip olduğu tespit edildikten sonra SU UMa tipi bir Cüce Nova olduğu kesinlik kazanmıştır ([2] ve buradaki referanslar).

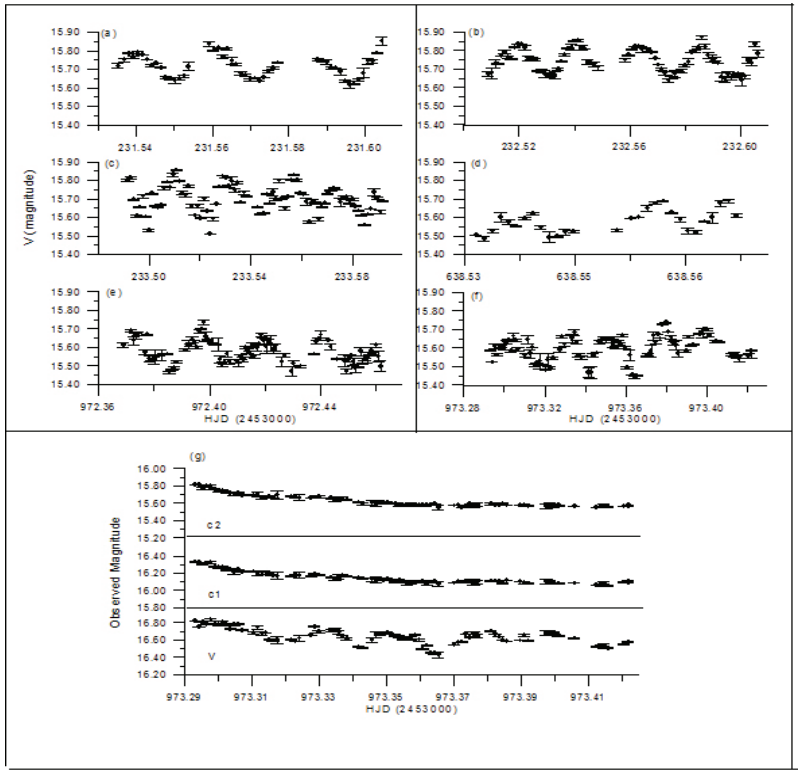
2. Gözlemler

EI Psc'nin fotometrik gözlemleri TUG'daki 150 cm'lik RTT 150 teleskobu ile 2004-2006 yılları arasında 6 gecede ortalama 2.35 saatlik zaman dilimlerinde V filtresi kullanılarak yapılmıştır. Optik gözlemlerin ayrıntıları Tablo 1'de verilmiştir.

Tablo 1. *Optik gözlemlerin detayları.*

UT Tarih	Başlangıç zamanı (HJD-245300)	Süre (Saat)	Filtre	Çerçeve sayısı
040813	231.5356	1.67	V	47
040814	232.5092	2.35	V	75
040815	233.4918	2.3	V	62
050924	638.4760	2.5	V	27
060824	972.372	2.16	V	87
060825	973.292	3.11	V	87

Elde edilen ışık eğrileri şekil 1'de gösterilmiştir.

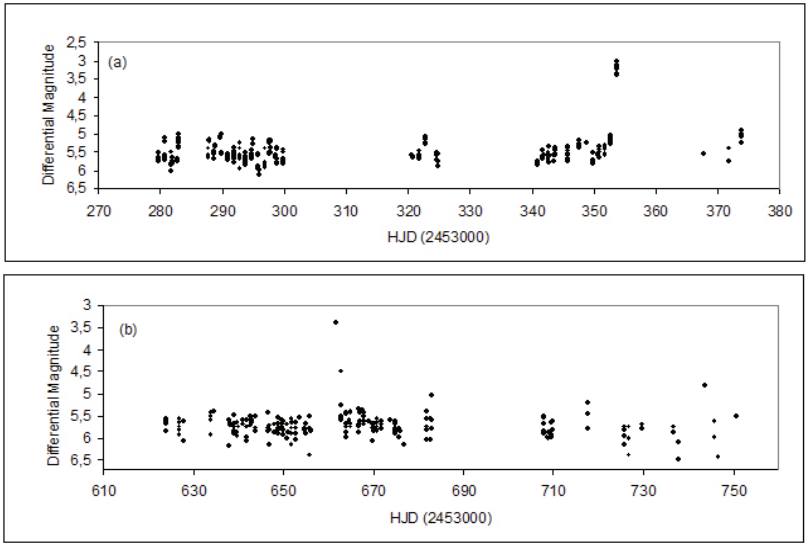


Şekil 1. *(a), (b), (c), (d), (e) ve (f) EI Psc'nin 6 gece için V filtresi kullanılarak elde edilmiş ışık eğrilerini göstermektedir. (g) değişen yıldız V,karşılaştırma yıldızı (C1) ve kontrol yıldızı (C2) için bir gecedeki ışık eğrilerini göstermektedir.*

Ayrıca sistem TUG'daki Robotik Teleskop (ROTSE) ile 3 ve 6 aylık gözlemlere tabi tutulmuştur. Her akşam 8 veri noktası elde edilmiştir. Veri noktaları arasındaki süre 30 dakikadır. Elde edilen ışık eğrileri Şekil 2'de verilmiştir. Sistemin tayfsal verisi 26 temmuz 2006 da TUG'daki düşük ayırma güçlü tayf ölçer TFOSC ile elde edilmiştir. Tayf 6200-7850 Å dalgaboyları arasında ~ 8 Å ayırma gücü ile alınmıştır. Tayf H_α ve TiO bantları göstermektedir (Şekil 3).

X-Işın verisi ROSAT veri arşivinden elde edilmiş, uydunun PSPC (Pozisyona Duyarlı Orantılı Sayıcı) aleti ile alınmış RASS (genel araştırma modu) gözlemi verisidir. PSPC 0.1-2.4 keV enerjili fotonlara duyarlı bir alettir.Uydunun ve aletin detaylı açıklamaları [5]

ve [6]'dan elde edilebilir.Veriler EXSAS programı ile analiz edilmiştir [7] .



Şekil 2. *EI Psc'nin ROTSE teleskobu ile (a) 2004 Eylül ve 2005 Ocak ayları arasında 33 gece ve (b) 2005 Ağustos ve 2006 Ocak ayları arasında 51 gecede alınan ışık eğrileri.*

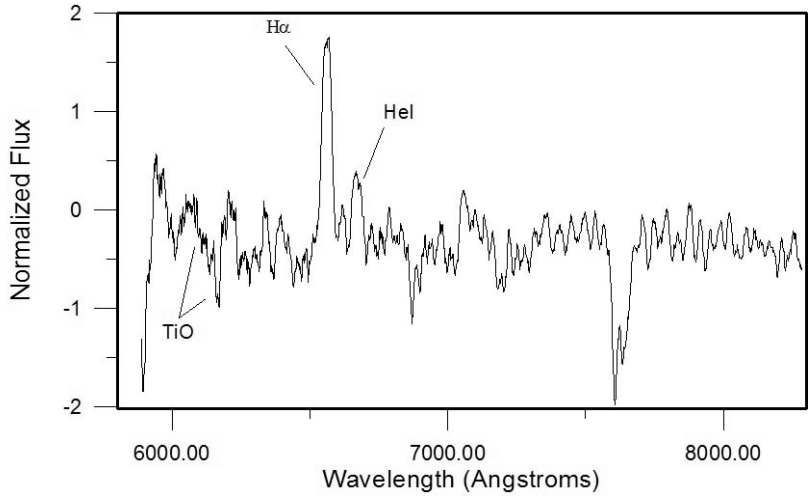
3.Veri Analizi ve Sonuçlar

İki gecelik optik veri üzerine uygulanan zamanlama analizi sonucunda sistemin yörünge periyodu olarak 42.85 dönüş gün^{-1} bulunurken belki sistemin çift hörgüç periyodu olan 24.48 dönüş gün^{-1}'lük ikinci bir periyot daha tespit edilmiştir. Dört gecelik diğer verde ise bu değerler 43.7 dönüş gün^{-1} ve 24.5 dönüş gün^{-1} olarak bulunmuştur. Bu değerler arasındaki fark veri setleri arasındaki zaman boşluğu yüzünden oluşan alising etkisinin bir sonucu olabilir.

Şekil 1a,1b ve 1d sistem durağan halde iken alınan ışık eğrilerini göstermektedir ki ortalama 0.23 ± 0.01 kadirlik değişimler görülmektedir. Şekil 1c,1e ve 1f patlamaya yaklaşırken ve hemen patlamadan sonraki iniş evresinde alınan ışık eğrilerini göstermektedir ki 0.30 ± 0.02 kadirlik değişimler göze çarpmaktadır.

Şekil 2a ROTSE ile alınmış 3 aylık ışık eğrisini gösterirken Şekil 2b aynı teleskop ile yapılan 6 aylık bir diğer gözlemin ışık eğrisidir. Bu gözlemlerin yapılma amacı sistemde herhangi bir QPO olup olmadığını araştırmaktır fakat gözlemler sırasındaki kötü hava koşulları yüzünden gözlemde oluşan boşluklar bu tür bir özelliğin araştırılmasını imkansız kılmıştır. Bununla birlikte elde edilen ışık eğrilerinde 2.5 kadirlik bir normal patlama görülmektedir. Tekrarlama zamanı ve patlamanın süresi ne yazık ki tespit edilememiştir.

Şekil 3'de EI Psc'nin optik tayfı görülmektedir. $\lambda > 7000$ Å de gürültü artmaktadır ki sistem RTT 150 teleskobunun sönük son kısımları yakınındadır. Bununla birlikte $\lambda < 7000$ Å de H_α, He I emisyon çizgileri ve TiO soğurma çizgileri görülmektedir. TiO soğurma bantları durağan evre tayfında görülmektedir ki bu da sistemdeki ikincil bileşenin M tayf türü bir cüce olduğunu düşündürmektedir. H_α çizgilerinin varlığı da sistemde bir disk olduğunun göstergesidir [8].



***Şekil 3**. EI Psc2nin tayfı.*

Bu çalışmada kullanılan X-ışın verisi yumuşak X-ışınlarında (0.1-2.4 keV) ve sistem durağan halde iken alınmıştır. Veride sayım oranı 1.85 x 10^{-1} sayım s^{-1} gibi oldukça düşük bir değerdedir. Bu nedenle veriye herhangi bir binleme işlemi yapılmamıştır. Sisteme ait literatürde hiç bir X-ışın veri analizi olmadığı için sayım oranı çok

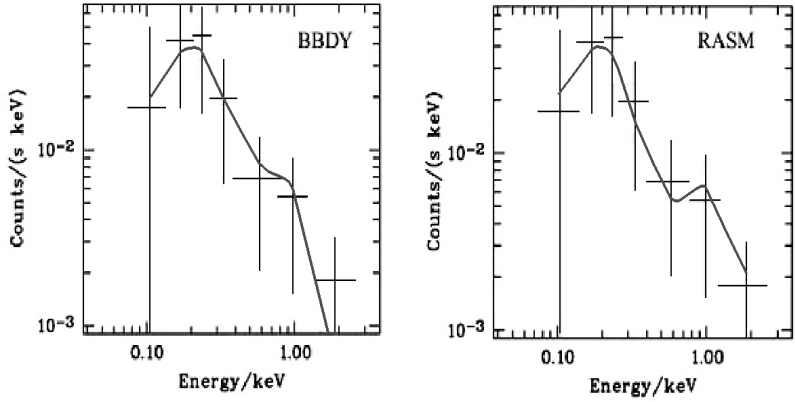
düşük olmasına rağmen yine de tayfsal analiz yapılarak bilgi elde edilmeye çalışılmıştır. Veri setine pek çok tayfsal model eşleştirmesi uygulanmıştır. En iyi uyum sağlayan modeller Kara cisim ve Raymond-Smith modelleri olmuştur.Bu modellere ait sonuçlar Tablo 2'de verilmiştir.

Tablo 2. *EI Psc'nin tayf analizi sonucunda en iyi uyumu veren modellerin parametre değerleri. A kara cisim ve Raymond-Smith modelleri için cm^{-5} biriminde normalizasyon büyüklüğüdür. T kara cisim modeli için radyasyon sıcaklığı, Raymond-Smith modeli için plazma sıcaklığıdır. Enerji akıları erg cm^{-2} s^{-1} biriminde verilmiştir.*

Parametre / Model	**Karacisim Modeli (BBDY)**	**Raymond-Smith Modeli (RASM)**
T (keV)	0.07 ± 0.02	0.13 ± 0.04
A	$(4.6 \pm 2.8) \times 10^{-4}$	$(1.62 \pm 1.10) \times 10^{-4}$
N_H (x 10^{21} cm^{-2})	0.54	0.54
Enerji Akısı	6.74×10^{-13}	2.96×10^{-14}
χ_ν^2 (ν =5)	0.76	0.74

Her iki modelin eşleştirmesinde hemen hemen aynı istatistik sonucu elde edildiğinden ikisi arasında bir seçim yapılamamış, yapılan bütün hesaplamalarda her iki modelden de elde edilen parametre değerleri kullanılmıştır. Bu modellerle elde edilen X-ışın tayfları Şekil 4'de verilmiştir. Her iki modelde ısısal temellidir ve Kara cisim modeli 0.07 ± 0.02 keV = $(0.80 \pm 0.23) \times 10^6$ K ve Raymond-Smith modeli 0.13 ± 0.04 keV = $(1.50 \pm 0.46) \times 10^6$ K sıcaklık değerleri vermişlerdir. Galaktik soğurma miktarı sistemin koordinatları kullanılarak Chandra X-ışın merkezindeki hesaplayıcı program ile hesaplanmış ve $N_H = 0.54 \times 10^{21}$ cm^{-2} olarak bulunmuştur. Enerji akısı değerleri ise $F_X = 6.74 \times 10^{-13}$ erg cm^{-2} s^{-1} (kara cisim modeli ile) ve $F_X = 2.96 \times 10^{-14}$ erg cm^{-2} s^{-1} (Raymond-Smith modeli ile) olarak bulunmuştur. Sistemin uzaklığı için [9] çalışmasında 245-380 parseklik bir aralık verilmektedir. Bu uzaklık değerleri ve model bağımlı olarak bulunan enerji akısı değerleri kullanılarak ışınım gücü için $L_X = 4.84 \times 10^{30} - 1.16 \times 10^{31}$ erg s^{-1} (kara cisim modeli ile) ve L_X

= 2.13 x 10^{29} – 5.11 x 10^{29} erg s^{-1} (Raymond-Smith modeli ile) değerleri bulunmuştur.



Şekil 4. *X-ışın tayf analizinde veri noktaları ile en iyi uyumu sağlayan tayfsal modeller. BBDY karacisim modeli ve RASM Raymond-Smith Modeli demektir.*

Yığılma diskine sahip Coşkun değişenlerden gelen yumuşak X-ışınlarının çoğunluğunun sınır tabakasından gelmesi öngörüldüğünden [10]) bu çalışmada kullanılan yumuşak X-ışınlarının da EI Psc sistemindeki yığılma diskinin sınır tabakasından gelmekte oldukları beklenmektedir. Eğer sınır tabakası Karacisim mekanizması ile X-ışınları yayınlıyorsa Mauche [11] bu ışınları yayınlayan sınır tabakasının karacisim sıcaklığı için bir formül vermektedir :

$$T_{bb} = [GM_1 \dot{M} / 8\pi\sigma R_1^3]^{1/4} \qquad (1)$$

Burada G Evrensel çekim sabiti, M_1 beyaz cücenin kütlesi, $\dot{M}$ Kütle yığılma oranı, σ Stephan-Boltmann sabiti ve R_1 beyaz cücenin yarıçapıdır [11]. Eğer teorinin söylediği gibi yumuşak X-ışınları sınır tabakasından geliyorsa bu formül EI PSc'nin kütle aktarım oranını hesaplamak için kullanılabilir. Bu çalışmada bulunan karacisim sıcaklığı (0.80 ± 0.23) x 10^6 K ve Uemura ve ark. [12] tarafından

verilen beyaz cüce kütlesi değeri 0.7 $M_\odot$ dir.Bu formuülde değeri bilinmeyen tek değişken beyaz cücenin yarıçapıdır ve literatürde gözlemlerden bulunan herhangi bir değer verilmediğinden Patterson ve Raymond [13] tarafından oluşturulan ve bu çalışmada (2) numara ile verilen formül kullanılarak R_1 değeri hesaplanmıştır.

$$R_1/ R_\odot = 0.007 (M_1/ M_\odot)^{-0.8} \qquad (2)$$

Bu formülden $R_1 \approx 6.48 \times 10^3$ km değeri EI Psc'nin yarıçapı olarak bulunmuştur. Lynden-Bell ve O'Dwyer [14] gezegenlerin, beyaz cücelerin ve Nötron yıldızlarının yarıçapları için bir ilişki belirlemişlerdir. Bu ilişkiyi ve yazarların makalelerinde vermiş oldukları ve cisimlerin kütleleri ile yarıçapları arasındaki ilişkiyi gösteren grafikleri kullanarak 0.7 $M_\odot$ kütleli beyaz cüceler için yarıçap değerinin 6×10^3 km ile 7×10^3 km arasında olması gerektiği tespit edilmiştir. Buradan da EI Psc için verilmediğinden Patterson ve Raymond [13]'in formülünü kullanarak bulduğumuz yarıçap değerinin doğru olduğu sonucuna varılmıştır.Bu yarıçap değeri, bu çalışmada bulunan karacisim sıcaklığı değeri ve formül (1) kullanılarak EI Psc sistemindeki sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı için $\dot{M} = (1.71 \pm 0.012) \times 10^{21}$ g s^{-1} bulunmuştur.

Sınır tabakasından gelen yumuşak karacisim X-ışını fotonları için literatürde Patterson ve Raymond [13] tarafından verilmiş bir başka formül daha vardır :

$$T_{bl} = 2.16 \times 10^5 M_{0.7}{}^{0.86} (\dot{M})_{18}{}^{0.18} \quad K \qquad (3)$$

Burada $M_{0.7}$, $(M_1/ M_\odot)$ cinsinden beyaz cüce kütlesi ve $(\dot{M})_{18}$ ise $(\dot{M} / 10^{18})$ cinsinden kütle aktarım oranı değeridir. Bu çalışmada bulunan karacisim sıcaklığı değeri, 0.7 $M_\odot$ beyaz cüce kütlesi değeri [12] kullanılarak $\dot{M} = (1.44 \pm 0.0014) \times 10^{21}$ g s^{-1} bulunmuştur.

Bulunan bu iki kütle aktarım oranı değerinin ortalaması olarak $\dot{M} = (1.58 \pm 0.14) \times 10^{21}$ g s^{-1} değeri hesaplanmıştır.

Pringle [15] karacisim mekanizmasından farklı ısısal temelli mekanizmalar ile yumuşak X-ışını yayınımı yapan sınır tabakaları için aşağıdaki formülü vermektedir :

$$T_{bl} = 8.4 \times 10^5 (\dot{M})_{18}^{6/19} (M_1/ M_\odot)^{8/19} (R_{8.7})^{-18/19} \quad K \qquad (4)$$

Burada $R_{8.7} = (R_1/ 5x10^8)$ dir. Bu (4) numaralı formülü ve bu çalışmada $(1.5 \pm 0.46) \times 10^6$ K olarak Raymond-Smith modeli eşleşmesi sonucu bulunan sıcaklığı kullanarak $\dot{M} = (2.2 \pm 0.052) \times 10^{19}$ g s^{-1} kütle aktarım oranı değeri bulunmuştur. Bu değer karacisim modeli kullanılarak bulunan kütle aktarım oranı değerinden oldukça düşüktür.

Tüm bu sıcaklık ve kütle aktarım oaranı değerleri kullandığımız verideki yedi veri noktasına bağlı olarak bulunduklarından yaklaşık bir ön hesaplama değeri olarak kabul edilmelidirler.

Basit teorik modeller 2×10^{16} g s^{-1} lik kütle aktarım oranını kritik değer olarak kabul ederler [16], [17], [13] ve [10]. Eğer kütle aktarım oranı bu değerden büyük veya buna eşit olursa bu durumda sınır tabakası optik olarak kalın hale gelir ve ıssısal temelli mekanizmalar ile üretilmiş yumuşak X-ışınları (< 10 keV) yayınlar. Bu çalışmada elde edilen sıcaklık değerlerinin tümü 10 keV'dan düşüktür ve elde edilen kütle aktarım oranı değerleri de kritik değerden oldukça büyüktür. Bu sebeplerle EI Psc sisteminin optik olarak kalın bir sınır tabakasına sahip olduğu söylenebilir. Uemura ve ark. [9] ,[12] ve Mennickent ve ark. [3] optik bölgede yapmış oldukları çalışmalar neticesinde sistemin durağan halde iken bile yüksek değerde kütle aktarım oranına sahip olması gerektiği sonucuna varmışlardır. Bu çalışmada X-ışınları bölgesini inceleyerek varılan sonuç ta aynı yöndedir.

Sınır tabakasında yüksek miktarda kütle aktarımı olduğuna göre ikincil yıldızdan yığılma diskine de yüksek miktarda kütle aktarılıyor olmalıdır. Çünkü sınır tabakasında aktarılan kütlenin kaynağı eğer yığılma diski içinde maddeyi bloke eden herhangi bir yapı yoksa doğrudan ikincil yıldızdan yığılma diskine akan maddedir. Bu gidişat neticesinde ikincil bileşenin kütlesi gittikçe azalır.Hidrojence zengin ve düşük kütleli ikincil bileşen barındıran Coşkun Değişenlere ait son teorilere göre bu süreç sonunda ikincil bileşen bu yüksek kütle aktarım oranı yüzünden hidrojeninin çoğunu kaybeder ve kütlesi son derece küçük hale gelir.Sonuçta sistemin periyodu gittikçe kısalır.Gözlenen periyot minimumundan daha düşük periyoda sahip Coşkun Değişenler Kahverengi Cüce olan bir ikincil

bileşenlere sahip olabilirler veya çift yıldız olarak yaşamlarına kahverengi cüce bileşenle başlamış olabilirler. Bu tür sistemler için periyot değeri 46 dakika (V485 Cen) gibi çok küçük değerlerde olabilir ([18], [3] ve bunlardaki diğer referanslar).

Bu çalışmanın optik kısmından sistemin 58.75 dakikalık bir periyoda ve M tipi ikincil bileşen bir yıldıza sahip olduğı sonucu elde edilmiştir. X-ışın analizleri sonucunda da sistem durağan halde iken gözlenmiş olmasına rağmen yüksek kütle aktarım oranına sahip olduğu sonucuna varılmıştır. Bu sonuçlara ve yukarıdaki paragrafta açıklanan günümüzde en kısa periyotlu Coşkun değişenler için geçerli olan teorilere göre sistem düşük kütleli ve M tayf türünden ikincil bir yıldıza sahiptir. Çünkü sistemin optik tayfında TiO soğurma bantları görülmektedir ki bunlar M tipi yıldızların en önemli göstergeçleridir [19].X-ışın analizlerinden elde edilen sonuca göre sistem yüksek kütle aktarım oranına ve optik analizlarden elde edilen sonuca göre çok kısa periyoda sahip olduğundan teorilere göre Kahverengi cüce bir ikincil bileşene sahip olmalıdır. Eğer EI Psc sistemindeki ikincil yıldız bir kahverengi cüce ise bu cücenin tayf türü geç-M olmalıdır.Çünkü genellikle ancak geç-M tayf türünden yıldızlar kahverengi cüce olmaktadırlar [19].Thorstensen ve ark. [20] ve Mennickent ve ark. [3] optik analizleri sonucunda elde ettikleri efektif sıcaklığın K-tipi bir yıldıza ait olamayacağını söylemektedirler. Bu yazarların elde ettikleri sıcaklık değeri M tipi veya L tipi yıldızlarınkine daha uygundur ki bu çalışmada hem optik hem de X-ışını analizleri sonucu varılan netice de budur.

4. Sonuç

Bu çalışmanın optik analiz kısmından EI Psc sisteminin 0.0408 günlük yörünge periyoduna ve yaklaşık 0.023 günlükçift hörgüç periyoduna sahip olduğu sonucuna ulaşılmıştır. Bu çift hörgüç periyodu ikincil yıldızın eliptik şeklinden kaynaklanıyor olabilir. Sistemin durağan haldeki tayfı TiO soğurma bantları göstermektedir ki bu da ikincil bileşenin bir M tipi yıldız olabileceğini düşündürmaktedir. Bundan başka X-ışın analizleri sonucunda sistemin tayfını en iyi açıklayan modellerin ısısal temelli karacisim ve Raymond-Smith modelleri olduğu görülmüş ve bu modellerden sistemin sınır tabakasının sıcaklığı için kT = 0.07 ± 0.02 keV

(Karacisim modeli için) ve kT = 0.13 ± 0.04 keV (Raymond-Smith modeli için) değerleri elde edilmiştir. Hesaplanmış Kolon yoğunluğu değeri $N_H = 0.54 \times 10^{21}$ cm^{-2} dir. Model bağımlı olarak hesaplanan enerji akısı değerleri sırasıyla $F_X = 6.74 \times 10^{-13}$ erg cm^{-2} s^{-1} (kara cisim modeli ile) ve $F_X = 2.96 \times 10^{-14}$ erg cm^{-2} s^{-1} (Raymond-Smith modeli ile) olarak bulunmuştur.Sistemin uzaklığı için Uemura ve ark. [9]'nın çalışmasında 245-380 parseklik bir aralık verilmektedir. Bu uzaklık değerleri ve model bağımlı olarak bulunan enerji akısı değerleri kullanılarak ışınım gücü için $L_X = 4.84 \times 10^{30} - 1.16 \times 10^{31}$ erg s^{-1} (kara cisim modeli ile) ve $L_X = 2.13 \times 10^{29} - 5.11 \times 10^{29}$ erg s^{-1} (Raymond-Smith modeli ile) değerleri bulunmuştur. Elde edilen sıcaklık değerleri ve Uemura ve ark. [12] tarafından verilen beyaz cüce kütle değeri kullanılarak sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı için $(1.58 \pm 0.14) \times 10^{21}$ g s^{-1} (kara cisim modelinden) ve $(2.2 \pm 0.14) \times 10^{21}$ g s^{-1} (Raymond-Smith modelinden) bulunmuştur.

Bu çalışmanın sonucu olarak EI Psc sisteminin yüksek kütle aktarım oranı ($10^{19} - 10^{21}$ g s^{-1}) ve gözlemlenen (0.07 ± 0.02 keV) – (0.13 ± 0.04 keV) sıcaklıklı yumuşak X-ışınları ve yüksek kütle aktarım oranı yüzünden optik olarak kalın bir sınır tabakasına sahip olduğu söylenebilir. Bu çalışmadaki hem optik hem de X-ışın analizleri sistemin ikinicil bileşen olarak M tipi bir kahverengi cüceye sahip olduğunu işaret etmektedir.

Sistemin emisyon mekanizmalarının tespiti, sınır tabakası yapısı ve periyot değerlerinin daha kesin bir şekilde belirlenmesi için hem optik hem de X-ışınlarında daha uzun gözlemler ile değerlendirilmesi gereklidir.

Kaynaklar

[1]Schmeer,P.,2001,vsnet-alert6830,http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/mail/vsnet alert/mgs06830.html

[2] Uemura,M., Ishioka,R, ve Kato,T.,2001, '1RXS J232953.9+062814', *IAU Circular.7747*.

[3] Mennickent,R.E.,Diaz,M.P., ve Tappert,C.,2004, 'Search for Brown Dwarf Like secondaries in caralysmic Variables II', *MNRAS*, 347,1180M.

[4] Voges,W., Aschenbach,B.,Boller,T.,Brauninger,H.,Briel,U., ve Burkert, W.,1996, 'Rosat all-sky survey Bright Source Catalogue', *IAU Circular.6420*.

[5] Trümper,J., 1983, *Advances in .Space Research. 2*, 241.

[6]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.

[7] Zimmermann,H.U., Belloni,T.,Izzo,C.,Kahabka,P., ve Schwentker,O.,1983, *EXSAS User's Guide*, MPE Report 244.

[8] Hellier, C.,2001,*Cataclysmic Variable Stars*, Springer-Verlag, Berlin.

[9] Uemura, M., Kato,T ,Ishioka,R, Yamaoka,H.,Scgmeer,P., Starkey,D.R.,Torii,K.,
Kawai,N.,Urata,Y.,Kohama,M.,Yoshida,A.,Ayani,K.,Kawabata,T.,Tanabe,K .,Matsumoto,K.,Kiyota,S.,Pietz,J.,Vanmunster,T.,Krajci,T.,Oksanen,A., ve Giambersio,A.,2002a, 'Discovery of a Dwarf Nova Breaking the Standard Sequence of Compact Binary Evolution', *PASJ*, 54, L15-L18.

[10] Warner,B.,1995, *Cataclysmic Variable Stars*, Cambridge University Press,U.K.

[11] Mauche,C.W., 2002, 'EUVE Observations of Nonmagnetic Cataclysmic Variables', *ASP Conference Series 'Continuing the Challange of EUV Astronomy: Current Analysis and Prospects for the Future'*,264,75M.

[12] Uemura, M., Kato,T ,Ishioka,R, Yamaoka,H.,Scgmeer,P., Starkey,D.R.,Torii,K.,
Kawai,N.,Urata,Y.,Kohama,M.,Yoshida,A.,Ayani,K.,Kawabata,T.,Tanabe,K .,Matsumoto,K.,Kiyota,S.,Pietz,J.,Vanmunster,T.,Krajci,T.,Oksanen,A., ve Giambersio,A.,2002b, 'Sperhump Evolution in the Ultra Short Period Dwarf Nova 1RXS J232953.9+062814' , *PASJ*, 54, 599-607.

[13] Patterson,J., ve Raymond,J.C., 1985, 'X-Ray Emission from Cataclysmic Variables with Accretion Disks II.EUV/Soft X-Ray radiation', *Astronomical Journal*,292,550-558.

[14] Lynden-Bell,D., ve O'Dwyer,J.P., 2008, 'One Mass-Radius Relation for Planets,White Dawrfs and Neutron Stars', eprint *arXiv:astro-ph/0104450.*

[15] Pringle,J.E.,1977, 'Soft X-Ray Emission from Dwarf Nova', *MNRAS*,178,195-202.

[16] Pringle,J.E. ve Savonije,G.J., 1979, 'X-Ray Emission from Dwarf Novae', *MNRAS*,187,777-783.

[17] Narayan,R. ve Popham,R. 1993, 'Hard X-Ray from Accretion Disk Boundary Layers', *Nature*,362,820.

[18] Pollitano,M., 2002, 'The Formation of CVs with Brown Dwarf Secondaries',*The Physics of cataclysmic Variables and Related Objects,ASP Conference Series*,261,293-296.

[19] Bessell,M.S., 1991, 'The Late M Dwarfs', *Astronomical Journal*,101,2,662-676.

[20] Thorstensen,J.R., Fenton, W.H., Patterson, J.O., Kemp,J.,Krajci,T., ve Baraffe, I.,2002, '1RXS J232953.9+062814: A Dwarf Nova with a 64 Minute Orbital Period and a Conspicuous Secondary Star', *Astrophysical Journal*, 567L, 49T.

INTEGRAL UYDUSUNUN OPTİK KAMERASI İLE ELDE EDİLEN BAZI ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN IŞIK EĞRİLERİNİN ÇÖZÜMLERİ

Ali Dönmez, Faruk Soydugan, Ahmet Erdem, Esin Soydugan, Tunç Şenyüz, Çağlar Püsküllü ve Mehmet Tüysüz

Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Gözlemevi
Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Fen- Edebiyat Fak., Fizik Bölümü
ali.fizik@gmail.com, aerdem, fsoydugan, esoydugan@comu.edu.tr

Özet

INTEGRAL uydusundaki optik kamera ile elde edilmiş, ZZ Cas, DL Vel ve Z Nor örten çift yıldızlarının ışık eğrilerinin ilk çözümleri Monte Carlo yaklaşımı altında yapılmıştır. DL Vel'in ışık eğrisindeki asimetriler, soğuk bileşen üzerindeki soğuk leke ile modellenmiştir. Her üç yıldızın da bileşenlerinin Roche loblarını doldurmaya yakın oldukları belirlenmiştir. DL Vel'in ise değmeye çok yakın bir dizge olduğu ortaya konmuştur.

Anahtar Kelimeler: *örten çift yıldızlar: ZZ Cas, DL Vel, Z Nor- Teknik: ışıkölçüm*

Abstract

In this work, the first analyses of the optic light curves of ZZ Cas, DL Vel and Z Nor, which were obtained by INTEGRAL optic camera, made under the Monte Carlo approach, were given. The asymmetric structure in the light curve of DL Vel was modelled by using dark spot on the surface of the cooler component. It is found that the components of all targets are very close to their Roche lobes. Moreover, it is determined that DL Vel is a near-contact binary system.

Keywords: *eclipsing binaries: ZZ Cas, DL Vel, Z Nor – Technique: photometry*

1. Giriş

Günümüzde yapılan astronomi ve astrofizik alanındaki gözlemsel çalışmalarda amaç, genellikle, farklı yollarla çok sayıda gök cismi için elde edilmiş verileri kullanarak duyarlı genel sonuçlara ulaşmak ve böylece kuramsal çalışmalara yön vermektir. Bu tür veri almanın bir yolu, büyük yatırımlar sonucu yapılan bilimsel uyduların (özellikle NASA ve ESA tarafından) genellikle belirlenmiş özel amaçlar için atmosfer dışına gönderilmesidir. Bu uydulara, IUE, HUBBLE, HIPPARCOS, XMM-NEWTON, INTEGRAL, COROT örnek olarak verilebilir. Bunların amaçları incelendiğinde, her birinin veriyi aldığı dalgaboyu ve gözlediği nesneler de olmak üzere, farklılık göstermektedir. Ancak, bu uydular kendi amaçlarını yerine getirirken bunun yanında gökyüzünde çok büyük alanlara yayılmış çok farklı gök cisimleri için de yan ürün diyebileceğimiz faydalı veriler elde etmektedirler. Örneğin, HIPPARCOS astrometri için atılmış ve veri üretmiş bir uydu iken aynı zamanda aldığı fotometrik veriler hala çözülmekte ve çok önemli sonuçlara ulaşılmasını sağlamaktadır.

Önemli veri sağlayan atmosfer dışı uyduların yanında, uydulara göre çok daha küçük bütçelerle Yer yüzeyine kurulmuş gözlemevlerindeki teleskopların yaptığı sistematik gökyüzü taramaları da önemli sayıda gökcismi için önemli bir veri tabanı sağlamaktadır. Bu taramalara örnek olarak ASAS, ROTSE ve OGLE verilebilir. Bu tür taramalar ile gözlemevi sayısının kuzey yarım küreye göre oldukça az olan güney yarım kürede görülebilen çok sayıda gökcismi için birçok gözlemevinin üretebileceği veri alınabilmektedir. ASAS (The All Sky Automated Survey) ele alınacak olursa, çok küçük bütçe ile küçük bir teleskop ve CCD kameradan oluşan bu sistem, gökyüzünde 14^{m}'den daha parlak yaklaşık 10^{7} yıldızın V ve I süzgeçleri ile fotometrisini yapmak üzere planlanmış ve oldukça başarılı olarak binlerce yeni değişen yıldız ortaya çıkarmıştır. Bir ayağı da ülkemizde TUG'da bulunan ROTSE'de, amacı gamma ve x-ışını kaynaklarının optik gözlemlerini yapmak olsa da, bu amaç dışında planlanan gökyüzü bölgelerinde sürekli taramalar yaparak önemli veri tabanı sağlamaktadır.

Bu çalışmanın amacı, onbinlerce gözlenen yıldızın ışık eğrilerinden belli gruplara (Algol, W UMa, delta Scuti vb) ilişkin duyarlı veriye sahip olanları seçip daha güvenilir ve modern yöntemlerle çözerek istatistik çalışma yapmaktır. Bu çerçevede,

INTEGRAL uydusunun optik kamerası (OMC) ile elde edilmiş ışık eğrileri, ZZ Cas, DL Vel ve Z Nor için, bu veri tabanından işlenebilir şekilde elde edilmiş, duyarlı yöntemlerle ilk kez çözümleri yapılmış ve bileşenlerin fiziksel ve geometrik parametrelerine ulaşılmıştır.

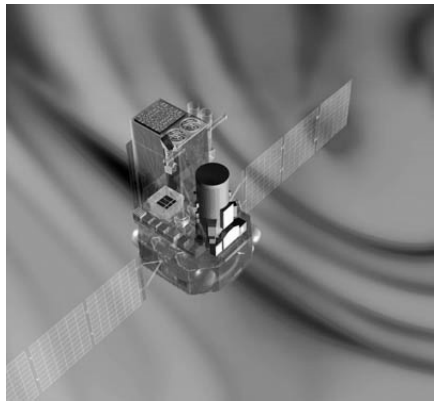
2. INTEGRAL Uydusu ve Optik Kamerası (OMC)

δAvrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından tasarlanan INTEGRAL (International Gamma-Ray Astrophysics Labaratory) uydusu, hedef gökcisimlerini eş-zamanlı olarak gamma ışın, X-ışın ve optik bölgede gözleyebilen ilk uzay laboratuarı olması açısından oldukça önemlidir. Başlıca amacı, evrendeki en şiddetli patlamalar olan gamma ışın patlamaları, süpernova patlamaları, karadelik içeren bölgeleri gözlemektir. Aynı zamanda, INTEGRAL, bugüne kadar uzay atılmış en ileri gamma ışın laboratuarıdır. 17 Ekim 2002 tarihinde ESA'nın gönderdiği uydunun görüntüsü Şekil 1'de verilmiştir.

INTEGRAL uydusu üzerinde yer alan optik kamera (OMC), uydunun gördüğü alan içerisinde çok sayıdaki optik değişeni V süzgeci ile gözleme yeteneğine sahiptir. Bu şekilde alınan optik veriler uydunun amacına uygun olarak öncelik sırasına göre aşağıdaki başlıklarda gruplandırılmıştır.

- Gamma ışını kaynakları
- X-ışını kaynakları
- Aktif gökada çekirdekleri
- Değişen yıldızlar (özellikle patlayan değişenler, novalar ve kataklismik değişenler).
- Çok sayıda farklı türden değişen yıldızlar
- Astrometrik ve fotometrik kalibrasyonlar yapmak üzere HIPPARCOS ve TYCHO referans yıldızları

Bu gruplarda alınan veriler, açık bir veritabanında yer almakta ve isteyen bu optik verileri alıp işleyebilmektedir.



Şekil 1. *INTEGRAL uydusunun görüntüsü http://www.esa.int/esaMI/Integral/)*

Uydu ve OMC ile ilgili bazı temel teknik bilgiler şu şekilde verilebilir: Uydunun genel görünümüne dikkat edilirse (Şekil 1) çok büyük boyutta bir uydu olmamasına karşılık elde ettiği veriler açısından ne kadar önemli olduğunu görmek pek zor değildir. Uydu 17 Ekim 2002 de Rusya`nın Baikonur uzay üstünden proton roketi ile yörüngeye yerleştirilmiştir. Bu yörünge 72 saat dönemlidir ve Dünya'dan en beri uzaklığı 9000 km, enöte uzaklığı ise 154 000 km dir. Uyduya yerleştirilmiş OMC ile ilgili bilgilere gelecek olursak, üzerinde 1024 x 1024'lik EEV CCD 47-20 modelinde bir CCD bulunmaktadır. CCD çipinin boyutu 13.3 x 13.3 mm ve piksellerin boyutu ise 13 x 13 μm^2'dir. CCD'nin 300 kHz frekansında görüntü indirme hızı da 2 ms'dir. CCD, 550 nm etkin dalga boyunda (Johnson V süzgeci) % 80 quantum etkinliğine ulaşmaktadır. CCD çipinin doyma kapasiteside 120 000 elektrondur. Uydunun maksimum FWHM değeri ise 1.4 pixel olup 5^0 x 5^0'lik bir alan görmektedir. Ulaştığı parlaklık sınırı yaklaşık 18^m yöresindedir.

Bu veritabanında, bizim amacımız içinde, farklı türlerde, bizim ulaşamayacağımız sönüklükte ve/veya gökyüzü bölgesinde yer alan, çok sayıda örten çift sistemin ışık eğrileri yer almaktadır. Uydunun veri tabanından yaptığımız taramalar sonucunda, ilk çalışma için belirlediğimiz, daha önce herhangi bir ayrıntılı çalışması olmayan ZZ Cas, DL Vel ve Z Nor'un V süzgecindeki verileri alınarak işlenebilecek biçime dönüştürülerek çözüme hazırlanmıştır.

3. Yöntem ve Örnek 3 Adayın (ZZ Cas, DL Vel ve Z Nor) Işık Eğrilerinin Çözümü

Işık eğrisi çözümleri yapılacak sistemler, ZZ Cas, DL Vel ve Z Nor, sırasıyla 1.24, 0.56 ve 2.56 gün yörünge dönemine sahip olup hiçbirinin daha önce yapılmış ışık eğrisi ve tayf verisi analizi yayınlanmamıştır. Bu nedenle sistemlere ilişkin ayrıntılı bilgi bulunmamaktadır. Ancak, SIMBAD veritabanında yer alan bilgiler ve 2MASS parlaklıkları kullanılarak sistemlerin yaklaşık renkleri belirlenmiştir. Daha sonra Bilir ve diğ. (2008) ve Bilir (2008) tarafından yayınlanan kalibrasyonlar kullanılarak, renk dönüşümleri yapılmış, kızıllaşma değerleri ve uzaklıklar kabaca tahmin edilmiştir. Hesaplanan bu parametreler kullanılarak Pickles (1998)'nin çizelgelerinden ZZ Cas, Z Nor ve DL Vel'in tayf türleri sırasıyla, A2-3, A0 ve A3-4 olarak kabaca belirlenmiştir.

Çizelge 1. *Aday sistemlerin, renk, kızıllaşma, uzaklık değerleri ve belirlenmiş tayf türleri*

Parametre/Sistem	ZZ Cas	Z Nor	DL Vel
P (gün)	1.24353	2.55694	0.56355
(J-H)	0.090	0.120	0.169
(H-Ks)	-0.026	0.036	0.059
Es(B-V)	1.856	1.201	1.739
Ed(B-V)	0.057	0.264	0.310
(B-V)o	0.173	-0.081	-0.020
(J-H)o	0.072	0.035	0.069
(H-Ks)o	-0.036	-0.012	0.003
(B-V)o	0.131	0.095	0.166
(R-I)o	0.047	0.025	0.070
d (pc)	808	498	801
Tayf Türü	A2-3	A0	A3-4

Bu çalışmada ele alınan ışık eğrilerini çözmek için Wilson-Devinney yöntemi (WD: Wilson ve Devinney, 1973) kullanıldı. Seçilen yıldızlara ilişkin literatürde tayfsal ve fotometrik açıdan pek bilgi olmayışından dolayı, WD programının 1993 versiyonunu istatistik bir yöntem olan Monte Carlo (MC) algoritması ile

desteklenen biçimi (Zola ve ark., 1997) ele alınmıştır. MC çözüm arayışında, program, seçilen parametreler için belli girdi değerlerine gerek duymaz. Programa serbest parametreler için fiziksel anlama uygun olarak seçilen değer aralıkları belirtilir. Program çalıştığında her bir iterasyonda değişen serbest parametrelere göre yüzbinlerce iterasyondan oluşan bir çözüm uzayı oluşturur. Dolayısıyla en küçük χ^2 değerini veren çözüm seçilerek programa son verilir.

WD yöntemi ile ışık eğrisi çözümünde, her bir fit yönteminde olduğu gibi, bazı parametreler, ele alınan çift yıldızların fiziksel modellerine uygun olacak şekilde teorik çalışmalardan seçilen değerlerde, sabit tutulur. Bu çalışmada sabit alınan parametreler şunlardır: T_1 başyıldızın sıcaklığı; Çizelge 1'de belirlenmiş tayf türlerine karşın Picles (1998)'den alınmıştır. Kenar kararma katsayıları için sıcaklığa ve dalgaboyuna bağlı lineer olmayan (kareköklü) formül benimsenerek Díaz-Cordovés ve ark. (1995) ve Claret ve ark. (1995)'in çizelgelerinden yararlanılmıştır. Bileşenlerin bolometrik yansıma (albedo) katsayıları için T>7200 K yıldızlarda ışınım dengesindeki (radyatif) atmosfer varsayımıyla 1; T<7200 K yıldızlarda konvektif atmosfer varsayımıyla 0.5 değerleri (Rucinski, 1969) seçilmiştir. Bileşenlerin bolometrik çekim kararma katsayıları, ışınım dengesindeki atmosfere ve konvektif atmosfere sahip yıldızlar için, sırasıyla, 1 ve 0.32 (Lucy, 1967) olarak alınmıştır. Çözümlerde, bileşenlerin çember yörüngelerde eşdönme gösterdikleri, kabul edilmiştir.

MC çözüm arayışında, serbest bırakılan parametreler ve programa verilen değer aralıkları şöyledir: i, sistemin yörünge eğikliği, 50° ile 90° arasında; T_2, yoldaş yıldızın bolometrik yüzey sıcaklığı, 4500 – 9000 K arasında; $\Omega_{1,2}$, bileşen yıldızların boyutsuz yüzey eşpotansiyel değerleri, 3.8 ile 7.0 arasında; $q=m_2/m_1$, sistemin kütle oranı, 0.2 – 1.0 arasında; l_1, baş yıldızın kesirsel tek renk ışıtması, 4 – 13 arasında; evre kayması, -0.02 – 0.02 arasında girilmiştir. DL Vel örten çift yıldızın ışık eğrisinde belirgin biçimde görülen asimetri için soğuk yoldaş yıldızın konvektif atmosfere sahip olduğu düşüncesiyle yoldaş yıldızın yüzeyinde soğuk leke modeli eklenmiş ve bu yıldız için leke parametreleri de programda serbest bırakılmıştır.

Ele alınan üç sistem (ZZ Cas, DL Vel ve Z Nor) için bulunan çözüm sonuçları Çizelge 2'de verilmektedir. Gözlem noktalarıyla

çözümlerden elde edilen kuramsal eğrilerin karşılaştırılması ve 0.75 evrede dizgelere ilişkin Roche gösterimi, Şekil 2, 3 ve 4'de gösterilmektedir.

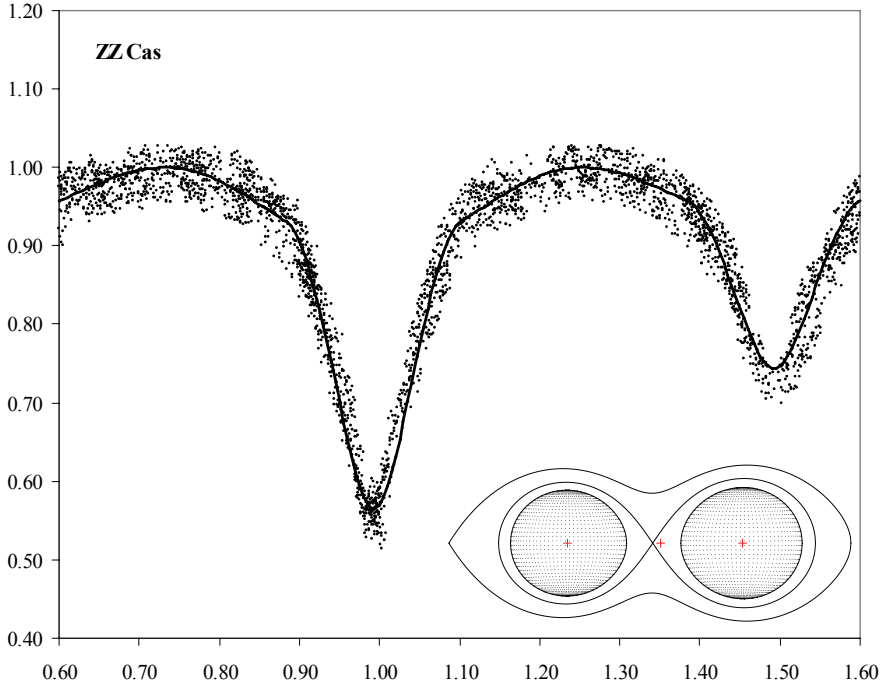
4. Sonuçlar

Bu çalışmada, INTEGRAL uydusunda yer alan OMC ile elde edilen ışık eğrilerinden seçilen üç aday yıldızın, ışık eğrileri WD-MC yöntemi ile çözülerek ilk ışık eğrisi çözümü yapılmış ve bileşenlerin fiziksel ve geometrik parametreleri belirlenmiştir. Dizgelerden DL Vel ve Z Nor'un kütle oranları bire çok yakın olup bu da bileşen kütlelerinin hemen hemen aynı olduğunu gösterir. DL Vel'in ışık eğrisinde 0.5 evre yakınında görülen asimetrik yapı, yoldaş bileşen üzerinde olası bir soğuk lekenin etkisi olarak düşünülmüş (Şekil 5) ve sistemin ışık eğrisi için lekeli çözüm yapılmıştır. Bileşenler arasındaki sıcaklık farkı, ZZ Cas için 1600 K yöresinde iken, DL Vel ve Z Nor'da sırasıyla yaklaşık 3500 K ve 3100 K olarak belirlenmiştir.

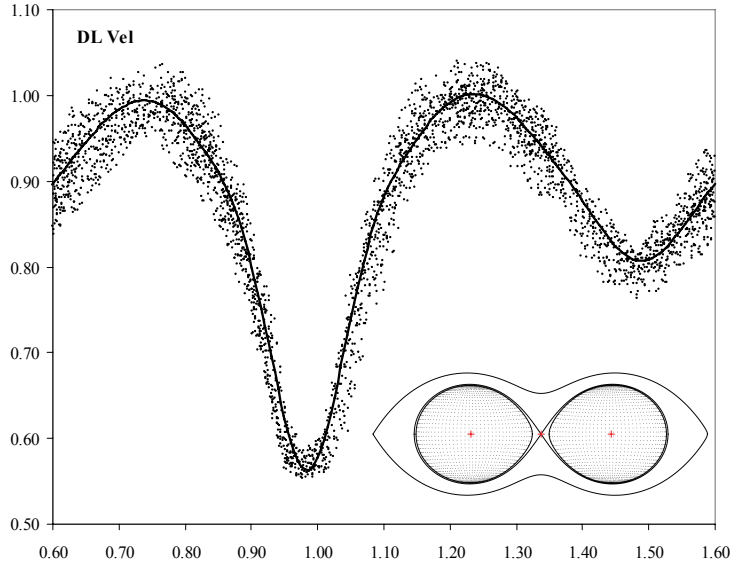
Çizelge 2. *Işık eğrisi çözüm parametreleri.*

Parametre	**ZZ Cas**	**DL Vel**	**Z Nor**
Evre Kayması	-0.0074(4)	-0.0160(4)	0.0032(4)
***i* (derece)**	77.240(234)	70.370(83)	82.323(150)
T_1 **(K)**	8910	8790	9550
T_2 **(K)**	7202(20)	5207(23)	6388(23)
Ω_1	4.0025(500)	3.8031(110)	4.0293(91)
Ω_2	3.9455(574)	3.8127(270)	4.4071(255)
$q=m_2/m_1$	0.8795(397)	0.9979(21)	0.9999(32)
$L_1(V)$	8.4499(1481)	10.4305(358)	10.0902(436)
r_1 **(pole)**	0.3161(34)	0.3495(13)	0.3249(25)
r_1 **(side)**	0.3261(39)	0.3660(16)	0.3369(28)
r_1 **(back)**	0.3404(46)	0.3938(21)	0.3560(36)
r_2 **(pole)**	0.3004(40)	0.3480(48)	0.2901(36)
r_2 **(side)**	0.3097(45)	0.3643(58)	0.2976(40)
r_2 **(back)**	0.3250(55)	0.3916(78)	0.3087(46)
Leke enlemi (derece)		87(5)	
Leke boylamı (derece)		347(2)	
Leke açısal çapı (derece)		35(4)	
Leke sıcaklık faktörü		0.85(3)	
χ^2	0.02285	0.01212	0.02062

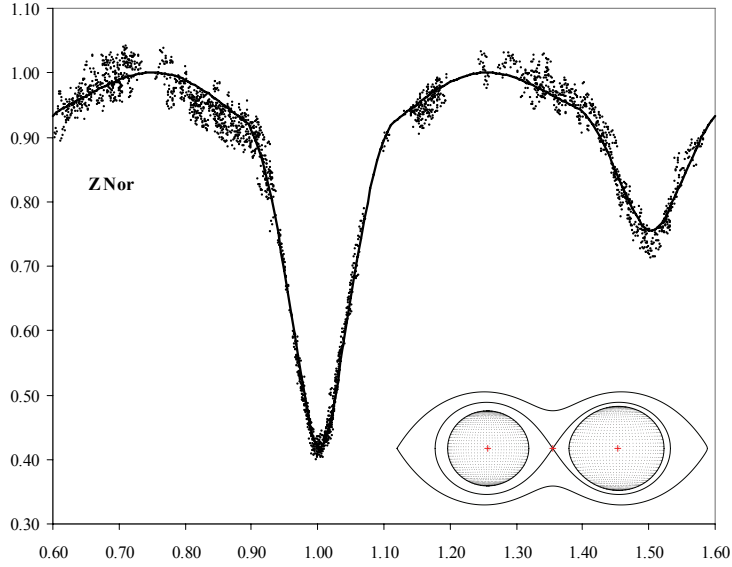
Dizgelerin bileşenlerine ilişkin kütle oranı ve eş potansiyel yüzey değerleri ele alınarak, ZZ Cas'ın bileşenlerinin her ikisinin de Roche loblarının yaklaşık %90'unu doldurduğunu (bakınız Şekil 2), DL Vel'in bileşenlerinin yine her ikisinin Roche loblarının yaklaşık %99'unu doldurduğu (bakınız Şekil 3), Z Nor'un ise birinci bileşeninin Roche lobunun ~ %93 doldururken ikinci bileşenin ise ~ %86'sını doldurduğu (bakınız Şekil 4) hesaplanmıştır. Burada, her üç sistemin bileşenlerinin Rocle loblarının sınırlarına değin genişlediği görülmekte olup DL Vel'in ise değmeye çok yakın bir sistem haline geldiği açıktır.



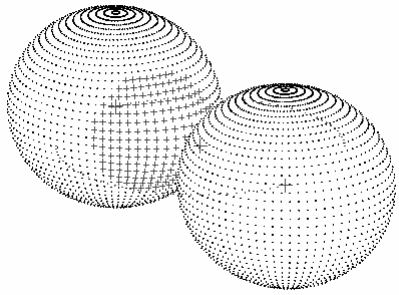
Şekil 2. *ZZ Cas'ın V süzgecindeki ışık eğrisi ve WD-MC kullanılarak elde edilen çözüm parametreleri ile çizilen kuramsal eğri. Ayrıca 0.75 evrede Roche lobları ve bileşen yıldızlar gösterilmiştir.*



Şekil 3. *DL Vel'ın V süzgecindeki ışık eğrisi ve WD-MC kullanılarak elde edilen çözüm parametreleri ile çizilen kuramsal eğri. Ayrıca 0.75 evrede Roche lobları ve bileşen yıldızlar gösterilmiştir.*



Şekil 4*. Z Nor'un V süzgecindeki ışık eğrisi ve WD-MC kullanılarak elde edilen çözüm parametreleri ile çizilen kuramsal eğri. Ayrıca 0.75 evrede Roche lobları ve bileşen yıldızlar gösterilmiştir.*



Şekil 5. *DL Vel'in bileşen yıldızları ile birlikte soğuk bileşen üzerindeki lekenin 0.60 evrede 3-boyutlu gösterimi.*

Kaynaklar

Bilir, S., 2008, özel iletişim
Bilir, S., Ak, T., Soydugan, E., ve diğ.: 2008, AN, basımda.
Claret, A.; Diaz-Cordoves, J.; Gimenez, A.: 1995, A&AS 114, 247.
Diaz-Cordoves, J.; Claret, A.; Gimenez, A.: 1995, A&AS 110, 329.
ESA, 2002, INTEGRAL Mission, http://www.esa.int/esaMI/Integral/
Lucy, L. B.: 1967, ZA 65, 89.
Pickles, A. J.: 1998, PASP 110, 863
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
Wilson, R. E.; Devinney, E. J.: 1973, ApJ 182, 539.
Zola, S.; Kolonko, M.; Szczech, M.: 1997, A&A 324, 1010.

SW LAC'IN TUG - TFOSC TAYFLARI

Hakan V. ŞENAVCI[1], Berahitdin ALBAYRAK[1], Selim O. SELAM[1], Cemal AYDIN[1]

[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara

Özet

Bu çalışmada, W UMa türü bir örten çift yıldız olan SW Lac'ın 11 – 12 Eylül 2007 ve 06 Ekim 2007 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) RTT150 teleskobuna bağlı TFOSC tayfçekeri ile 9 + 11 numaralı grismler kullanılarak elde edilen Echélle tayflarının indirgeme sonuçları verildi. Bununla birlikte yıldızın farklı yörünge evrelerinde elde edilmiş tayflarındaki Hα çizgi profilleri Montes (1995) tarafından geliştirilen STARMOD programı kullanılarak modellendi ve sistemin aktivite düzeyi ile ilgili ön sonuçlar tartışıldı.

Anahtar Kelimler: *Örten çift yıldızlar, tayfsal analiz, yıldız aktivitesi, SW Lac*

Abstract

In this study the reduction results of Echélle spectra of the W UMa type eclipsing binary SW Lac obtained during the nights of 11 – 12 September and 06 October 2007 at TÜBİTAK National Observatory (TUG) by using 9 + 11 grisms with TFOSC spectrograph attached to RTT150 telescope were given. Moreover, Hα line profiles of spectra obtained for different orbital phases were modelled by using the STARMOD software developed by Montes (1995) and the

preliminary results about the activity level of the system is discussed.

Keywords: *Eclipsing binary stars, spectral analysis,stellar activity, SW Lac*

1. Giriş

Yıldızlarda, zaman içerisinde düzenli veya düzensiz değişim gösteren ışınım özellikleri farklı birçok olgu ile açıklanabilir. Geç tayf türünden yakın çift yıldızlarda görülen ışık değişimi, örtme-örtülme, yörünge parametreleri ve şekil bozulması gibi geometrik olgular dışında manyetik aktivitenin varlığına da atfedilmektedir. Bu duruma ilişkin nedenleri araştırmada kullanılan en önemli belirteçler, dönem değişimi karakteristiği, ışık eğrisi genliğinin değişimi ve tayfsal aktivite belirteci çizgilerdir.

Bu çalışmada sezonluk ışık değişimi gösteren ve literatürce birçok araştırmacı tarafından (Brownlee (1957), Bookmyer (1965), Muthsam & Rakos (1974), Leung ve diğ. (1984), Niarchos (1987), Lafta ve Grainger (1985), Pena vd. (1993), Jeong ve diğ. (1994), Pribulla ve diğ. (1999), Albayrak ve diğ. (2004)) bu davranışı doğrulanan kısa dönemli ($P \sim 0^{gün}.32$) W UMa türü bir çift sistem SW Lac ($V_{max}= 8^{m}.91$, HD 216598, BD+37 4717, HIP 113052) yıldızının tayfsal analizler yardımıyla uzun dönemli ışık değişim doğası ve bileşen yıldızların yüzey parlaklık dağılımındaki değişimi incelendi.

2. Tayfsal Gözlemler

SW Lac'ın tayfsal gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan RTT-150 teleskobuna bağlı TFOSC (TUG Faint Object Spectrograph and Camera) tayfçekeri ile 11-12 Eylül ve 6 Ekim 2007 tarihlerinde yapıldı. Ancak 6 Ekim 2007 tarihinde hava koşullarının kötü olması nedeniyle tayflar analizde kullanılmadı. İlgili tayfçekerin özellikleri doğrultusunda 9 + 11 numaralı grismler kullanılarak 3000 – 9000 Å dalgaboyu aralığında, çözünürlüğü R ~ 5000 olan ve 13 adet eşel tayf elde edildi. Analiz esnasında kullanılacak HD 3651 (K0 V) ve HD 188512 (G9.5 IV) referans yıldızlarının tayfsal gözlemi de yine aynı tarihlerde aynı optik

düzenek kullanılarak yapıldı. İndirgemede kullanılacak Halojen Flat ve Bias tayflarının yanısıra dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılacak lamba tayfı olarak da FeAr lambasının tayfları alındı. SW Lac ve referans yıldızlarının tayfları IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) programı kullanılarak indirgendi. İndirgeme esnasında başlıklara (header) gerekli bilgilerin girilmesi, masterbias görüntüsünün oluşturulması, OTZ (overscan, trimsection ve bias) düzeltmesi, masterflat görüntüsünün oluşturulması, normalize flat görüntüsünün oluşturulması, tayfların çıkarılması, dalgaboyu kalibrasyonu, HJD düzeltmesi, Doppler düzeltmesi ve tayfların normalizasyonu adımları izlendi. SW Lac'a ait yapılan tayfsal gözlemlere ilişkin bilgiler Çizelge 1'de verildi.

Çizelge 1: *SW Lac'ın tayfsal gözlemlerine ilişkin bilgiler*

Dosya Adı	Başlangıç – Bitiş Zamanı	Evre Aralığı
11.09.2007 SW Lac Gözlemleri		
sw000008	$UT_{başl}$: 20:38:29	0.567 – 0.580
	$UT_{bitiş}$: 20:44:55	
sw000009	$UT_{başl}$: 20:46:09	0.585 – 0.609
	$UT_{bitiş}$: 20:57:35	
sw000010	$UT_{başl}$: 21:01:50	0.619 – 0.667
	$UT_{bitiş}$: 21:23:16	
sw000011	$UT_{başl}$: 22:12:28	0.771 – 0.819
	$UT_{bitiş}$: 22:33:55	
sw000012	$UT_{başl}$: 23:52:06	0.988 – 0.033
	$UT_{bitiş}$: 00:13:33	
sw000013	$UT_{başl}$: 00:25:57	0.061 – 0.107
	$UT_{bitiş}$: 00:47:23	
sw000014	$UT_{başl}$: 00:49:19	0.111 – 0.159
	$UT_{bitiş}$: 01:10:46	
12.09.2007 SW Lac Gözlemleri		
sw000003	$UT_{başl}$: 20:57:07	0.727 – 0.774
	$UT_{bitiş}$: 21:18:33	
sw000004	$UT_{başl}$: 21:30:14	0.798 – 0.863
	$UT_{bitiş}$: 22:01:41	
sw000005	$UT_{başl}$: 23:20:43	0.036 – 0.084
	$UT_{bitiş}$: 23:42:09	
sw000006	$UT_{başl}$: 18:34:40	0.417 – 0.465
	$UT_{bitiş}$: 18:56:07	
	$UT_{bitiş}$: 21:20:04	

3. Tayfsal Analiz

Yıldızların kromosferik - fotosferik aktiviteye sahip olduğunu belirlemekte kullanılan dönem değişimi karakteristiği ve ışık eğrisi genliğinin değişiminin incelenmesi, fotometrik gözlemlere dayanmaktadır. Ancak bu iki belirteç kromosferik - fotosferik aktivitenin varlığı için yeterli değildir. Fotometrik gözlemlerle tayfsal gözlemlerin birleştirilmesi durumunda aktiviteye ilişkin çok daha net sonuçlara ulaşılabilir. Soğuk yıldızların üst atmosfer katmanlarında sıcaklığın farklı değerlere sahip olması tayfta dağınık çizgilerin oluşmasına neden olmaktadır. Gözlenen tayfta bu çizgilere ilişkin özellikler ortaya konduğunda, ait olduğu katmanlar ve onları oluşturan fiziksel süreçler yorumlanabilmektedir. Soğuk yıldızlarda model atmosferlerin öngördüğü değerlerden farklı olarak moröte, optik ve kırmızıöte bölgede zamanla değişim gösteren "artık ışınım" ların var olduğu bilinmektedir. Bu artık ışınımların yıldız türlerine göre farklı nedenleri bulunmaktadır. Soğuk yıldızlarda artık ışınımın varlığı, bu yıldızlarda kromosfer ve korona varlığına en önemli delil sayılmaktadır (Noyes ve diğ. (1966)). Bununla birlikte tayfta görülen bazı elementlere ilişkin salma yapıları yıldızın kromosferik aktivite gösterdiğine doğrudan delil sayılmaktadır (Montes ve diğ. (2000)). Soğuk yıldızların tayfında gözlenen Hα (λ6563) ve diğer Balmer çizgileri orta kromosferde oluşmakla beraber sadece aktif yıldızlarda salma çizgileri şeklinde görülmektedir. Ca II H & K rezonans çizgilerinin soğuk yıldızların tayfında salma yapısı şeklinde görülmesi ve dönme hızına bağlı olarak şiddetinin değişimi, bu çizgilerin o yıldızda genişlemiş bir kromosfer katmanının bulunmasına ve belli ölçüde manyetik alan üretilmiş olduğuna bağlanmaktadır (Wilson (1968)). Buna ek olarak Na I D_1 ve D_2 çizgileri ile Mg Ib triplet çizgileri de üst fotosfer ve alt kromosferde oluşan önemli fotosferik aktivite belirteci çizgiler olarak gösterilmektedir (Montes ve diğ. (2000)).

Yıldızların tayfında, yukarıda bahsedilen çizgilere ilişkin salma yapılarının varlığı, o yıldızın aktivite gösterdiğine doğrudan delil sayıldığı gibi, ilgili çizgilerin soğurma şiddetlerinin olması gerekenden daha düşük şiddette görülmesi de aktivitenin bir ölçüsü olarak gösterilmektedir (Montes ve diğ. (2000)). Bu bağlamda aktivitesi araştırılan bir yıldızın tayfındaki aktivite belirteci çizgiler,

aktif olmadığı bilinen benzer tayf türünden ve ışınım sınıfından bir yıldızın tayfındaki aktivite belirteci çizgilerle şiddet bakımından karşılaştırılarak aktivitenin varlığı ve / veya düzeyi belirlenebilmektedir. SW Lac'ın gözlenen tayfındaki ilgili aktivite belirteci çizgiler incelendiğinde herhangi bir salma yapısı olmadığı görüldü. Dolayısıyla bu çalışma kapsamında SW Lac'ın tayfındaki aktivite belirteci çizgilerin, aktif olmadığı bilinen yıldızların tayfındaki aktivite belirteci çizgilerle şiddet bakımından karşılaştırılması yapıldı. Tayfsal gözlemleri SW Lac'ın tayfsal gözlemleri ile aynı tarihlerde yapılan karşılaştırma yıldızları HD 188512 (G9.5 IV) ve HD 3651 (K0 V), Montes ve diğ. (2000) tarafından oluşturulan veritabanından alındı. Bu veritabanındaki yıldızların bir kısmı aktif olmadığı bilinen ve bu türden karşılaştırmalar için referans yıldız olarak kullanılabilecek yıldızlar iken, bir kısmı da aktif olduğu bilinen ve aktivite düzeyi yüksek olan yıldızlar için kullanılan referans yıldızlarıdır.

Karşılaştırılacak yıldızların farklı dönme hızlarına sahip olmaları, tayf çizgilerinin genişliklerini farklı şekilde etkileyecektir. Böyle bir durumda herhangi bir karşılaştırma yapmak söz konusu değildir. Dolayısıyla bu türden bir karşılaştırma yapılabilmesi için çizgi genişlemesini önemli derecede etkileyen dönme hızının etkisini ortadan kaldırmak gerekir. Bu etkiyi ortadan kaldırarak tayfların karşılaştırılmasına dayalı bir yöntem Barden (1984)'in bazı RS CVn ve W UMa türü çift yıldızların Hα çizgilerinin incelenmesine dayalı çalışmasında kullanıldı. Program, daha sonra Montes (1995) tarafından geliştirilerek IRAF programı yardımıyla çalışır bir hale getirildi ve bazı eklentiler yapıldı.

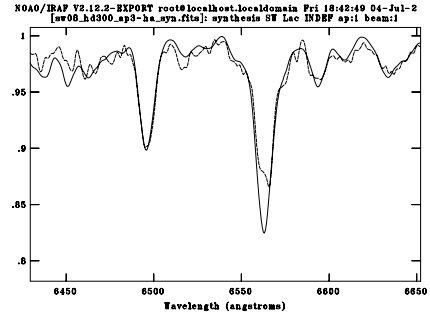
C programlama dili ile yazılmış ve LINUX platformunda komut satırında çalışan bu programa gerekli bilgiler bir metin dosyası yardımıyla okutulmaktadır. Bu metin dosyasına aktivitesi araştırılan yıldızın ve referans yıldız(lar)ının normalize tayfının bulunduğu fits uzantılı dosyaların adı, çıktıda programın üreteceği sentetik tayf ve fark tayfın adı, dönme hızı ve radyal hızı belirlemek için yapacağı iterasyon sayısı, yöntemi uygulayacağı dalgaboyu aralığı (piksel cinsinden), seçimlik olarak yöntemin uygulanması istenmeyen dalgaboyu aralığı (piksel cinsinden), sabit tutulabilen veya serbest bırakılabilen dönme hızı, radyal hız ve ağırlık parametreleri ile tayfın formatı ve mertebesi girilmektedir. Burada ağırlık parametresi, tayfta

her iki bileşenden gelen katkıyı modelleyebilmek için kullanılmaktadır. Bu durumda birden fazla referans yıldız kullanmak gerekmektedir. "Spectral Subtraction Technique" olarak adlandırılan bu yöntem aktif olmadığı bilinen bir yıldızın tayf çizgilerini, aktivitesi araştırılan yıldızın dönme hızını hesaba katarak genişletmekte ve yıldızların öz hareketinden kaynaklanan kaymayı da ortadan kaldırmaktadır. Dolayısıyla program yardımıyla referans yıldızının tayfı kullanılarak, aktivitesi araştırılan yıldızın dönme hızına eşit hızda dönen ve aynı öz harekete sahip olan bir sentetik yıldız tayfı elde edilmektedir. Üretilen bu sentetik tayf, manyetik aktif olmadığı bilinen bir yıldızın tayfından üretildiğinden dolayı aktivite belirteci çizgilerin soğurma şiddetleri "sakin" bir yıldızın tayfındaki ilgili çizgilerin soğurma şiddetleri ile aynı olacaktır. Bu sayede aktivitesi araştırılan yıldızın aktivite belirteci çizgileri, üretilen sentetik tayfın aktivite belirteci çizgileri ile karşılaştırılabilir duruma gelir. Program, sentetik tayf üretmesinin yanısıra aktivitesi araştırılan yıldızın tayfının sentetik tayftan olan farkını da vermektedir. Fark tayfında aktivite belirteci çizgilerde görülen bir salma yapısı, o çizgi şiddetinin manyetik aktif olmayan bir yıldızda görülmesi gereken çizgi şiddetinden daha az olduğunun, yani aktivite belirtecinin bir göstergesidir.

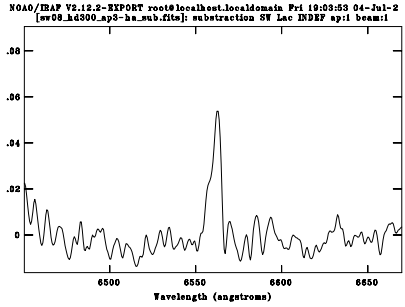
Bu çalışmada, SW Lac'ın farklı evre aralıklarında alınmış tayflarından Hα çizgisinin bulunduğu bölgeler STARMOD programı kullanılarak modellendi. Modelde referans yıldızı olarak SW Lac ile aynı tayf türü ve aynı ışınım sınıfına sahip olan HD 3651 yıldızı kullanıldı. Kuramsal çakıştırma yapılırken dikkat edilen en önemli nokta, yaklaşık 6495 Å'da görülen CaBaFe çizgilerinin meydana getirdiği blend çizginin, şiddet bakımından aktiviteden etkilenmiyor olması nedeniyle, model ile tam olarak uyum göstermesi idi. Bununla birlikte modelleme esnasında dikkat edilen bir diğer parametre dönme hızıdır. Dönme hızı parametresi evreden evreye farklılık göstermeyeceğinden yapılan modelde 195 km/sn'de sabit tutulmuştur. Dönme hızının yanısıra dikkat edilmesi gereken bir başka parametre de ağırlık parametresidir. Bu parametre programa girilen referans yıldızlara ait tayfların sentetik tayfa olan katkısını belirlemektedir. Özellikle örten çift yıldızların STARMOD programı ile modellenmesinde evreye bağlı olarak bileşenlerin tayfa katkı sağlayan yüzeylerinin değişmesi, ağırlık parametresini önemli hale

getirmektedir. Bu bağlamda farklı evre aralıklarında SW Lac'ın Hα çizgi profillerine yapılan kuramsal çakıştırma aşağıda verilmiştir:

- 0.567 – 0.580 evre aralığına ait tayfta Hα çizgisinin kırmızı tarafının mavi tarafa nazaran daha şiddetli olduğu görülmektedir. Bu da leke aktivitesinin bu evrede bize yaklaşan tarafta daha etkin olduğunu göstermektedir. Yapılan kuramsal çakıştırmada CaBaFe çizgisinin uyumu dikkate alındı. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 1 ve Şekil 2'de gösterildi. Burada radyal hızlar (V_{rad1}=121.15 km/sn, V_{rad2}=-65.70 km/sn) ve ağırlık parametreleri (w_1=0.462, w_2=0.538) serbest bırakılarak program tarafından belirlendi.

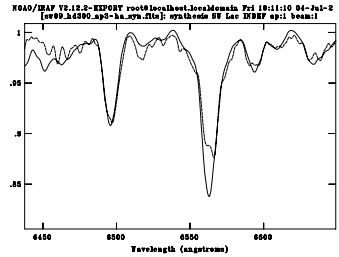


Şekil 1: *SW Lac'ın 0.567 – 0.58 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf.*

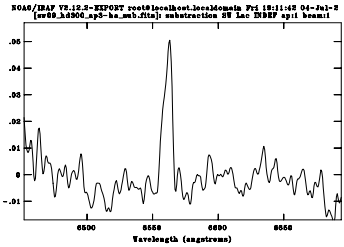


Şekil 2: *SW Lac'ın 0.567 – 0.58 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

- 0.585 – 0.609 evre aralığına ait tayfta bir önceki tayfa benzer bir yapı görülmektedir. Bu da leke aktivitesinin bu evrede de bize yaklaşan taraftaki etkinliğinin devam ettiğini göstermektedir. Yapılan modelde radyal hızlar (V_{rad1}=152.10 km/sn, V_{rad2}=-66.95 km/sn) ve ağırlık parametreleri (w_1=0.435, w_2=0.565) serbest bırakılarak program tarafından belirlendi. Bu evrede bir önceki evreye nazaran arkada kalan ikinci bileşenin gözlemciye daha da yaklaşarak tayfa daha büyük bir katkı yaptığı gözönünde bulunduruldu. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 3 ve Şekil 4'de gösterildi.

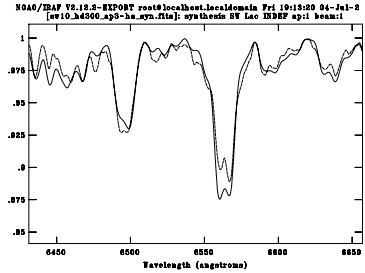


Şekil 3: *SW Lac'ın 0.585 – 0.609 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf*

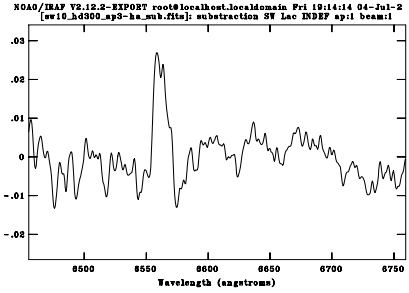


Şekil 4: *SW Lac'ın 0.585 – 0.609 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

- 0.619 – 0.667 evre aralığına ait tayfta her iki bileşenden gelen katkı açıkça görülebilmektedir. Burada bize yaklaşan, yani mavi taraftaki Hα katkısı kırmızı taraftaki katkıdan daha düşük şiddettedir. Yapılan modelde ağırlık parametresi, ışık eğrisi modeli ile elde edilen ışınım gücü parametresi gözönüde bulundurularak w_1=0.505 ve w_2=0.495 olarak alındı. Bunun nedeni bu evrede herhangi bir örtme örtülme gerçekleşmediğinden bileşenlerin kesirsel ışınım gücü değerlerinin doğrudan alınması gerektiğidir. Radyal hızlar V_{rad1}=202.60 km/sn, V_{rad2}=-120.30 km/sn) serbest bırakılarak program tarafından belirlendi. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 5 ve Şekil 6'da gösterildi.

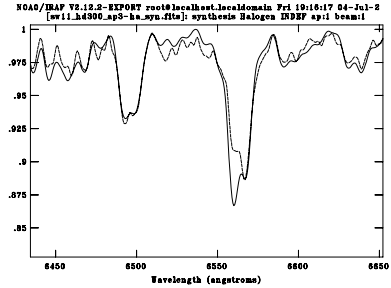


Şekil 5: *SW Lac'ın 0.619 – 0.667 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf*

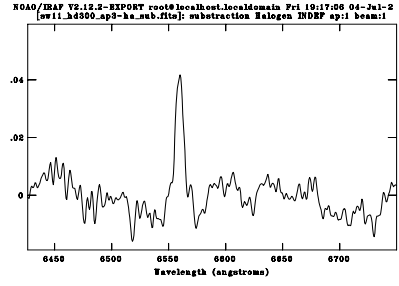


Şekil 6: *SW Lac'ın 0.619 – 0.667 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

- 0.771 – 0.819 evre aralığına ait tayfta kırmızı taraf mavi tarafa göre bir önceki tayfa nazaran daha da şiddetli görülmektedir. Yani bize yaklaşan ikinci bileşene ait Hα çizgi profili şiddet olarak azalmıştır. Bu da bize bu evre aralığında lekenin etkisinin daha da artmış olduğunu göstermektedir. Yapılan modelde her iki bileşenden gelen katkının görülebilmesi açısından radyal hızlar sabit tutulup V_{rad1}=-120.60 km/sn, V_{rad2}=215.00 km/sn olarak alındı. Benzer şekilde ağırlık parametreleri de w_1=0.560 ve w_2=0.440 değerlerinde sabit tutuldu. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 7 ve Şekil 8'de gösterildi.



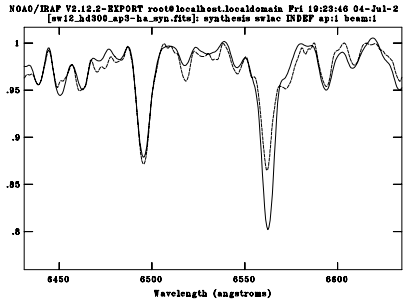
Şekil 7: *SW Lac'ın 0.771 – 0.819 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf*



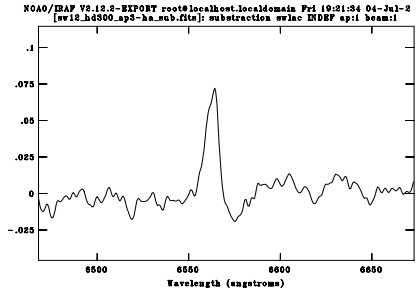
Şekil 8: *SW Lac'ın 0.771 – 0.819 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

- 0.988 – 0.033 evre aralığına ait tayf birinci minimuma denk gelmektedir. Bu evreye ilişkin Hα çizgi profili, diğer evrelerdekine nazaran dar bir yapıya sahip olması bakımından farklılık göstermektedir. Bu evre aralığında örtülen bileşen yaklaşık %10 luk bir katkıyla tayfta etkisini hissettirmektedir. Bunun nedeni, birinci minimumun tam tutulma şeklinde gerçekleşmemesinden kaynaklanmaktadır. Profilin, diğer evrelerdeki profillere nazaran daha dar bir yapı göstermesi dönme hızının değişmesi gibi algılanmamalıdır. Bu yapı, ilgili evre aralığında leke etkisinin oldukça büyük olmasına atfedilebilir. Buna göre yapılan modelde dönme hızı parametresi değiştirilmeden 195 km/sn'de sabit tutuldu. Radyal hız parametreleri de uygun bir şekilde V_{rad1}=-1.25 km/sn, V_{rad2}=1.25 km/sn olarak alındı. Ağırlık parametresi örtülen bileşenin oldukça düşük olan katkısı gözönünde bulundurularak w_1=0.9 ve w_2=0.1

değerlerinde sabit tutuldu. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 9 ve Şekil 10'da gösterildi.

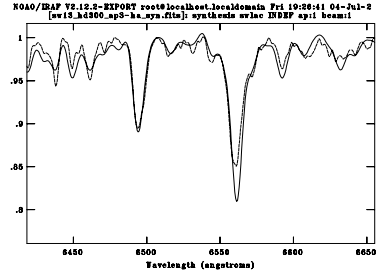


Şekil 9: *SW Lac'ın 0.988 – 0.033 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf*

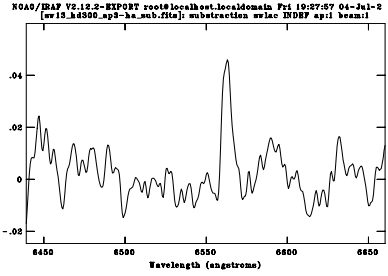


Şekil 10: *SW Lac'ın 0.988 – 0.033 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

- 0.061 – 0.107 evre aralığına ait tayfta ana bileşen örtülmeden çıkmış ve bize yaklaşıyor durumdadır. Tayftaki Hα çizgi profiline bakıldığında kırmızı tarafın yine mavi tarafa nazaran daha şiddetli olduğu görülmektedir. Yapılan modelde bizden uzaklaşan tarafta şiddetli bir artık ışınımın varlığı açıkça görülebilmektedir. Radyal hız parametreleri (V_{rad1}=-104.80 km/sn, V_{rad2}=19.05 km/sn) ve ağırlık parametreleri (w_1=0.532, w_2=0.468) serbest bırakılarak program tarafından belirlendi. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 11 ve Şekil 12'de gösterildi.

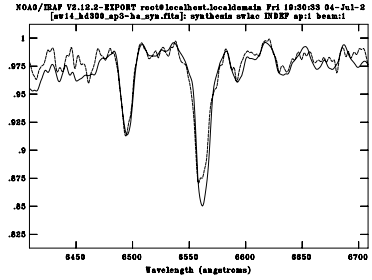


Şekil 11: *SW Lac'ın 0.061 – 0.107 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf*

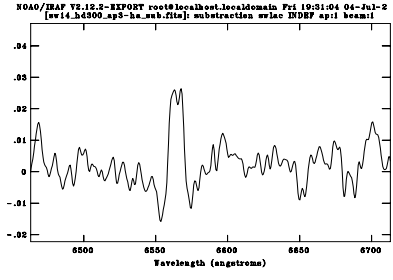


Şekil 12: *SW Lac'ın 0.061 – 0.107 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

- 0.111 – 0.159 evre aralığına ait tayfta Hα çizgi profiline bakıldığında mavi tarafın daha şiddetli olduğu görülmektedir. Bu da bize lekesiz bileşenin tayfa olan katkısının arttığını gösterir. Yapılan modelde Radyal hız parametreleri (V_{rad1}=-142.20 km/sn, V_{rad2}=118.85 km/sn) ve ağırlık parametreleri (w_1=0.522, w_2=0.478) serbest bırakılarak program tarafından belirlendi. Buna göre ilgili evre aralığı için yapılan model ve fark tayfı sırasıyla Şekil 13 ve Şekil 14'de gösterildi.



Şekil 13: *SW Lac'ın 0.111 – 0.159 evresindeki tayfı ile ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayf*



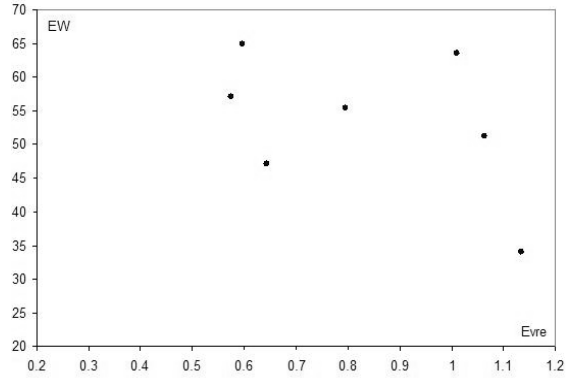
Şekil 14: *SW Lac'ın 0.111 – 0.159 evresindeki tayfının ilgili evre aralığı için üretilen sentetik tayftan olan farkı*

4. Sonuç

Bu çalışmada Yapılan tayfsal analizlerle sistemin farklı evre aralıklarında alınmış tayflarındaki Hα çizgisinin profil değişimi incelenerek modellenmeye çalışıldı. Bu modelde aynı tayf türünden ve ışınım sınıfından bir referans yıldızı kullanılarak üretilen sentetik tayfların SW Lac'ın tayflarıyla karşılaştırılması yapıldı. Buna göre tüm evre aralıklarına ilişkin alınan tayflarda bir artık ışınım gözlendi.

Bu artık ışınımların evreye göre eşdeğer genişlikleri çizildiğinde en büyük iki şiddet 0.585 – 0.609 ile 0.988 – 0.033 evre aralıklarında görüldü. Buna göre yüzey parlaklık dağılımındaki değişime neden olan leke benzeri yapıların bu evre aralıklarında baskın olduğu söylenebilir. Bu çalışma kapsamında diğer aktivite belirteci çizgiler için de benzer modeller yapılarak, ilgili çizgilerin de evreye karşılık eşdeğer genişlik değişimi incelenecek ve leke/lekelerin baskın olduğu bölgeler belirlenmeye çalışılacaktır. Dolayısıyla tayfsal

ve fotometrik analizlerin birleştirilmesi sonucu elde edilen leke modeli daha kuvvetli temellere dayanmış olacaktır. Bu sayede sistemin tutulmalar dışında gerçekleşen ışık değişimi doğası net bir şekilde ortaya çıkarılacaktır.



Şekil 15 *Hα çizgi profillerine ilişkin artık ışınımların eşdeğer genişliklerinin evreye göre Değişimi*

Kaynaklar

Albayrak, B., Djurasevic, G.., Erkapic, S., Tanrıverdi, T. (2004), 'Modeling the changing spot features of SW Lacertae: A three year study', *Astronomy & Astrophysics*, 420, 1039-1045

Barden, S. C. (1984), 'An Hα Survey of Short Period RS CVn and W UMa Binaries: General Characteristics', *Bulletin of the American Astronomical Society*, 16, 893

Bookmyer, B. B. (1965), 'A study of photoelectric observations of SW Lac', *Astronomical Journal*, 70, 415-433

Brownlee, R. R. (1957), 'Photoelectric Observations of SW Lacertae', *Astrophysical Journal*, 125, 372-390

Jeong, J. H., Kang, Y. W., Lee, W. B., Sung, E. C. (1994), 'Analysis of the IUE satellite and the ground-based observations of SW Lacertae', *Astrophysical Journal*, 421, 779-786

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*, 114, 23-72

Leung, K.-C., Zhai, D., Zhang, R. (1984), 'A study of photoelectric observations of SW Lacertae', *Astronomical Society of the Pacific*, 96, 634-640

Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., Cornide, M., Latorre, A., Sanz-Forcada, J. (2000), 'CaII H&K to CaII IRT echelle spectra', *yCat*, 41460103

Montes, D., Martin, E. L., Fernandez-Figueroa, M. J., Cornide, M., de Castro, E. (1997), 'Library of high and mid-resolution spectra in the CA II H & K, Hα, Hβ NA

i D1, D2, and He i D3 line regions of F, G, K and M field stars', *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 123, 473-485
Montes, D. (1995), 'Study of the Chromospheric Activity in Binary Systems', *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107, 503
Muthsam, H., Rakos, K. D. (1974), 'Differential UBV photometry of SW Lac', *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 13, 127-132
Niarchos, P. G.. (1987), 'New photoelectric light curves and elements of SW Lacertae', *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 67, 365-371
Noyes, R. W., Gingerich, O., Goldberg, L. (1966), 'On the Infrared Continuum of the Sun and Stars', *Astrophysical Journal*, 145, 344-347
Pena, J. H., Hobart, M. A., Rodriguez, E. (1993), 'Observations and period variation analysis of the W UMA type star SW Lac', *Rev. Mex. Astron. Astrofis*.,25, 63-69
Pribulla, T., Chochol, D., Parimucha, S. (1999), 'Period and Light-Curve Study of the Eclipsing Contact Binary SW Lac', *Contributions of the Astronomical Observatory*, 29, 111-126
Wilson, O. C. (1968), 'Flux Measurements at the Centers of Stellar h- and K-Lines', *Astrophysical Journal*, 153, 221-234

EVRENİN İLK ANLARINDAKİ KUARK GLUON MADDE

İhsan YILMAZ[1, 2] ve Can AKTAŞ[3]

Özet: Bu çalışmada, genel rölativite çerçevesinde kuark ve acayip kuark madde incelenmiştir. Bu amaçla kuark – gluon maddenin anizotropi parametresi sıfır alınarak kuark ve acayip kuark madde için statik olmayan küresel simetrik uzay zaman için Einstein alan denklemleri çözülmüştür. Böylece kuark ve acayip kuark maddenin uzay – zaman geometrisi elde edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: Kuark madde, acayip kuark madde, Einstein alan denklemleri, durum denklemi, anizotropi parametresi

1. Giriş

Evrenin oluşumu ile ilgili en tutarlı teori olan Büyük Patlama (Big Bang) teorisine göre, yaklaşık 14,5 milyar yıl önce, evrenimizdeki madde ve enerji çok küçük bir hacim kaplıyordu. Bu sırada, dört temel etkileşim (kütle çekimi, elektromagnetik kuvvet, zayıf ve güçlü etkileşim) büyük olasılıkta tek bir etkileşim olarak birleşmiş haldeydi (Aktaş, 2008).

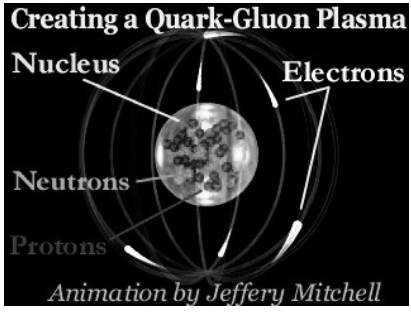
Planck zamanının (10^{-43} saniye, 10^{32} Kelvin, 10^{19} GeV) ardından kütle çekimi, öteki kuvvetlerden(elektromagnetik, zayıf ve güçlü çekirdek kuvveti) ayrıldı. 10^{-35} saniyede (10^{27} K, 10^{15} GeV) "Şişme Dönemi" olarak adlandırılan hızlı genişleme başladı. Şişme 10^{-32}

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, iyilmaz@comu.edu.tr
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Matematik Bölümü, canaktas@comu.edu.tr

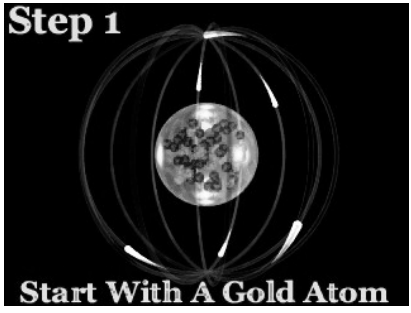
saniye sonunda durdu. Bu sırada, evren başlangıç hacminin 10^{50} katı hacme ulaştı. 10^{-32} saniye sonunda güçlü çekirdek kuvveti de diğer iki kuvvetten ayrıldı. Madde ve anti – madde bu sırada birbirini yok etti. Ancak, madde miktarı, anti – maddeye göre biraz daha fazla olduğundan, fazla madde evrende varlığını sürdürdü. 10^{-11} saniyede (10^{16} K, 10^{3} GeV) zayıf kuvvet ve elektromegnetik kuvvet birbirinden ayrıldı. 10^{-6} saniyede (10^{13} K, 1 GeV) kuark – hadron geçişi oldu. Sıcaklık azaldıkça kuarklarla anti – kuarkların birbirlerini yok etmesi süreci sona erdi ve arta kalan kuarklar üçlü gruplar oluşturarak proton ve nötronları oluşturdu.

1. saniyede (10^{10} Kelvin, 1 MeV) elektronlar ve nötrinolar oluştu. 3. dakikada, sıcaklık 10^{9} (1 milyar) Kelvin'e düştü. Bu sırada proton ve nötronlar, helyum ve döteryum gibi atomların çekirdeklerini oluşturdular. 300 000 yıl (3000 K) sonra eksi yüklü elektronlar, artı yüklü proton taşıyan çekirdeklere bağlanmaya başladılar. Sonunda hafif element diye adlandırılan hidrojen, helyum ve lityum atomları oluştu. Böylece evrenin yapısı büyük ölçüde tamamlanmış oldu. Daha sonra sıcaklık daha da azaldıkça sırasıyla diğer atomlar, yıldızlar ve gökadalar oluştu (Vilenkin, 2000; Akoğlu, 2007; Aktaş, 2008).

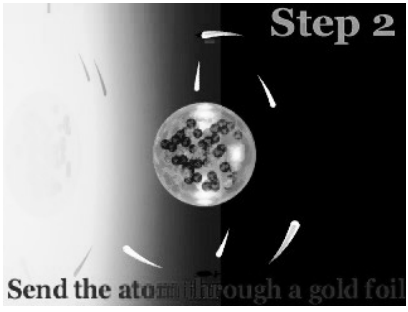
Şiddetli etkileşmeleri en iyi şekilde açıklayan Kuantum Renk Dinamiği (QCD) teorisine göre en kararlı atom çekirdeği ^{56}Fe 'dan daha kararlı maddenin yeni bir formu olan Kuark – Gluon maddenin var olabileceği öne sürülmektedir. Nisan 2005'te Amerika'daki Brookhaven Ulusal Laboratuarı bu maddeyi laboratuar ortamında oluşturduğunu ve bu maddenin ideal(perfect) formda olduğunu ilan etti(http://www.bnl.gov/physics) (Aktaş, 2008).



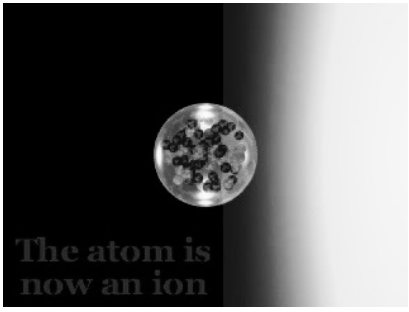
1. adım: Bir altın atomunun iç yapısı



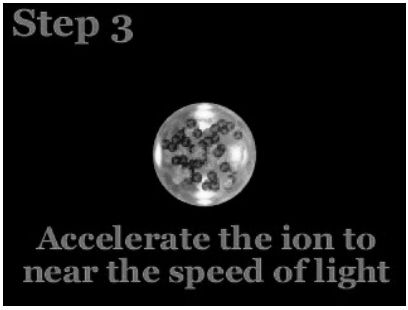
2. adım: Altın atomu



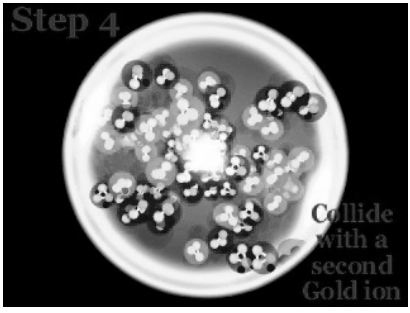
3. adım: Altın atomu elektronlarından ayrılıyor



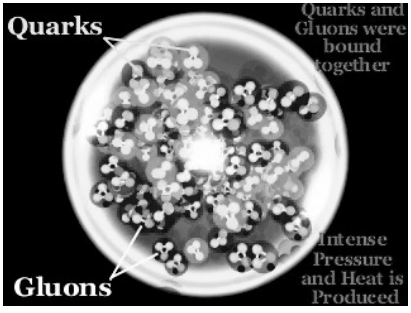
4. adım: Altın atomu artık iyon halde



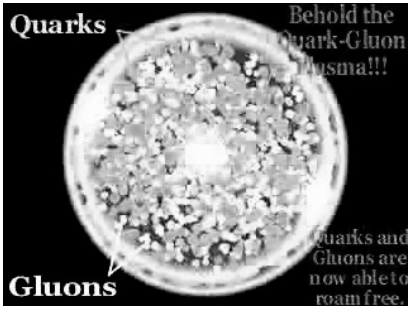
5. adım: Altın iyonları ışık hızına yakın hızlandırılıyor



6. adım: İki altın iyonu çarpışıyor



7. adım: Atomun içindeki kuarklar ve gluonlar serbest halde



8. adım: Kuark – gluon madde

Şekil 1. Kuark – gluon madde oluşum basamakları (Brookhaven, 2005; Aktaş, 2008)

Bu maddenin aşağıdaki üç durumda oluşabileceği önerilmektedir.

a) Standart kozmolojik modele göre evrenin başlangıç sıcaklığı ve yoğunluğu gittikçe düşmekte ve bu nedenle erken evrende birçok evre geçişinin olabileceği beklenmektedir. Bu tür geçişlerden biri de sıcaklığın $T \approx 200\,\mathrm{MeV}$ olduğu durumdaki kuark – hadron geçişidir. Bu esnada bu tür bir maddenin oluşabileceği öne sürülmektedir (Xu, 2003).

b) Bunun yanında, bu tür madde yoğun yıldızların özellikle de nötron yıldızlarının çekirdeklerinde oluşabilir. Bu tür yıldızlara acayip kuark yıldızlar(Strange Quark Stars) olarak da adlandırılmaktadır (Xu, 2003).

Aşağıda tabloda verilen yıldızların bu tür kuark yıldız adayları olabileceği düşünülmektedir.

Compact object	Peculiar feature
RX J1856.5-3754	Small radius
4U 1728-34	Small radius
SAX J1808.4-3658	Small radius
Her X-1	Small radius
1E 1207.4-5209	Peculiar timing
PSR 0943+10	Microstorms
3C58 (J0205+6449)	Low temperature
GRO J1744-28	X-ray burst features
SGR 0526-66, SGR 1900+14, SGR 1806-20	X-ray burst features

Tablo I. Kuark yıldızı olabileceği düşünülen yıldızlar (Weber, 2005)

c) Diğer bir olasılık ise, kuark maddenin kozmik ışınlarda ortaya çıkabileceğidir. Bilindiği gibi Dünya'ya, Ay'a ve diğer gök cisimlerine yüksek enerjili kozmik ışınlar sürekli çarpmaktadırlar. Dolayısıyla çok kısa süren kuark-gluon madde oluşumu evrende sürekli meydana gelmektedir (Ellis ve diğ., 2008).

Kuark – gluon madde üzerine son yıllarda birçok çalışma yapılmıştır. Bunları deneysel, yıldızlar ve evren ile ilgili olmak üzere üç grupta toplamak mümkündür (Aktaş, 2008).

Back ve diğ. (2005), Adams ve diğ. (2005) ve Adcox ve diğ. (2005) kuark – gluon maddenin ideal akışkan gibi davrandığını laboratuar ortamında bulmuşlardır. Shuryak (2004) RHIC'deki deneylerde meydana getirilen kuark – gluon maddenin özelliklerini ve neden ideal akışkan olması gerektiğini incelemiştir. Liao ve Shuryak (2008) kuark – gluon maddenin magnetik bileşenlerini deneysel olarak çalışmışlardır. Nayak (2008), BNL ve CERN'de yapılan ve yapılmakta olan kuark – gluon madde deneyleriyle ilgili genel bir değerlendirme yapmıştır (Aktaş, 2008).

Acayip kuark yıldızlar (Strange Quark Star) konusunda son yıllarda yapılan çalışmalardan bazıları aşağıdaki şekilde özetlenebilir. Gondek – Rosinska ve diğ. (2000) çanta modelini kullanarak rotasyon yapan acayip kuark yıldız modeli çalışmışlardır. Harko ve Cheng (2002) lineer durum denklemini kullanarak acayip kuark yıldızların kütlesi ve yarıçapı arasındaki ilişkiyi incelemişlerdir. Mak ve Harko (2002) anizotropik madde dağılımı için kuark yıldız modeli çalışmıştır. Yılmaz ve Baysal (2005), Gödel tipi metrik alarak elektromagnetik alanlı acayip kuark yıldız modelini incelemişlerdir. Weber (1999, 2003, 2005) kuark yıldızları ve nötron yıldızlarını arasındaki ilişkiyi incelemiştir. Xu (2003, 2005, 2006) kuark madde ve acayip kuark yıldızların özelliklerini araştırmıştır. Jaikumar (2007) acayip kuark yıldızlarının ve nötron yıldızlarının özelliklerini incelemiştir. Sharma ve Maharaj (2007), anizotropik madde dağılımını ve lineer durum denklemini kullanarak acayip yıldız modeli çalışmışlardır. Daha sonra Komathiraj ve Maharaj (2007), Mak ve Harko'nun 2002'de yaptığı çözümlerin genelleştirmesini yapmışlardır. Gondek – Rosinska ve Limousin (2008) çeşitli durum denklemlerini kullanarak acayip kurak yıldızların kütlelerini ve yarıçaplarını nümerik olarak hesaplamıştır. Limousin ve diğ. (2008) acayip kuark yıldız çiftlerini incelemişlerdir (Aktaş, 2008).

Belczynski ve diğ. (2002), nötron yıldızları, kuark yıldızlar ve kara delikler arasındaki ilişkiyi çalışmıştır. Madsen (2008) astrofiziksel kompakt objelerin (kuark yıldızları, nötron yıldızları ve kara delikler) yarıçapları ve yükleri arasındaki bağıntıyı incelmiştir. Bunların yanında Thakur (2007) kara deliklerin kuark yıldızı olarak sonlanabileceğini ileri sürmektedir.

Son zamanlarda özellikle CERN'de yapılmakta olan deneyler kara deliklerin oluşması üzerine birçok tartışma başlatmıştır. Bu deneylerde kara delik oluşup oluşmayacağından kısaca bahsedelim. Parçacık hızlandırıcılarında kara delik oluşması aşağıdaki sebeplerden dolayı mümkün görülmemektedir.

1. Bilindiği gibi evrende gözlenen kara delikler çok büyük kütlelidirler. Diğer taraftan hızlandırıcılardaki çarpışmalarda ortaya çıkacak kütle ise iki sivrisineğin çarpışmasına benzer bir kütle açığa çıkaracaktır ki bu da astrofiziksel açıdan bilinen kara delikleri oluşturacak mertebede değildir (Ellis ve diğ., 2008).
2. Genel rölativite teorisine göre temel parçacıklar arasındaki gravitasyonel etkileşmenin çok küçük olmasından dolayı laboratuar ortamında kara delik oluşması mümkün değildir (Ellis ve diğ., 2008).
3. Bilindiği gibi parçacık hızlandırırlarındaki çarpışmalarda kütle merkezli enerji ($\cong 200\,MeV$), Dünya'ya ve diğer gök cisimlerine milyarlarca yıldan beri çarpan kozmik ışınlarınkinden ($\cong 10^{14}\,TeV$) çok daha azdır. Bununla birlikte kozmik ışın çarpışmalarındaki parçacıkların hızları çok büyük iken, parçacık hızlandırıcılarındaki hızlar çok daha düşüktür. Eğer parçacık çarpışmalarıyla kara delik oluşacak olsaydı, şimdiye kadar kozmik ışın çarpışmalarından dolayı bir sürü kara delik oluşup Dünyamızı veya Ay'ı yutması gerekirdi (Ellis ve diğ., 2008).
4. Eğer proton içindeki kuark ve gluonların çarpıştırılmasıyla küçük kara delikler oluşsaydı, bu tür kara delikler Hawking ışımasından dolayı çok kısa sürede kendilerini oluşturan aynı tür parçacıklara bozulacaklardır. Çünkü kuantum mekaniğinin bir sonucu olarak parçacık anti-parçacık çifti her hangi bir kara deliği çevreleyen olay ufkuna yakın oluşmalıdır. Oluşan parçacıklar kara deliğin içinde kaybolurken bu parçacıklara karşılık gelen anti-parçacıklar ışınım olarak kaçmalıdırlar ki buna da Hawking ışıması denir (Ellis ve diğ., 2008).
5. Bilindiği gibi kozmik ışın veya parçacık hızlandırıcılarındaki kuark-gluon plazma veya oluşması muhtemel acayip(strange) kuark madde oluşması çok kısa(nano saniye mertebesinde) sürmektedir.

Bu nedenle kara delik oluşturacak miktarda madde birikmesi mümkün değildir (Ellis ve diğ., 2008).

6. Fakat yüksek boyut teorilerine göre; çok küçük uzaklıklarda(yüksek boyuttaki diğer boyutların 0,1 mm ile 0,7 mm arasında değiştiği düşünülmektedir) parçacık çiftleri arasındaki gravitasyonel etkileşim çok güçlü olabilir. Bu nedenle kararlı ve negatif yüklü acayip(strange) kuark maddenin oluşabileceği ve bu maddenin etrafındaki maddeleri toplayarak daha da büyüyüp kara delik oluşturabileceği öne sürülmektedir. Fakat acayip kuark madde nano saniye mertebesinde oluşup bozulduğundan böyle bir şey de mümkün değildir (Ellis ve diğ., 2008).
7. Matematiksel açıdan bakacak olursak,
   Bilindiği gibi kara deliğin uzay-zaman geometrisi

$$ds^2 = dt^2(1-\frac{2GM}{r}) - \frac{dr^2}{(1-\frac{2GM}{r})} - r^2 d^2\Omega$$

   şeklindedir. Burada G Newton sabitidir. Yukarıdan da görüleceği gibi $\frac{2GM}{r} = 1$ olursa madde kara delik oluşturur ve olay ufku ortaya çıkar. Yani

$$r = R_S = 2GM = \frac{M}{M_p^2} \approx 10^{-33} cm \left(\frac{M}{M_p} \right)$$

   olması demektir. Hâlbuki CERN'de parçacık hızlandırıcılarında oluşturulacak enerji yaklaşık olarak $10^{-17} cm$ ($1\ TeV^{-1}$ bu değer aynı zamanda elektro zayıf etkileşimin ortaya çıkma ölçüsüne yakındır) civarındadır. Yukarıdan da görüleceği gibi $M / M_p > 10^{16}$ olduğunda kara delik oluşur. $M_p \approx 10^{19}\, GeV$ olduğundan kara delik oluşması için $M > 10^{35}\ GeV$ olmalıdır. Bu da 1 TeV enerjili 10^{32} nükleona karşılık gelir. Bu kadar büyük sayıda nükleonu oluşturacak bir parçacık hızlandırıcısının olması mümkün değildir (Blaizot ve diğ., 2008).

   Benzer bir irdelemeyi yüksek boyutlu uzay – zamanlar için yapacak olursak, $M > 10^3 \times 10^{7(1+d)}\ GeV$ olarak elde edilir. Örneğin

d=2 yani 6-boyutlu uzay-zaman için $M > 10^{24}\ GeV$ olmalıdır(bu da yaklaşık 10^{21} nükleona karşılık gelmektedir.). Görüldüğü gibi yüksek boyuttaki kütle sınırı da mevcut parçacık hızlandırıcılarınınkinden çok daha fazladır. Bu nedenle yüksek boyutta oluşacağı önerilen kara deliklerin dahi bugün ki parçacık hızlandırıcılarında oluşması mümkün değildir. Bu değer 4-boyuttaki değere göre küçük olsa bile yinede parçacık hızlandırıcılarında elde edilebilecek bir değer değildir (Blaizot ve diğ., 2008).

Kuark ve acayip kuark madde büyük ölçekte ise aşağıdaki araştırmacılar tarafından çalışılmıştır. Mak ve Harko (2002) lineer durum denklemini kullanarak statik küresel simetrik metrik için anizotropik kuark madde dağılımı incelemişlerdir. Daha sonra Mak ve Harko (2004), elektrik alandaki acayip kuark yıldızları statik küresel simetrik uzay – zamanda çalışmıştır. Yavuz ve diğ. (2005), statik küresel simetrik uzay – zamanda konformal dönüşümleri kullanarak sicim bulutuna iliştirilmiş acayip kuark madde için çözümler elde etmişlerdir. Yılmaz (2006), string bulutuna ve domain wall'lara iliştirilmiş kuark ve acayip kuark maddeyi 5 – boyutlu Kaluza – Klein kozmolojik modelinde incelemiştir. Yılmaz ve Yavuz (2006) n – boyutlu statik küresel simetrik uzay – zamanda kuark madde çözümleri yapmışlardır. Pradhan ve diğ. (2007) n – boyutlu statik küresel simetrik uzay – zamanda konformal dönüşümleri kullanarak sicim bulutuna iliştirilmiş acayip kuark madde için çözümler elde etmişlerdir (Aktaş, 2008).

Bilindiği gibi deneylerde kuark – gluon maddenin anizotropi parametresi sıfıra çok yakın bir değer bulunmuştu. Buradan hareketle de kuark maddenin hemen hemen ideal akışkan gibi davrandığı bulunmuştu. Bu çalışmanın amacı, evrenin anizotropi parametresini sıfır alarak kuark ve acayip kuark maddenin evrendeki davranışını incelemektir. Bu bağlamda genel rölativite çerçevesinde evrenin anizotropi parametresi sıfır alınarak kuark ve acayip kuark madde için statik olmayan küresel simetrik uzay – zamanda Einstein alan denklemleri elde edilmiş ve çözümleri bulunmuştur (Aktaş, 2008).

2. Einstein Alan Denklemleri

Gravitasyonel etkileşmeleri ve dolayısıyla büyük ölçekte evrenin yapısını açıklayan genel rölativite teorisinin temel denklemleri olan Einstein alan denklemleri;

$$G_{ik} : R_{ik} - \frac{1}{2} g_{ik} R = -T_{ik} \qquad (1)$$

şeklindedir. Burada; g_{ik} uzay – zamanın metrik potansiyelleri, T_{ik} enerji – momentum tensörü, R Ricci skaleri, G_{ik} Einstein alan tensörü, R_{ik} Ricci tensörüdür (Aktaş, 2008).

Alan denklemlerinin bir yanı uzayın geometrisini içerirken diğer tarafı ise madde ve madde dağılımını içermektedir (Aktaş, 2008).

Uzay – zamanın geometrisi için küresel simetrik metrik seçilmesinin iki nedeni vardır. İlki; yıldızların geometrisinin ideal durumlarda küresel simetriğe yakın olması; ikincisi de bugünkü evreni en iyi şekilde açıklayan FRW evreninin küresel simetrik olmasıdır (Aktaş, 2008).

Statik olmayan küresel simetrik metrik,

$$ds^2 = -e^{2\nu(r,t)} dt^2 + e^{2\lambda(r,t)} dr^2 + R^2(r,t) d\Omega^2 \qquad (2)$$

şeklindedir. Burada $d\Omega^2 = d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2$ ve ν, λ ve R; r ve t'ye bağlı fonksiyonlardır (Joshi, 2000).

Brookhaven Ulusal Laboratuarı (http://www.bnl.gov/), yaptığı deneyler sonucunda kuark maddenin ideal akışkan formda olması gerektiğini açıklamıştır. Bu nedenle kuark maddenin enerji – momentum tensörü aşağıdaki şekildedir.

$$T_{ik}^{Kuark} = (\rho + p)u_i u_k + p g_{ik} \qquad (3)$$

Burada, $u^i = \delta_4^i \frac{1}{\sqrt{-g_{44}}}$ (+ 2 signaturde) 4 – lü hız vektörü, $\rho = \rho_q + B$ toplam yoğunluk, $p = p_q - B$ toplam basınç ve B çanta sabitidir.

(1) denklemindeki Einstein alan denklemlerinin sol tarafındaki geometri için (2) denklemindeki statik olmayan küresel simetrik metriği ve Einstein alan denklemlerinin sağ tarafındaki madde yerine de (3) denklemindeki enerji – momentum tensörü alınarak Einstein alan denklemleri aşağıdaki şekilde elde edilmiştir.

$$\frac{1}{R^2} - e^{-2\lambda}\left(\frac{R'^2}{R^2} + 2\nu'\frac{R'}{R}\right) + e^{-2\nu}\left(2\frac{\ddot{R}}{R} + \frac{\dot{R}^2}{R^2} - 2\dot{\nu}\frac{\dot{R}}{R}\right) = -p \qquad (4)$$

$$e^{-2\lambda}\left(-\nu'' - \nu'^2 + \lambda'\nu' - \frac{R''}{R} + (\lambda' - \nu')\frac{R'}{R}\right) + e^{-2\nu}\left(\ddot{\lambda} + \dot{\lambda}^2 - \dot{\lambda}\dot{\nu} + \frac{\ddot{R}}{R} + (\dot{\lambda} - \dot{\nu})\frac{\dot{R}}{R}\right) = -p$$

(5)

$$\frac{1}{R^2} + e^{-2\lambda}\left(2\lambda'\frac{R'}{R} - 2\frac{R''}{R} - \frac{R'^2}{R^2}\right) + e^{-2\nu}\left(\frac{\dot{R}^2}{R^2} + 2\dot{\lambda}\frac{\dot{R}}{R}\right) = \rho \qquad (6)$$

ve

$$\dot{R}' - \dot{\lambda}R' - \nu'\dot{R} = 0 \qquad (7)$$

burada (.) ve (`) sırasıyla, *t*'ye ve *r*'ye göre kısmi türevleri göstermektedir.

Fiziksel değişkenler, yani genişleme skaleri ve shear sırasıyla, (2) denklemindeki statik olmayan küresel simetrik metrik için aşağıdaki şekilde elde edilmiştir.

$$\Theta(r,t) = e^{-\nu}\left(\dot{\lambda} + 2\frac{\dot{R}}{R}\right) \tag{8}$$

ve

$$\sigma^2 = \frac{e^{-2\nu}}{3}\left(\frac{\dot{R}}{R} - \dot{\lambda}\right)^2 \tag{9}$$

(8) ve (9) denklemlerinden evrenin anizotropi parametresi aşağıdaki şekildedir.

$$\frac{\sigma}{\theta} = \frac{1}{\sqrt{3}}\frac{\dot{\lambda}R - \dot{R}}{\dot{\lambda}R + 2\dot{R}} \tag{10}$$

Brookhaven Ulusal Laboratuarının deneysel sonuçlarına göre kuark – gluon maddenin anizotropi parametresi sıfıra çok yakın bir değerdir(Back ve diğ., 2005; Adams ve diğ., 2005; Adcox ve diğ., 2005). Buradan hareketle, evrenin anizotropi parametresi olan σ/θ 'yı sıfıra eşitleyebiliriz. (15) denklemi sıfıra eşitlenerek,

$$\frac{\dot{R}}{R} = \dot{\lambda} \tag{11}$$

veya

$$R = q_2(r)e^{\lambda} \tag{12}$$

elde edilir. Burada $q_2(r)$, *r*'ye bağlı keyfi bir fonksiyondur. Genelliği bozmaksızın $q_2(r) = r$ alabiliriz. Bu durumda

$$R = re^{\lambda} \tag{13}$$

olur. (13) denkleminden elde ettiğimiz R fonksiyonunu, (7) alan denkleminde yerine yazılıp çözülürse

$$\nu(r,t) = \ln\left(a(t)\dot{\lambda}\right) \tag{14}$$

elde edilir. Burada $a(t) = a$, keyfi fonksiyondur.

(13) ve (14) denklemleri, (4) – (7) alan denklemlerinde kullanılırsa,

$$\frac{3}{a^2} - 2\frac{\dot{a}}{a^3\dot{\lambda}} - \left(2\frac{\dot{\lambda}'}{r\dot{\lambda}} + 2\frac{\lambda'}{r} + 2\frac{\dot{\lambda}'\lambda'}{\dot{\lambda}} + \lambda'^2\right)e^{-2\lambda} = -p \tag{15}$$

$$\frac{3}{a^2} - 2\frac{\dot{a}}{a^3\dot{\lambda}} - \left(\frac{\dot{\lambda}'}{r\dot{\lambda}} + \frac{\lambda'}{r} + \frac{\dot{\lambda}''}{\dot{\lambda}} + \lambda''\right)e^{-2\lambda} = -p \tag{16}$$

$$\frac{3}{a^2} - \left(4\frac{\lambda'}{r} + 2\lambda'' + \lambda'^2\right)e^{-2\lambda} = \rho \tag{17}$$

bulunur. (15) ve (16) denklemleri taraf tarafa çıkarılırsa aşağıdaki denklem elde edilir.

$$-\frac{\lambda'}{r} - \lambda'^2 - \frac{\dot{\lambda}'}{r\dot{\lambda}} - 2\frac{\dot{\lambda}'\lambda'}{\dot{\lambda}} + \lambda'' + \frac{\dot{\lambda}''}{\dot{\lambda}} = 0 \tag{18}$$

Bu denklemi çözmek için $\lambda(r,t)$ fonksiyonunu aşağıdaki şekilde değişkenlerine ayrılabilir olarak seçersek,

$$e^{\lambda(r,t)} = f(t)g(r)$$

dir. Burada $f(t) = C_1 t^n$ ve $g(r) = \frac{1}{C_2} r^{-m}$ dir. Ayrıca m ve n sabitlerdir. Yani,

$$\lambda(r,t) = \ln\left(C_1 t^n\right) - \ln\left(C_2 r^m\right) \tag{19}$$

olur. Yukarıdaki $\lambda(r,t)$ fonksiyonunu (18) denkleminde yerine yazarsak

$$\frac{m(m-2)C_2^2 r^{2m-2} t^{-2n}}{C_1^2} = 0 \tag{20}$$

elde edilir. (20) denkleminin sağlanması için $m = 0$ veya $m = 2$ değerlerini almalıdır. Bununla birlikte n sabiti üzerinde herhangi bir kısıtlama yoktur.

Buradan metrik potansiyellerini ($\nu(r,t)$, $\lambda(r,t)$ ve $R(r,t)$) tam olarak belirleyebiliriz. Yani, maddenin uzay – zaman geometrisi Einstein Genel Rölativite teorisine göre belirlenebilir.

(15), (16), (17) ve (19) denklemlerinden aşağıdaki çözümleri elde ederiz.

$$p = -\frac{3}{a^2} + \frac{2t\dot{a}}{na^3}, \tag{21}$$

$$\rho = \frac{3}{a^2}, \tag{22}$$

ve genişleme skaleri

$$\Theta = \frac{3}{a} \tag{23}$$

Bu denklemlerdeki $a(t)$ fonksiyonunu, durum denklemlerini kullanarak belirleyebiliriz.

(a) Barotropik Durum Denklemi ($p = w\rho$)

İdeal akışkan için durum denklemi,

$$p = w\rho \tag{24}$$

şeklindedir. Burada $0 \le w \le 1$ bir sabittir. Kuark madde ideal akışkan gibi davrandığından (24) denklemindeki durum denklemini

kullanabiliriz. (24) durum denklemini ve (21), (22) denklemlerini kullanarak

$$\frac{2t\dot{a}}{na^3} - \frac{3}{a^2} - \frac{3w}{a^2} = 0 \tag{25}$$

elde edilir. Bu denklemin çözümü

$$a(t) = C_3 t^{\frac{3n(w+1)}{2}} \tag{26}$$

dir. Bu durumda kuark maddenin basıncı ve yoğunluğu aşağıdaki şekildedir.

$$p = \frac{3w}{C_3^2 t^{3n(w+1)}} \tag{27}$$

ve

$$\rho = \frac{3}{C_3^2 t^{3n(w+1)}} \tag{28}$$

Acayip kuark maddeler, kuark maddenin çanta – modeline bağlı olarak durum denklemiyle modellenirler (Drake ve diğ., 2002; Haensel ve diğ., 1986). Bu model, α_c güçlü etkileşim için etkileşim sabiti, B çanta sabiti ve m_S acayip kuarkın kütlesi olmak üzere üç parametre ile karakterize edilir. Yıldız özelliklerinin B sabitine bağımlılığı α_c ve m_S'lere bağımlılığından daha fazladır. Çanta modelin en basit versiyonunda kuarklar birbirleriyle etkileşmesiz kabul edilir. Bu modelde kuarklar, hacimle orantılı enerji terimiyle açıklanır. Kuark maddenin bu modelinde, kuarklar yukarı, aşağı kuark, ağır acayip kuarklar ve elektronlardan oluşur (Gondek ve diğ., 2003). Bu modelde toplam yoğunluk

$$\rho = \rho_q + B \tag{29}$$

ve toplam basınç ise

$$p = p_q - B \tag{30}$$

ile verilmektedir. Bu ikisi arasında ise $p_q = \rho_q / 3$ (p_q kuark basıncı ve ρ_q kuark enerji yoğunluğu) şeklinde bir bağıntı mevcuttur. $p_q = \rho_q / 3$, (30) ve (31) denklemlerinden

$$p = \frac{\rho - 4B}{3} \tag{31}$$

acayip kuark maddenin çanta modeli için durum denklemi elde edilir. Burada *B* çanta sabitidir (Alcock ve diğ., 1986; Xu, 2003).

Son zamanlarda Dey ve diğ. (1998) tarafından acayip kuark madde için yeni bir durum denklemi daha elde edilmiştir. Bu durum denklemi daha sonra Gondek ve diğ. (2000) tarafından yaklaşık olarak lineer formda ifade edilmiştir. Bu durum denklemi aşağıdaki şekildedir.

$$p = \varepsilon\left(\rho - \rho_0\right) \tag{32}$$

Burada ρ_0, sıfır basınçtaki enerji yoğunluğu ve ε bir sabittir (Sharma ve diğ, 2006).

Acayip kuark madde için (31) ve (32) durum denklemlerini kullanarak (21) ve (22) denklemlerindeki $a(t)$ keyfi fonksiyonunu belirleyebiliriz.

(b) Acayip Kuark Madde Durum Denklemi ($p = \frac{\rho - 4B}{3}$ **)**

(31), (21) ve (22) denklemlerinden

$$\frac{2t\dot{a}}{a^3 n} - \frac{4}{a^2} + \frac{4B}{3} = 0 \tag{33}$$

elde edilir. Bu denklemin çözümünden

$$a(t) = \pm \frac{3}{\sqrt{3B + 9C_4 t^{-4n}}} \tag{34}$$

bulunur. (34) denklemindeki $a(t)$ fonksiyonu (21) ve (22) denklemlerinde yerine yazılırsa,

$$p = -B + \frac{C_4}{t^{4n}} \tag{35}$$

$$\rho = B + \frac{3C_4}{t^{4n}} \tag{36}$$

elde edilir.

(c) Lineer Durum Denklemi ($p = \varepsilon(\rho - \rho_0)$)

(32), (21) ve (22) denklemlerinden

$$\frac{2t\dot{a}}{a^3 n} - \frac{3(\varepsilon + 1)}{a^2} + \varepsilon\rho_0 = 0 \tag{37}$$

elde edilir. Bu denklemin çözümünden

$$a(t) = \pm \frac{\sqrt{3(\varepsilon + 1)}}{\sqrt{3(\varepsilon + 1)C_5 t^{-3n-3n\varepsilon} + \varepsilon\rho_0}} \tag{38}$$

bulunur. (38) denklemindeki $a(t)$ fonksiyonu (21) ve (22) denklemlerinde yerine yazılırsa,

$$p = \varepsilon \frac{3(\varepsilon + 1)C_5 t^{-3n-3n\varepsilon} - \rho_0}{\varepsilon + 1}, \tag{39}$$

$$\rho = \frac{3(\varepsilon + 1)C_5 t^{-3n-3n\varepsilon} + \varepsilon\rho_0}{\varepsilon + 1}, \tag{40}$$

dir.

3. Sonuçlar

Genel Rölativite teorisi, Einstein alan denklemleri sayesinde madde ve geometri arasındaki doğal ilişkiyi anlamamıza yardımcı olur. Elde ettiğimiz sonuçlar Brookhaven Ulusal Laboratuarında elde edilen sonuçlarla uyum içindedir (kuark – gluon maddenin ideal akışkan olması ve anizotropi parametresinin sıfıra yakın bir sabit olması). Ayrıca, elde ettiğimiz çözümler *r* koordinatına bağlı değildir. Basınç ve yoğunluğun *r*'den bağımsız olması madde dağılımının homogen olduğunu göstermektedir. Kuark madde evrenin ilk birkaç saniyesinde oluştuğu için, evrenin bu esnada homogen olduğu sonucuna varabiliriz. Bu beklenen sonuç, çözümlerimizin tutarlı ve fiziksel olarak anlamlı olduğunu göstermektedir (Aktaş, 2008).

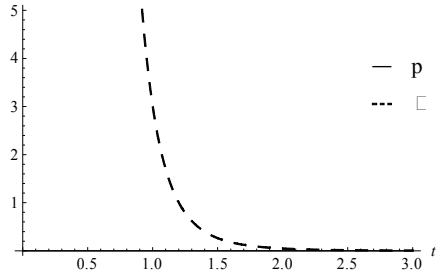
Brookhaven Ulusal Laboratuarı'nda kuark – gluon maddenin hemen hemen ideal akışkan gibi davrandığının bulunmasından dolayı, Genel rölativite teorisindeki madde ve geometrinin özdeşliğini kullanarak kuark ve acayip kuark maddenin uzay – zaman geometrisini belirleyebiliriz (Aktaş, 2008).

Anizotropi parametresinin sıfır alınması durumunda kuark maddenin uzay – zaman geometrisi

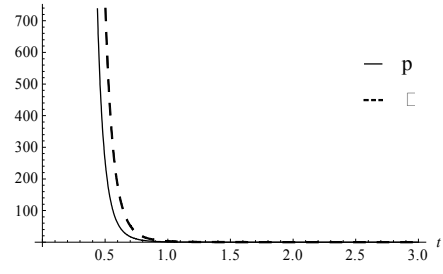
$$ds^2 = -C_3^2 n^2 t^{3n+3nw-2} dt^2 + \frac{C_1^2 t^{2n}}{C_2^2 r^{2m}} \left(dr^2 + \frac{d\Omega^2}{r^2} \right) \tag{41}$$

şeklindedir. Burada $m = 0$ veya $m = 2$'dir.

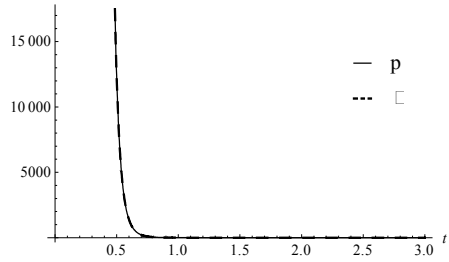
Ayrıca şekil 2, şekil 3 ve şekil 4'de w'nın farklı değerleri için kuark maddenin basınç ve yoğunluk grafikleri çizdirilmiştir.



Şekil 2. $w=0$ için (27) ve (28) denklemlerinin grafiği (Aktaş, 2008)



Şekil 3. $w=1/3$ için (27) ve (28) denklemlerinin grafiği (Aktaş, 2008)



Şekil 4. $w=1$ için (27) ve (28) denklemlerinin grafiği (Aktaş, 2008)

Anizotropi parametresinin sıfır alınması durumunda acayip kuark maddenin uzay – zaman geometrisi

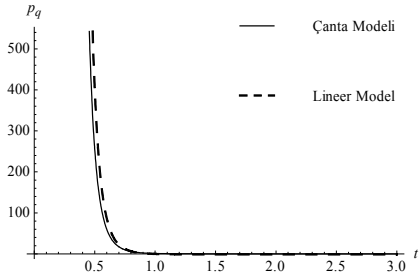
$$ds^2 = -\frac{3n^2}{(B+3C_4t^{-4n})t^2}dt^2 + \frac{C_1^2t^{2n}}{C_2^2r^{2m}}\left(dr^2+\frac{d\Omega^2}{r^2}\right) \qquad (42)$$

dir. Burada $m=0$ veya $m=2$ dir.

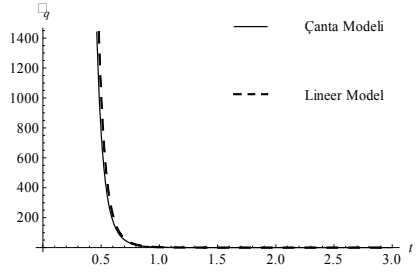
Lineer durum denklemi kullanılarak bulunan acayip kuark madde için uzay – zaman geometrisi ise aşağıdaki şekildedir.

$$ds^2 = -\frac{3(\varepsilon+1)n^2}{[3(\varepsilon+1)C_5t^{-3n-3n\varepsilon}+\varepsilon\rho_0]\,t^2}dt^2 + \frac{C_1^2t^{2n}}{C_2^2r^{2m}}\left(dr^2+\frac{d\Omega^2}{r^2}\right) \qquad (43)$$

Burada $m=0$ veya $m=2$ dir.



Şekil 5. (35) ve (39) denklemlerinin grafiği



Şekil 6. (36) ve (40) denklemlerinin grafiği

Anizotropi parametresinin sıfır olması durumunda kuark ve acayip kuark madde çözümlerinde elde ettiğimiz her üç durumda da, maddenin uzay – zaman geometrisindeki fark sadece dt^2 teriminin önündeki metrik potansiyellerindedir (bkz. (41), (42) ve (43) denklemleri) (Aktaş, 2008).

Bizim elde ettiğimiz çözümler analitik (exact) çözümler olduğu için, çözümlerimiz kullanılarak acayip kuark yıldızlar için nümerik sonuçlar elde edilebilir. Şekil 5 ve şekil 6'da çanta modeli ve lineer durum denklemi durumunda elde edilen basınç ve yoğunluğun grafikleri verilmiştir. Grafiklerde de görüleceği gibi her iki durum denklemi için basınç ve yoğunluk hemen hemen aynıdır. Evrenin ilk başlangıcında(t'nin çok küçük değerleri için) basınç ve yoğunluğun çok büyük olduğu, daha sonra da azaldığı görülmektedir. Buradan da evrenin ilk başlangıcındaki kuark maddenin daha sonraki zamanlarda proton ve nötron gibi temel parçacıkları oluşturduğu sonucunu çıkarabiliriz. Bu durum evrenin oluşumu ile ilgili en tutarlı teori olan Büyük Patlama (Big Bang) teorisiyle uyuşmaktadır (Aktaş, 2008).

Bu bildirinin sayfa 6-15 arası SCI kapsamındaki *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 7(6), 757 – 763 adlı dergide İ. Yılmaz ve C. Aktaş tarafından 2007 yılında, "Space – Time Geometry of Quark and Strange Quark Matter" adlı makale olarak yayınlanmıştır. Ayrıca bu bildirinin bazı kısımları "Kuark Gluon Maddenin Uzay-Zaman Geometrisi" başlıklı doktora tezinde de mevcuttur.

KAYNAKLAR

Adams J., Aggarwal M.M., Ahammed Z., Amonett J., Anderson B.D., Arkhipkin D., Averichev G.S., Badyal S.K., Bai Y., Balewski J., Barannikova O., 2005. Experimental and theoretical challenges in the search for the quark gluon plasma: The STAR Collaboration's critical assessment of the evidence from RHIC collisions. *Nucl Phys. A*, 757(1 – 2): 102 – 183

Adcox K., Adler S.S., Afanasiev S., Aidala C., Ajitanand N.N., Akiba Y., Al-Jamel A., Alexander J., Amirikas R., Aoki K., Aphecetche L., Arai Y., Armendariz R., 2005. Formation of dense partonic matter in relativistic nucleusnucleus collisions at RHIC: Experimental evaluation by the PHENIX Collaboration. *Nucl Phys. A*, 757(1 – 2): 184 – 253

Akoğlu A., (2007), http://www.biltek.tubitak.gov.tr/bilgipaket/evren/

Aktaş C., 2008. Kuark Gluon Maddenin Uzay – Zaman Geometrisi (Doktora Tezi), Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Türkiye.

Alcock C., Farhi E. ve Olinto A., 1986. Strange stars. *Astrophysical Journal*, 310(1): 261 – 272

Alcock C. ve Olinto A., 1988. Exotic phases of hadronic matter and their astrophysical application. *Annual Review of Nuclear and Particle Sciences*, 38(38): 161 – 184

Back B.B., Baker M.D., Ballintijn M., Barton D.S., Becker B., Betts R.R., Bickley A.A., Bindel R., Budzanowski A., Busza W., Carroll A., Chai Z., Decowski M.P., Garcia E., 2005. The PHOBOS perspective on discoveries at RHIC. *Nucl Phys. A*, 757(1 – 2): 28 – 101

Belczynski K., Bulik T. ve Kluźniak W., 2002, Population Synthesis of Neutron Stars, Strange (Quark) Stars, and Black Holes, *The Astrophysical Journal*, 757(1), L63–L66.

Blaizot J.P., Iliopoulos J., Madsen J., Ross G.G., Sonderegger P. ve Specht H.J., 2003, Study of potentially dangerous events during heavy-ion collisions at the LHC: report of the LHC safety study group, http://doc.cern.ch/yellowrep/2003/2003-001/p1.pdf.

Bodmer A.R., 1971. Collapsed nuclei, *Phys. Rev. D4*, 1601 – 1606

Brookhaven National Labrotory, RHIC Scientists Serve Up "Perfect" Liquid, 2005. http://www.bnl.gov/bnlweb/pubaf/pr/PR_display.asp?prID=05-38

Dey M., Bombaci I., Dey J., Ray S. ve Samanta B. C., 1998. Strange stars with realistic quark vector interaction and phenomenological density-dependent scalar potential. *Phys. Lett. B*, 438(1): 123 – 128

Drake J. J., Marshall H. L., Dreizler S., Freeman P. E., Fruscione A., Juda M., Kashyap V., Nicastro F., Pease D. O., Wargelin B. J. ve Werner K., 2002. Is RX J1856.5-3754 a Quark Star? *The Astrophysical Journal*, 572(2): 996 – 1001

Ellis J., Giudice G., Mangano M. L., Tkachev I., ve Wiedemann U., 2008, Review of the Safety of LHC Collisions, 2008arXiv0806.3414E.

Gondek – Rosińska D., Bulik T., Zdunik L., Gourgoulhon E., Ray S., Dey J. ve Dey M., 2000. Rapidly rotating compact strange stars. *Astronomy and Astrophysics*, 363: 1005 – 1012

Gondek – Rosińska D., Haensel P., Zdunik J. L. ve Gourgoulhon E., 2000. Rapidly rotating strange stars. *Pulsar Astronomy - 2000 and Beyond, ASP Conference Series, Vol. 202*, Proceedings of the 177th Colloquium of the IAU held in Bonn, Germany, 30 August - 3 September 1999. (San Francisco: ASP). Edited by M. Kramer, N. Wex, and N. Wielebinski, p. 661

Gondek – Rosińska D., Gourgoulhon E. ve Haensel P., 2003. Are rotating strange quark stars good sources of gravitational waves? *Astronomy and Astrophysics*, 412: 777 – 790, astro-ph/0311128.

Gondek – Rosińska D. ve Limousin F., 2008. The final phase of inspiral of strange quark star binaries. arXiv:0801.4829

Haensel P., Zdunik J. L. ve Schaeffer R., 1986. Strange quark stars. *Astronomy and Astrophysics*, 160(1): 121 – 128

Harko, T. ve Cheng, K. S., 2002. Maximum mass and radius of strange stars in the linear approximation of the EOS. *Astronomy and Astrophysics*, 385: 947 – 950

Jaikumar P., 2007. Quark stars: features and findings. *The European Physical Journal C*, 49(1): 199 – 203

Joshi Pankaj S., 2000. Gravitational collapse: The story so far. *Pramana*, 55(4): 529 – 544

Komathiraj, K. ve Maharaj, S. D., 2007. Analytical Models for Quark Stars. *International Journal of Modern Physics D*, 16(11): 1803 – 1811

Liao J. ve Shuryak E., 2008. Magnetic Component of Quark-Gluon Plasma is also a Liquid!. arXiv:0804.0255

Limousin F., Gondek-Rosińska D. ve Gourgoulhon E., 2008. Last orbits of binary strange quark stars. *Physical Review D*, 71(6): 064012

Madsen J., 1999. Physics and Astrophysics of Strange Quark Matter. *Lecture Notes in Physics* ,516: 162.

Madsen J., 2008. Universal Charge-Radius Relation for Subatomic and Astrophysical Compact Objects. *Physical Review Letters*,100(15).

Mak M. ve Harko, T., 2002. An Exact Anisotropic Quark Star Model. *Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics*, 2: 248 – 259

Mak, M. K. ve Harko, T., 2003. Anisotropic stars in general relativity. *Royal Society of London Proceedings Series A*, 459(2030): 393 – 408

Mak M.K. ve Harko T., 2004. Quark Stars Admitting a One-Parameter Group of Conformal Motions. *International Journal of Modern Physics D*, 13(01): 149 – 156

Nayak T. K., 2008. Quark-Gluon Plasma: Present and Future. arXiv:0804.1368

Pradhan A., Khadekar G. S., Mishra M. K., Kumbhare S., 2007. Higher Dimensional Strange Quark Matter Coupled to the String Cloud with Electromagnetic Field Admitting One Parameter Group of Conformal Motion, *Chinese Physics Letters*, 24(10): 3013 – 3016.

Sharma R., Karmakar S. ve Mukherjee S., 2006. Maximum Mass of a Class of Cold Compact Stars. *International Journal of Modern Physics D*, 15(3): 405 – 418

Sharma, R. ve Maharaj, S. D, 2007. A class of relativistic stars with a linear equation of state. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 375(4): 1265 – 1268

Shuryak E. 2004. Why does the quark-gluon plasma at RHIC behave as a nearly ideal fluid? *Progress in Particle and Nuclear Physics*, 53(1): 273 – 303

Thakur, R. K., 2007. Do Black Holes End up as Quark Stars ? arXiv:astro-ph/0702671.

Vilenkin A., Shellard E. P. S., 2000. *Cosmic Strings and Other Topological Defects*, Cambridge University Pres

Weber F., 1999. Quark matter in neutron stars. *J. Phys. G*, 25(9): R195 – R229

Weber F., 2003. Quark matter in compact stars. *Nuclear Physics A*, 721: C1032 – C1035

Weber F. , 2005. Strange quark matter and compact stars, *Progress in Particle and Nuclear Physics*, 54(1): 193 – 288

Xu R. X., 2003. Strange Quark Stars - A Review, High Energy Processes and Phenomena in Astrophysics. *Proceedings of the 214th*

Symposium of the International Astronomical Union held at Suzhou, China, 6-10 August, 2002

Xu R. X. 2005. Astrophysical Quark Matter. *Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics*, 5(Supplement): 353 – 358

Xu, R. X., 2006. Pulsars and Quark Stars. *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 6(S2), Proceedings of the 2005 Lake Hanas International Pulsar Symposium. Editors: N. Wang, R. N. Manchester, B. J. Rickett and A. Esamdin, 279 – 286

Yavuz İ., Yılmaz İ. ve Baysal H., 2005. Strange Quark Matter Attached to the String Cloud in the Spherical Symmetric Space-Time Admitting Conformal Motion. *International Journal of Modern Physics D*, 14(08): 1365 – 1372

Yılmaz İ. ve Baysal H., 2005. Rigidly Rotating Strange Quark Stars. *International Journal of Modern Physics D*, 14(03-04): 697 – 705

Yılmaz İ. ve Yavuz A. A., 2006.Higher-Dimensional Cosmological Models with Strange Quark Matter. *International Journal of Modern Physics D*, 15(04): 477 – 483

Yılmaz İ., 2006. String cloud and domain walls with quark matter in 5-D Kaluza Klein cosmological model. *General Relativity and Gravitation*, 38(09): 1397 – 1406

Yılmaz İ. ve Aktaş C., 2007. Space – Time Geometry of Quark and Strange Quark Matter. *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 7(6): 757 – 763

ANİZTOPROPİK KARANLIK ENERJİNİN VARLIĞINDA BAZI EVREN MODELLERİ

Can B. Kılınç[1], Özgür Akarsu[2]

[1,2]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova/İzmir,
e-posta: [1]can.kilinc@ege.edu.tr [2]ozgur.akarsu@mail.ege.edu.tr

Özet

Standart Büyük Patlama kozmolojisinin temel problemlerine çözüm getiren enflasyonist evren modellerinin karakteristik özelliği evrenin, erken evrende, hızlanarak ve ışık hızından büyük hızlarla genişlediği bir dönemden geçmesidir. Bu genişlemenin nedeni uzay genişledikçe enerji yoğunluğu değişmeyen ya da çok yavaş değişen karanlık enerjidir. Çoğu enflasyon modelinin en önemli öngörülerinden birisi erken evrendeki kuantum dalgalanmalarından Gaussian, adyabatik ve neredeyse ölçekten-bağımsız bir kozmik mikrodalga ardalanının (CMB) oluşmasıdır. Ancak, karanlık enerji, karanlık madde ve sıradan madde içeren standart enflasyonist evren modelinde CMB anizotropisi için kuramsal olarak öngörülen güç tayfında kuadrupol momentinin (l=2) değeri gözlemlerle elde edilen değerden daha büyük çıkmaktadır. Bu uyumsuzluk, son saçılma döneminde uzayın elipsoid bir geometriye sahip olması durumunda ortadan kaldırılabilmektedir. Ancak böylesi bir geometri enflasyonun evreni izotroplaştırıcı özelliği ile çelişkili görünmektedir. Enflasyon kuramının evreni izotroplaştırmasının ardındaki neden karanlık enerjinin basıncının izotrop olduğunun varsayılmasıdır. Oysa ki, karanlık enerjinin basıncını, enerji mometum tensörünün korunumunu ihlal etmeden anizotrop seçmek ve izotropluğu yalnızca özel bir durum olarak ele almak mümkündür. Anizotropik karanlık enerjinin basıncının düzlemsel simetrik olarak seçilmesi durumunda enflasyon döneminde uzayı elipsoid bir geometriye evrimleştirmek mümkün olmaktadır. Enerji momentum tensörünün korunumu, çok özel durumlar dışında, karanlık enerjinin anizotropisinin dinamik olması gerektiğini göstermekte ve karanlık enerjinin

anizotropisi için farklı dinamiklerin seçilmesine izin vermektedir.
***Anahtar Kelimler**: anizotropik karanlık enerji, Enflasyon, Bianchi metrikleri*

Abstract

An accelerating and superluminous expansion phase at the very early time of the universe is the characteristic of inflationary universe models, those resolve the basic problems of standart Big Bang cosmology. The reason of such an expansion is attributed to dark energy that it's energy density do not change or change very slowly with the expansion. One of the most important estimate of the many inflationary models is creation of Gaussian, adiabatic and almost scale free cosmic microwave background from the quantum fluctuations of the early universe. However, best fit curves gained from standart ΛCDM inflationary models have a higher value then the observed value of $l = 2$. This discrepancy can be avoid if the space have a ellipsoidal geometry at the last scattering era. But, such a geometry is in conflict with the isotropization feature of the inflation. Isotropization feature of the inflation is caused from the assumption on EoS of dark energy is isotropic. In fact it is possible to choose the pressure of dark energy anisotropic without violating the energy momentum tensor and account an isotropic case as a special case. In case of choosing the anisotropy of the dark energy as axialy symmetric, it is possible to evolve space to ellipsoidal geometry. Conservation of energy momentum tensor shows that, except very special cases, the anisotropy of the dark energy must be dynamical and allows us to choose different dynamics for the anisotropy of dark energy.
***Keywords**: Anisotropic dark energy, inflation, Bianchi metrics*

1. Giriş

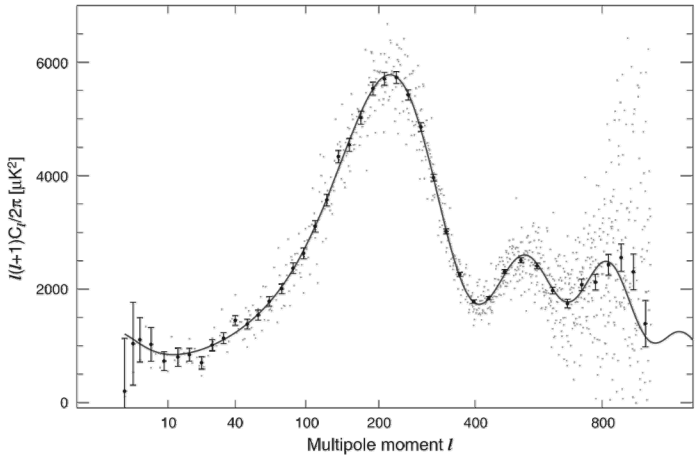
Sıcak Büyük Patlama (SBP) kozmolojisi evrenin fiziğini anlatan en basit ve başarılı fizik kuramıdır. Arkasındaki üç önemli kanıt kozmik genişleme, büyük patlama çekirdek sentezlemesi ve kozmik mikrodalga ardalan (CMB) ışınımıdır; ve üzerine kurulduğu üç kuram kozmolojik ilke (uzayın homojen ve izotrop olduğu varsayımı), genel görelilik ve kuantum fiziğidir (Caldwell, 2008). SBP kozmolojisinde evrenin erken döneminde ışınım, ilerleyen

dönemlerinde ise madde baskındır. Her iki durum için de Einstein Alan Denklemlerinin çözümü ölçek çarpanının zamana göre ikinci türevi için eksi değerler vermektedir; diğer bir deyişle SBP kozmolojisinde uzayın genişleme hızı zamanla azalmaktadır. Ancak yavaşlayan bir genişlemenin varlığında SBP kozmolojisinin temel problemleri olarak bilinen düzlük, homojenlik ve izotropluk, ufuk ve büyük ölçekli yapıların kökeni gibi problemleri aşırı varsayımlar yapmadan çözmek olanaklı olmamaktadır. Örneğin, uzayın düzlüğünü açıklamak için başlangıçta uzayın 10^{-16} mertebesinde bir duyarlıkla düz olduğunu varsaymak gibi aşırı varsayıma gitmek gerekmektedir. Oysa ki, erken evrende hızlananmanın olduğu ve ışık hızından daha büyük hızlara ulaşıldığı bir genişleme döneminin var olduğu varsayılırsa bu problemler tek bir hamlede çözülebilmektedir (bkz. Tsujikawa, 2003).

Sözünü ettiğimiz bu hızlanma dönemi "enflasyon dönemi" olarak bilinmektedir. Bugün "eski enflasyon" olarak bilinen, ilk enflasyon düşüncesi 1981'de birbirlerinden bağımsız olarak Guth ve Sato tarafından ortaya atılmıştır. Bu modelin karşılaştığı bazı sorunları çözmek üzere Linde ve Albrecht ile Steinhardt 1982'de "yeni enflasyon" diye bilinen yeni bir düşünce ortaya attılar. Ancak bu model de bazı sorunlarla karşılaştığından Linde 1983'te "kaotik enflasyon" düşüncesini ortaya attı. Buna göre bizim homojen ve izotropik evrenimiz enflasyonun yeteri kadar sürdüğü bir bölgede oluşabildi. Eski ve yeni enflasyon modelleri evrenin en başta ısısal denge halinde olduğunu varsayarken, kaotik enflasyonla birlikte böyle bir varsayıma gerek kalmamıştır (Tsujikawa, 2003). Ne var ki, bugün enflasyon kuramında hala bazı düzeltmelere gerek duyulmaktadır, CMB ışınımıdaki kuadrupol problemi de buna işaret ediyor olabilir.

Enflasyon paradigması düzlük ve ufuk problemini kolaylıkla çözmesinin yanı sıra yoğunluk dalgalanmaları üreterek büyük ölçekli yapıların tohumunu atar. Enflasyona neden olan alandaki kuantum dalgalanmaları ivmeli genişleme döneminde Hubble yarıçapının terk ederek donar ve klasik dalga olurlar. Bu dalgalar, enflasyon sona erdikten sonra yeniden Hubble yarıçapına girerek büyük ölçekli yapıların oluşması için gerekli olan dalgalanmaları üretirler. Bu ilkel dalgalanmalar, enflasyon modellerinin çoğunda Gaussian, adyabatik ve hemen hemen ölçekten bağımsızdır. Bu özelliklerden küçük bir sapma kozmolojik modellerdeki varsayımları güçlü bir şekilde

sınırlandırabilir (Peiris ve diğ., 2003; Liddle ve Lyth, 2000). CMB anizotropisi doğrusal bir karakter gösterdiğinden yukarıda sözünü ettiğimiz temel özelliklerini korur ve bu nedenle CMB anizotropisi enflasyon modellerini sınamak için biçilmiş kaftandır (Peiris diğ., 2003). Ne var ki, 1992'de açıklanan ilk COBE/DMR sonuçlarından beri bilinmektedir ki, CMB güç tayfında gözlemlenen kuadrupol momentinin (l=2, CMB anizotropisinin gözlemlenebilen en büyük ölçeğine karşılık gelmektedir) büyüklüğü, tüm gözlemsel CMB güç tayfını en iyi betimleyen Λ-baskın soğuk karanlık madde (ΛCDM) modelinin verdiği değerden daha küçük bir değerdedir (Smoot ve diğ., 1992; Bennett ve diğ., 1996). CMB *kuadrupol problemi* olarak bilinen bu anomali Wilkinson Morley Anisotropy Probe (WMAP) uydusunun bir yıllık (2003, WMAP) (Hinshaw ve diğ., 2003) ve üç yıllık (2005, WMAP3) (Hinshaw ve diğ., 2007) yüksek çözünürlüklü verileriyle de doğrulanmıştır. Bu yıl açıklanan beş yıllık (2008, WMAP5) (Nolta ve diğ., 2008; Hinshaw ve diğ., 2008) verilerinde de kuadrupolün değerinde bir düzelme olmamıştır (Şekil 1). Bu durum açıklama bekleyen bir sorun olarak önümüzde durmaktadır. Bu anomalinin nedeni olarak başlıca dört açıklama öne sürülmüştür (Eriksen ve diğ., 2003; Copi ve diğ., 2006): i) Sistematik hatalar; yani gözlemlerde kullanılan teknik ile ilgili bir durum. ii) Basitçe istatiksel bir rastlantıdır. iii) Astrofiziksel etkilerin bir sonucudur; yani CMB ışınımı yolculuğu sırasında böylesi bir sonuç doğuracak biçimde astrofiziksel süreçlerden etkilenmiştir. iv) Kozmolojik kaynaklıdır; uzayın geometrisi RW metriği ile betimlenebilecek bir geometriden daha karmaşık bir geometriye, yani Bianchi metriği ile betimlenebilecek bir geometriye sahiptir. Doğru açıklamanın hangisi olduğu henüz bilinmiyor olsa da, ilk üç aday olası gözükmemektedir (Eriksen ve diğ., 2003). Eğer bu anomali gerçekten kozmolojik kaynaklı ise, CMB güç tayfında en büyük ölçekler (yani en küçük multipoller) yaklaşık olarak karanlık enerjinin baskın olduğu çağlardaki ufkun ölçeğini temsil ettiğinden dolayı kuadrupolün beklenenden küçük bir değere sahip olmasını karanlık enerjinin yapısı ile ilişkilendirmek doğal gözükmektedir.



Şekil 1 *WMAP5 verilerinden elde edilen CMB ışınımı güç tayfı. Sürekli çizgi noktaları en iyi temsil eden ΛCDM modelidir. l = 2 momentinin gözlemsel değeri modelin öngördüğü değerin altında kalmaktadır (Dunkley ve diğ., 2008).*

Bianchi metriklerinin anizotropisinin modele bağlı olarak kendine özgü CMB anizotropisi ürettiği bilinmektedir (Ellis, 2006). Campanelli ve arkadaşları (2006, 2007), ayrışma çağında evrenin büyük ölçekli uzaysal geometrisinin herhangi bir mekanizma ile 10^{-2} mertebesinde bir basıklığa sahip düzlemsel simetrik olmasına izin verilimesi durumunda, daha yüksek multipollerin değerini etkilemeden kuadrupol moment değerinin gözlemlenen değerine çekilebileceğini göstermiştir. Uzaysal olarak ellipsoid bir evren Bianchi metrikleri ile temsil edilebilir. Ancak, Bianchi tip I, V ve VII evren modelleri sıradan madde ile birlikte bile evrenin geç zamanları için izotroplaşmaktadır, yani bu metriklerdeki olası bir anizotropi enflasyon döneminde kaçınılmaz olarak izotroplaşacaktır (Ellis, 2006). Dolayısıyla modellerde Bianchi metriği kullanılsa da enflasyon, Bianchi metriğini RW metriğine evrimleştirecektir; yani istenen elipsoid geometriye ulaşılamayacaktır. Aslında Bianchi metriklerinin enflasyon döneminde izotroplaşmasının ardında karanlık enerjinin izotrop olduğu varsayımı vardır. Bu varsayım gevşetilerek enflasyonun izotrop olmayan geometriler oluşturmasına olanak sağlanabilir.

2. Anizotropik Karanlık Enerji

Karanlık enerjinin izotrop olduğu yani basıncının yönden bağımsız olarak her yönde aynı değere sahip olduğu varsayımı gevşetilirse, Bianchi metriklerinin izotroplaşmasına herhangi bir basıklıkta ellipsoid bir geometri oluşturacak biçimde ince ayar yapılabilir. Dolayısıyla da, Bianchi metriğinin anizotropisi CMB anizotropisini belirlediğinden CMB anizotropisine de ince ayar yapılmış olur.

Karanlık enerjinin böyle bir özelliğinin olabileceği varsayımının bedeli, karanlık enerjinin Phantom ayrım çizgisini (PDL) geçmesinden (hal denklemi parametresi *w*'nin değerinin -1'in altına inmesi) dolayı (özellikle yöne bağlı olarak) null enerji koşulunun (NEC) ihlal edilmesidir (Rodrigues, 2008). 1980'lerden beri bilinmektedir ki, böylesi enerji bileşenleri olanaklıdır ve Caldwell (2002) 1990'ların sonunda bunların olası karanlık enerji adayları olarak rol oynayabilecekleri düşüncesini gündeme getirmiştir. Bu duruma izin veren gözlemsel kısıtlamalar bulunmakla birlikte, kuramsal olarak, genel göreliliğin uzantısı olan kuramlar PDL'nin geçilmesiyle tutarlıdır (Nesseris ve Perivolaropoulos, 2007). Gözlemsel olarak, SNIa, CMB ve büyük ölçekli yapı gözlemlerinden (LSS) elde edilen güncel kozmolojik veriler $w \ll -1$ durumunu dışarıda bırakmakla birlikte PDL'yi geçen ve dinamik olarak evrimleşen bir *w* değerini desteklemektedir (Astier ve diğ., 2006; Riess ve diğ., 2004; Komatsu ve diğ., 2008; MacTavish ve diğ., 2006; Eisenstein ve diğ., 2005; Carroll, 2003 ve Nesseris ve Perivolaropoulos, 2007).

Rodrigues (2008) ve Koivisto & Mota (2008a, 2008b) anizotropik hal denklemi (EoS) kullanarak bazı evren modellerini incelediler. Rodrigues, karanlık enerjiyi enflasyon dönemini uzayın anizotropi izlerini silmeyecek şekilde ayarlamayı öneriyor. Diğer yandan, Koivisto & Mota ise CMB anizotropi problemini çözmek için CMB'nin başlarda izotropik olarak oluşmuş olsa da, yön bağımlı ivmelenmeden dolayı evrenin ilerleyen zamanlarında *l*=2'deki anomaliyi üretecek biçimde evrimleşmiş olabileceğini öneriyor. Anizotropik hal denkleminin kuadrupol problemini açıklayabileceğini ve bunun SNIa verileriyle sınanabileceğini öne sürüyorlar.

Son olarak, Mota ve arkadaşları (2007); karanlık enerjinin mükemmel akışkan olarak ele alınması karanlık enerjinin gözlemsel sonuçlarının tümünü açıklamakta fenomolojik olarak yeterli olsa bile, karanlık enerjinin mükemmel akışkan olmayabileceği seçeneğinin dışlanamayacağını söylemektedir. Günümüz evreninin hızlanarak genişlediğine ilişkin çok güçlü kanıtlar olsa da, hızlanmanın nedeni olduğu düşünülen karanlık enerjinin doğası henüz tam olarak anlaşılmış değildir (Carroll ve diğ., 2003). Dolayısıyla, anizotropik karanlık enerjinin kozmolojik sonuçlarının incelenmesinde yarar vardır. Bu incelemeler, en azından, karanlık enerjinin doğasını daha iyi anlamamıza yardımcı olabilir ve karanlık enerjinin anizotropluğu dışlanacaksa bile neden dışlanması gerektiğini anlamamızı sağlayabilir. Bu tartışma bileşenlerinden biri anizotropik karanlık enerji olan iki bileşenli, özellikle ΛCDM, kozmolojik modellerin incelenmesini özendirmektedir.

Einstein alan denklemlerinin artı ivmelenme vermesini sağlayan ilk düşünce Einstein'ın kozmolojik sabiti Λ'dır. Bugün evrenin ortalama enerji yoğunluğunun yaklaşık %70'ini oluşturduğu yönünde güçlü kanıtları olan karanlık enerjini adaylarının karakteristik özelliği tüm uzaya homojen bir biçimde dağılmış ve hacim değiştikçe enerji yoğunluklarının hiç değişmemesi (Λ'da olduğu gibi) ya da çok yavaş değişmesidir (Copeland ve diğ., 2006). Λ için enerjinin kaynağı boşluğun enerjisi olarak düşünülebilir; bu yaklaşımda EoS parametresi $w = p/\rho = -1$ olarak alınır. Λ dışındaki karanlık enerji adayları EoS parametresinin $-1 < w < 1$ aralığında olduğu quintessence ve $w < -1$ olan phantomdur. Karanlık enerji $w < -1/3$ durumunda artı ivmelenmeye neden olmaktadır. Ancak, hal denklemindeki basınç p vektörel bir büyüklük iken enerji yoğunluğu ρ skaler bir büyüklüktür. Bu durumda hal denklemini her bir uzaysal eksen için ayrı ayrı yazarak en genel biçimde betimlemek olanaklıdır:

$$p_x^{(\mathrm{de})} = w_x^{(\mathrm{de})}\rho^{(\mathrm{de})} = \left(w^{(\mathrm{de})} + \delta\right)\rho^{(\mathrm{de})}$$

$$p_y^{(\mathrm{de})} = w_y^{(\mathrm{de})}\rho^{(\mathrm{de})} = \left(w^{(\mathrm{de})} + \gamma\right)\rho^{(\mathrm{de})}$$

$$p_z^{(\mathrm{de})} = w_z^{(\mathrm{de})}\rho^{(\mathrm{de})} = \left(w^{(\mathrm{de})} + \eta\right)\rho^{(\mathrm{de})}$$

Burada $p_x^{(de)}$, $p_y^{(de)}$ ve $p_z^{(de)}$ ve δ, γ ve η sırasıyla x, y ve z yönlerindeki basınçlar ve çarpıklık parametreleri, $\rho^{(de)}$ karanlık

enerjinin enerji yoğunluğudur. Bu durumda karanlık enerjinin EoS parametresini her bir eksen için enerji momentum tensörünün korunumuna uygun olarak ayrı ayrı seçmek olanaklıdır. Buna göre karanlık enerjinin izotrop olduğu durum özel bir durumdur. Karanlık enerjinin daha en baştan yapılan izotropluğu varsayımı kozmolojik modellerdeki daha genel çözümlerin önünü en baştan kapatmaktadır. Anizotropluk dikkate alındığı takdirde daha genel kozmolojik çözümler elde etme olanağı doğar. Küresel simetrik RW metriği böylesi bir hal denklemi yazılmasına izin vermez, yalnızca serbestlik derecesi bir olan bir hal denklemine izin verir. O halde kozmolojik model için seçilen metriğin uzaysal serbestlik derecesi en az hal denklemi parametrelerinin sayısı kadar olmalıdır. Dolayısıyla, düz bir uzayda bir evren modeli yapmak istiyorsak düzlemsel simetrik anizotropiye sahip bir EoS için Bianchi Tip I ya da düzlemsel simetrik Bianchi Tip I metrik kullanılmalıdır. Kuadrupol probleminin, Campanelli'nin (2006, 2007) evrenin elipsoid olması durumunda çözülebildiği düşüncesinden hareketle EoS'ni ve metriği düzlemsel simetrik anizotropiye sahip olarak seçebiliriz.

3. Anizotropik Karanlık Enerjili İki Kozmolojik Model

Düzlemsel simetrik anizotropiye sahip bir karanlık enerjinin enerji-momentum tensörünü aşağıdaki gibi ifade edebiliriz:

$$T_{\mu}^{(\mathrm{de})\nu} = diag\left[\rho^{(\mathrm{de})}, p_x^{(\mathrm{de})}, p_y^{(\mathrm{de})}, p_z^{(\mathrm{de})}\right] = diag\left[1, -w_x^{(\mathrm{de})}, -w_y^{(\mathrm{de})}, -w_z^{(\mathrm{de})}\right]\rho^{(de)}$$
$$= diag\left[1, -(w^{(\mathrm{de})}+\delta), -(w^{(\mathrm{de})}+\gamma), -(w^{(\mathrm{de})}+\gamma)\right]\rho^{(\mathrm{de})}$$

Bu enerji-momentum tensörü ile betimlenen karanlık enerji için enerji-momentum tensörünün korunumu aşağıdaki denklemi verir:

$$T_{;\nu}^{(\mathrm{de})\mu\nu} = \dot{\rho}^{(\mathrm{de})} + (1+w^{(\mathrm{de})})\rho^{(\mathrm{de})}\left(\frac{\dot{a}}{a} + 2\frac{\dot{b}}{b}\right) + \rho^{(\mathrm{de})}\left(\delta\frac{\dot{a}}{a} + 2\gamma\frac{\dot{b}}{b}\right) = 0$$

En son kozmolojik veriler $w^{(\mathrm{de})} \approx -1$ değerini verdiğinden, aşağıdaki modellerde $w^{(\mathrm{de})} = -1$ alınmıştır ve karanlık enerjinin enerji yoğunluğunun zamanla değişmediği, $\dot{\rho}^{(\mathrm{de})} = 0$, varsayılmıştır. Bu varsayımlar altında, çok özel bazı durumlar dışında denklem 3'ün sağlanması için çarpıklık parametrelerinin, yani anizotropinin,

zamanın fonksiyonu olması gerektiği gibi ilginç bir sonuç hemen görülebilir. Aşağıda düzlemsel simetrik Bianchi Tip I metrik,

$$ds^2 = dt^2 - a(t)^2 dx^2 - b(t)^2 \left(dy^2 + dz^2\right),$$

için denklem 3'ü sağlayan iki ayrı anizotropik karanlık enerjili birer modelin, ivmelenme parametresi $q = -1$, yani evrenin hacminin $V^3 = c_1 e^{3Ht}$ biçiminde arttığı özel durum için bazı ilginç sonuçları verilmiştir. Burada H evrenin hacminin büyümesinden elde edilen ortalama Hubble parametresidir ve

$$H = \frac{\dot{V}}{V} = \frac{1}{3}\left(\frac{\dot{a}}{a} + 2\frac{\dot{b}}{b}\right) = \text{sbt}$$

biçiminde gösterilebilir. Böylesi bir anizotropik karanlık enerji ve mükemmel akışkan iki bileşen ile birlikte Einstein Alan Denklemlerinin,

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} R g_{\mu\nu} = -\left(T^{(\text{pf})}_{\mu\nu} + T^{(\text{de})}_{\mu\nu}\right),$$

çözümünden aşağıdaki alan denklemleri elde edilir:

$$\frac{\dot{b}^2}{b^2} + 2\frac{\dot{a}}{a}\frac{\dot{b}}{b} = \rho^{(\text{pf})} + \rho^{(\text{de})}$$

$$\frac{\dot{b}}{b^2} + 2\frac{\ddot{b}}{b} = -w\rho^{(\text{pf})} - \left(w^{(\text{de})} + \delta\right)\rho^{(\text{de})}$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} + \frac{\ddot{a}}{a}\frac{\dot{b}}{b} + \frac{\ddot{b}}{b} = -w\rho^{(\text{pf})} - \left(w^{(\text{de})} + \gamma\right)\rho^{(\text{de})}.$$

Bu alan denklemleri, çarpıklık parametreleri için enerji-momentum tensörünün korunumunu ihlal etmeyen iki farklı varsayım göz önüne alınarak çözülmüştür. İlk modelde evren RW metriği ile betimlenebilecek bir dönemden geçebilmekte, ancak RW evresinde kalamamaktadır. İkinci modelde ise evren RW evresinden geçebileceği gibi enflasyonun yeterince uzun olması durumunda kararlı bir RW evresinde doğru gitmektedir.

Model 1: Bu modelde alan denklemleri, çarpıklık parametreleri

$$\delta(t) = 2n\frac{\dot{b}}{b} \text{ ve } \gamma(t) = -n\frac{\ddot{a}}{a}$$

biçiminde seçilerek çözülmüş (*n* çarpıklığın büyüklüğünü belirleyen bir sabit bir parametredir) ve ölçek çarpanları

$$a(t) = k^{2/3} c_1^{1/3} e^{Ht + \frac{2}{9}\frac{\lambda}{H} e^{-3Ht} + \frac{2}{3} n\rho^{(\mathrm{de})} t}$$

$$b(t) = k^{-1/3} c_1^{1/3} e^{Ht - \frac{1}{9}\frac{\lambda}{H} e^{-3Ht} - \frac{1}{3} n\rho^{(\mathrm{de})} t}$$

biçiminde bulunmuştur. Burada *k*, c_1 ve λ birer sabit ve *t* kozmik zamandır. Ölçek çarpanlarından hareketle sırasıyla *x* ve *y* yönlerindeki Hubble parametreleri şöyledir:

$$H_1 = \frac{\dot{a}}{a} = H - \frac{2}{3}\lambda e^{-3Ht} + \frac{2}{3} n\rho^{(\mathrm{de})}$$

$$H_2 = \frac{\dot{b}}{b} = H + \frac{1}{3}\lambda e^{-3Ht} - \frac{1}{3} n\rho^{(\mathrm{de})} .$$

Evrenin genişleme hızının anizotropisinin büyüklüğünün bir ölçüsünü veren genişleme anizotropisi

$$\Delta = \frac{1}{3}\sum_{i=1}^{3}\left(\frac{H_i - H}{H}\right)^2$$

biçiminde tanımlanır. Düzlemsel simetrik Bianchi I metriği için bu değerin sıfırdan farklı olması genişleme hız dağılımının elipsoidliğinin büyüklüğünün bir ölçüsüdür. Denklem 5 ve 10 denklem 11'de kullanıldığında bu model için genişleme anizotropisi aşağıdaki gibi elde edilir:

$$\Delta = \frac{2}{9}\frac{1}{H^2}\left(n\rho^{(\mathrm{de})} - \lambda e^{-3Ht}\right)^2 .$$

$n = 0$ durumu karanlık enerjinin izotrop olma durumuna karşılık gelir ve görüldüğü üzere standart enflasyon kuramlarında beklendiği gibi genişleme hızının anizotropisi eksponansiyel ve monoton olarak sıfıra gitmekte, yani izotroplaşmaktadır. Ancak $n \neq 0$ durumda, yani karanlık enerji anizotrop iken, genişleme hızının anizotropisi sıfırdan farklı bir değere yakınsamakta ve bu her zaman da monoton olarak azalmamaktadır. Diğer bir deyişle, enflasyon döneminde zamanla değişen bir elipsoid hız dağılımı söz konusudur. Elipsoid bir hız dağılımı, uzayın enflasyondan önceki geometrisine bağlı olarak, uzayı daha da basıklaştırabilir ya da RW metriği ile betimleyebileceğimiz küresel bir geometriden bir kez geçirerek basıklık eksenini

değiştirebilir veya iki kez geçirdikten sonra aynı basıklık ekseninde daha basık bir geometriye evrimleştirebilir.
Karanlık enerji için ortalama hal denklemi parametresi

$$w_{\text{ort}} = \frac{w_x + w_y + w_z}{3}$$

biçiminde tanımlanabilir ve bu modelde şöyle bulunmaktadır:

$$w_{\text{ort}} = -1 - \frac{2}{3}\left(n^2\rho^{(\text{de})} - n\lambda e^{-3Ht}\right).$$

Buradaki ilginç bir sonuç ortalama EoS parametresinin zamanın bir fonksiyonu olması ve nihai olarak PDL'yi geçmesidir. Bu model anizotropinin doğurabileceği bir takım kozmolojik sonuçlara ışık tutmakla birlikte uzayın RW metriği ile betimlenebilen bir evreden geçmesini sağlamakta ancak nihai olarak uzayı elipsoid bir geometriye evrimleştirmektedir.

Model 2: Bu kez çarpıklık parametreleri,

$$\delta(t) = 2n\frac{\dot{b}}{b}\frac{1}{ab^2} \text{ ve } \gamma(t) = -n\frac{\dot{a}}{a}\frac{1}{ab^2}$$

biçiminde seçilmiştir. Burada Model 1'dekine ek olarak çarpıklık parametrelerinin evrenin hacmi ile de ters orantılı olarak küçüldüğü varsayılmıştır. Denklem sistemi 7'nin denklem 15'teki çarpıklık parametreleri ile çözümünden elde edilen ölçek çarpanları aşağıdaki gibidir:

$$a(t) = k^{2/3}c_1^{1/3}e^{Ht+\frac{2}{9}\frac{\lambda}{H}e^{-3Ht}+\frac{2}{9}\frac{(1+3Ht)}{c_1 H}n\rho^{(\text{de})}e^{-3Ht}}$$

$$b(t) = k^{-1/3}c_1^{1/3}e^{Ht-\frac{1}{9}\frac{\lambda}{H}e^{-3Ht}-\frac{1}{9}\frac{(1+3Ht)}{c_1 H}n\rho^{(\text{de})}e^{-3Ht}}.$$

Yine ilk bakışta görüleceği üzere $n = 0$ için ölçek çarpanları zamanla birbirlerine yakınsarlar. Ancak karanlık enerjinin anizotropik olması durumunda ölçek çarpanları enflasyon yeterince uzun sürerse birbirlerine monoton olarak yakınsamaya başlarlar, yani uzay RW metriği ile betimlenecek bir geometriye evrimleşmeye başlar. Ancak enflasyonun erken dönemlerinde parametrelerin değerlerine bağlı olarak uzayın geometrisinin evrimi daha karmaşık davranışlar gösterebilir. Ölçek çarpanlarından hareketle farklı yönlerdeki Hubble parametreleri bu kez şöyledir:

$$H_1 = \frac{\dot{a}}{a} = H - \frac{2}{3c_1}\left(\lambda c_1 + n\rho^{(\mathrm{de})} 3Ht\right)e^{-3Ht}$$

$$H_2 = \frac{\dot{b}}{b} = H + \frac{1}{3c_1}\left(\lambda c_1 + n\rho^{(\mathrm{de})} 3Ht\right)e^{-3Ht}$$

Uzayın farklı yönlerdeki genişleme hızındaki erken dönem farklılıkları zamanla ortadan kalkmaktadır. Bunu genişleme hızının anizotropisinden de görebiliriz:

$$\Delta = \frac{2}{9H^2 c_1^2}\left(\lambda c_1 + n\rho^{(\mathrm{de})} 3Ht\right)^2 e^{-6Ht}$$

Bu denklemde görüleceği gibi, karanlık enerjinin izotropik ($n = 0$) olması durumda genişleme hızında küresel simetriden sapma standart enflasyon modeline uygun olarak monoton ve eksponansiyel olarak azalmaktadır. Ancak karanlık enerjinin anizotrop olması durumunda parametrelerinin seçimine bağlı olarak genişleme hızı başlarda küresel simetrik bir genişleme hızından zamanın fonksiyonu olan bir sapma gösterecektir. Ancak parametreler nasıl seçilirse seçilsin enflasyon yeterince sürdükten sonra küresel simetrik bir enflasyon evresine gidilebilecektir.

Son olarak bu modelde ortalama hal denklemi parametresi aşağıdaki gibi bulunur:

$$w_{\mathrm{ort}} = -1 + \frac{2}{3}\frac{1}{c_1^2}\left(n\lambda c_1 + n^2\rho^{(\mathrm{de})} 3Ht\right)e^{-6Ht}.$$

w_{ort} zamanın bir fonksiyonudur ve enflasyonun erken evrelerinde parametrelerin seçimine göre farklı davranışlar göstermekle birlikte enflasyonun yeterince sürmesi durumunda vakum enerjisinin EoS parametresine yakınsamaktadır, yani $w_{\mathrm{ort}} \cong w_{\mathrm{vak}} = -1$ olmaktadır.

Kozmolojik gözlemler w'nın dinamik olabileceğini göstermekle birlikte, w'nın davranışı hakkında farklı gözlemler arasında henüz bir tutarlılık yoktur. Anizotropik karanlık enerjinin dinamik karakterde bir hal denklemi parametresi doğurması herhangi bir yeni fiziğe başvurmadan dinamik bir hal denkleminin elde edilebileceğini de göstermektedir.

Kaynakçalar:

Albrecht, A. ve Steinhardt, 1982, P., Phys. Rev. Lett. 48, 1220.
Astier, P. ve diğ., 2006, Astronomy and Astrophysics, 447, 31-48; [arXiv:astro-ph/0510447].
Linde, A., 1982, Phys. Lett. 108B, 389.
Linde, A., 1983, Phys. Lett. 129B, 177.
Bennett, C.L. ve diğ., 1996, Astrophysical Journal, 464, L1L4; [arXiv:astro-ph/9601067].
Caldwell, R., 2008, Dark Energy (Lecture notes), Summer School in Cosmology, ICTP, July.
Caldwell, R.R., 2002, arXiv:astro-ph/9908168v2.
Campanelli, L. ve diğ., 2006, Physical Review Letters, 97, 131302.
Campanelli, L. ve diğ., 2007, Physical Review D, 76, 063007; [arXiv:astro-ph/0706.3802v2].
Carroll, S.M. ve diğ, 2003, Physical Review D, 68, 023509; [arXiv:astro-ph/0301273].
Copeland, E. J. ve diğ., 2006, Int.J.Mod.Phys. D15, 1753-1936; [arXiv:hep-th/0603057v3].
Copi, C.J. ve diğer, 2006, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 367, 79-102.
Dunkley, J. ve diğ., 2008, arXiv:0803.0586v1.
Eisenstein, G. ve diğ., 2005, The Astrophysical Journal, 633, 560-574; [arXiv:astro-ph/0501171].
Ellis, G.F.R., 2006, General Relativity ve Gravitation, 38(6), 1003-1015.
Eriksen, H.K. ve diğ., 2004, Astrophysical Journal., 605, 1420; [arXiv:astro-ph/0307507].
Hinshaw, G. ve diğ., 2003, The Astrophysical Journal Supplement Series, 148, 135.
Hinshaw, G. ve diğ., 2007, The Astrophysical Journal Supplement Series, 170, 288.
Hinshaw, G. ve diğ., 2008, arXiv:astro-ph/0803.0732v1.
Guth, A. H., 1981, Phys. Rev. D 23, 347.
Komatsu, E. ve diğ., 2008, arXiv:astro-ph/0803.0547v1.
Koivisto T. ve Mota, D.F., 2008, arXiv:astro-ph/0707.0279v3.
Koivisto T. ve Mota, D.F., 2008, arXiv:astro-ph/0801.3676v1.
Liddle, A. R. ve Lyth, D. H., 2000, Cosmological Inflation and Large-Scale Structure, Cam. Uni. P.
MacTavish, C.J. ve diğ., 2006, Astrophysical Journal, 647, 799; [arXiv:astro-ph/0507503 v1].
Mota, D.F. ve diğ., 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 382, 793-800.

Nesseris, S. ve Perivolaropoulos, L., 2007, Journal of Cosmology ve Astroparticle Physics, 0701, 018.
Nolta, M.R. ve diğ., 2008, arXiv:astro-ph/0803.0593v1.
Peiris, H.V. ve diğ., 2003, The Astrophysical Journal Supplement Series, 148, 213231.
Riess, A. G. ve diğ., 2004, Astrophysical Journal, 607, 665-687; [arXiv:astro-ph/0402512].
Rodrigues, D.C., 2008, Physical Review D, 77, 023534; [arXiv:astro-ph/0708.1168v2].
Sato, K., 1981, Mon. Not. R. Astron. Soc. 195, 467.
Smoot, G.F. ve diğ., 1992, Astrophysical Journal, 396, L1.
Tsujikawa, S., 2003, arXiv:hep-ph/0304257v1.

N-BOYUTLU UZAY ZAMANDA KARANLIK MADDE, KARANLIK ENERJİ VE BARYONİK MADDE ÇÖZÜMLERİ

E. Canan GÜNAY DEMİREL[1], İhsan YILMAZ[2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, Terzioğlu Kampüsü 17020, Çanakkale, e-posta: ecanan_1977@hotmail.com
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Fen-Edebiyat Fakültesi, Terzioğlu Kampüsü,17020, Çanakkale, e-posta: iyilmaz@comu.edu.tr

Özet

Son zamanlardaki tip Ia süpernova gözlemleri, büyük ölçekteki gözlemler ve kozmik mikrodalga fon ışınımı ölçümleri bugünkü evrenimizin düz ve ivmelenerek genişlediğini göstermektedir. Bilimsel araştırmalar evrenimizin ivmelenerek genişlemesine pozitif yoğunluklu ve negatif basınçlı karanlık enerjinin sebep olduğunu göstermektedir. Bu çalışmada, baryonik madde, karanlık madde ve karanlık enerjiden oluşan evrenin genel maddesi, genel relativite çerçevesinde yüksek boyutlu Friedmann Robertson Walker (FRW) evreninde incelenmiştir. Ayrıca, yukarıda bahsedilen her bir madde içeriğinin yoğunluk ve basınç gibi dinamik bileşenleri skaler alan cinsinden elde edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *İvmelenme, Karanlık enerji, Yüksek boyut*

Abstract

Recently observations of Type Ia Supernovae (SNe Ia), the large scale sutructure and measurements of the Cosmic Microwave Background indicate that our universe is flat and accelerating . Scientific researches show that dark energy with

positive density and negative pressure causes the accelaration of the our universe. In this study, general matter in the universe consisting of baryonic matter, dark matter and dark energy have been studied in the higher dimensional Friedmann Robertson Walker (FRW) universe in the context of General Relativity. Also, dynamical components of each matter contents such as density and pressure have been obtained in terms of scalar field.

Key Words: *Acceleration, Dark energy, Higher dimension.*

1. Giriş

Son yıllarda birbirinden bağımsız iki gözlemcinin Riess ve diğ. (1998); Perlmutter ve diğ. (1999) yaptıkları tip Ia süpernova gözlemleri, büyük ölçekteki gözlemler Percival ve diğ. (2001); Tegmark ve diğ. (2004) ve kozmik mikrodalga fon ışınımı deneyleri Bennett ve diğ. (2003) evrenin evrimi hakkındaki görüşlerimizin büyük bir kısmını değiştirmiştir. Elde edilen sonuçlar evrenimizin yalnızca genişlemediğini aynı zamanda ivmelendiğini de göstermektedir.

Teorik ve gözlemsel çalışmalara göre evrenimizin madde içeriği yaklaşık olarak %5 baryonik madde, %25 karanlık madde ve %70 de evrenimizin daha gizemli bir bileşeni olan karanlık enerji şeklindedir (Caroll, 2001). Karanlık enerjinin pozitif yoğunluklu, negatif basınçlı şeklinde bir madde olduğu ileri sürülmektedir (Sahni ve Starobinsky, 2000; Caroll, 2001; Sahni, 2002; Turner, 2002; Cardwell ve diğ., 2003; Hao ve Li, 2003; Hawkins ve diğ., 2003; Padmanabhan, 2003; Peebles ve Ratra, 2003; Singh ve diğ., 2003; Spergel ve diğ., 2003; Tonry ve diğ., 2003; Barris ve diğ., 2004; Elizalde ve diğ., 2004; Farrar ve Peebles, 2004; Guo ve diğ., 2004; Zhang, 2005; Mohseni ve Alimohammadi, 2006).

Karanlık maddenin günümüzde yaygın kabul gören adayları süper simetri ile ortaya çıktığı düşünülen zayıf etkileşen ağır parçacıklar (WIMP) Feng (2005) ve nötrinolar olabileceği çeşitli araştırmacılar tarafından önerilmektedir (Abazajian ve diğ., 2001; Kusenko, 2004; Mapelli ve Ferrara, 2005; Munyoneza ve Biermann, 2005).

Bu çalışmada, baryonik madde, karanlık madde ve karanlık enerji ile doldurulmuş yüksek boyutlu bir evren modeli incelenecektir.

2. N-Boyutlu Uzay Zamandaki Çözümler

Gravitasyonel etkileşmeleri ve dolayısıyla büyük ölçekte evrenin yapısını açıklayan genel relativite teorisinin temel denklemleri olan Einstein alan denklemleri

$$G_b^a = R_b^a - \frac{1}{2}\delta_b^a R = \chi T_b^a + \Lambda \delta_b^a$$

şeklindedir. Burada; G_b^a: Uzay-zamanın geometrisini veren Einstein alan tensörü, R_b^a:Ricci tensörü, g_{ab}:Uzay-zamanın metrik potansiyeli olup simetrik bir tensördür ($g_{ab} = g_{ba}$), R: Ricci skaleri ($g^{ab}R_{ab}$), χ: ($\frac{8\pi G}{c^4}$) sabittir, T_b^a :Kozmik madde dağılımını tanımlayan enerji momentum tensörü, Λ :Kozmolojik sabittir.

Bu alan denklemlerinin sol yanı uzay geometrisi ile sağ yanı ise madde ve madde dağılımıyla (enerji-momentum tensörü ile) ilgilidir.

Uzay-zamanın geometrisi ile ilgili olarak

$$ds^2 = dt^2 - R^2(t)\left[\frac{dr^2}{1-kr^2} + r^2(dX_n{}^2)\right]$$

şeklindeki (n+2) boyutlu homojen-izotrop evren modeli için Friedmann-Robertson-Walker (FRW) metriği göz önüne alınacaktır. Burada $R(t)$ ölçek çarpanı, $k = 0, \mp 1$ uzayın geometrisini belirleyen parametre ve

$$dX_n{}^2 = d\theta_1{}^2 + \sin^2\theta_1 d\theta_2{}^2 + ... + \sin^2\theta_1 \sin^2\theta_2 ... \sin^2\theta_{n-1} d\theta_n{}^2$$

şeklindedir (Huang ve Wang, 2004).

Alan denklemlerinin sağ tarafındaki madde ise,

$$T_{ab} = (\rho_t + p_t)U_a U_b - p_t g_{ab}$$

şeklindedir. Toplam madde $\rho_t = \rho_b + \rho_{dm} + \rho_{de}$ ve $p_t = p_b + p_{dm} + p_{de}$ şeklindedir. Ayrıca ρ_b baryonik maddenin

yoğunluğu, ρ_{dm} karanlık maddenin yoğunluğu, ρ_{de} karanlık enerjinin yoğunluğu, p_b baryonik maddenin basıncı, p_{dm} karanlık maddenin basıncı, p_{de} karanlık enerjinin basıncıdır. U_a, U_b'ler ise hız bileşenleridir. Bu durumda (2) ve (3) denklemlerinin (1) ile kullanılmasından, Einstein alan denklemleri

$$\frac{n(n+1)}{2}\left[\frac{\dot{R}^2+k}{R^2}\right]=\frac{8\pi G}{c^4}\rho_t$$

$$-n\frac{\ddot{R}}{R}-\frac{n.(n-1)}{2}\left[\frac{\dot{R}^2+k}{R^2}\right]=\frac{8\pi G}{c^4}p_t$$

elde edilir. Burada $\Lambda=0$ ve $8\pi G=c=1$ alınmıştır. Denklem sayısı bilinmeyen sayısından az olduğu için alan denklemlerine ek olarak

$$p_t=w\rho_t$$

basınç ve yoğunluğun doğru orantılı olduğunu veren barotropik durum denklemi kullanılacaktır. Burada w bir sabittir. (4)-(6) denklemlerinin birlikte kullanılmasından

$$R.\ddot{R}+\left[\frac{\dot{R}^2+k}{R^2}\right]\left[\frac{(n-1)}{2}+\frac{w(n+1)}{2}\right]=0$$

elde edilir. Bu denklem $k=0$ eğriliğine sahip düz evren için çözülürse,

$$R=C_1.t^{\frac{2}{(n+1)(w+1)}}$$

elde edilir. Burada $C_1=\left[\frac{(n+1)(w+1)}{2}\sqrt{C}\right]^{\frac{2}{(n+1)(w+1)}}$ sabittir (Chatterjee ve Bhui, 1990). (4), (5), (6) ve (8) denklemlerinden

$$\rho_t=\frac{2n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

ve

$$p_t=\frac{2nw}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

olarak bulunur.

Yoğunluk parametresi evrenin genişlemesiyle ilgili bilgi veren bir parametredir. Bu parametre, evrendeki madde yoğunluğunun kritik yoğunluğa oranıdır ve

$$\Omega_t = \frac{\rho_t}{\rho_k} = \frac{\rho_b + \rho_{dm} + \rho_{de}}{\rho_k}$$

şeklindedir. Burada; Ω_t toplam yoğunluk parametresi ve ρ_k kritik yoğunluktur. Evrenimizin %5 baryonik madde, %25 karanlık madde ve %70 karanlık enerjiden ibaret olduğunu daha önceki bölümümüzde bahsetmiştik. Gözlemler evrenimizin uzaysal düz bir geometriye sahip olduğunu göstermektedir. Yani toplam enerji yoğunluğu kritik yoğunluğa eşittir ($\Omega \cong 1$) (Spergel ve diğ., 2007).

$$\Omega_t = \Omega_b + \Omega_{dm} + \Omega_{de} = 1$$

Burada Ω_b baryonik maddenin yoğunluk parametresi, Ω_{dm} karanlık maddenin yoğunluk parametresi ve Ω_{de} karanlık enerjinin yoğunluk parametresidir.

Baryonik madde için yoğunluk değeri

$$\Omega_b = \frac{\rho_b}{\rho_k} \Rightarrow 0{,}05 = \frac{\rho_b}{\rho_k}$$

$$\rho_b = \frac{0{,}1n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

şeklinde elde edilir.

Karanlık madde için yoğunluk değeri

$$\Omega_{dm} = \frac{\rho_{dm}}{\rho_k} \Rightarrow 0{,}25 = \frac{\rho_{dm}}{\rho_k}$$

$$\rho_{dm} = \frac{0{,}5n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

olarak elde edilir.

Karanlık enerji için yoğunluk değeri

$$\Omega_{de} = \frac{\rho_{de}}{\rho_k} \Rightarrow 0{,}70 = \frac{\rho_{de}}{\rho_k}$$

$$\rho_{de} = \frac{1{,}4n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

şeklinde elde edilir.

Baryonik madde için basınç değeri

$$p_b = \gamma_1 \rho_b$$

$$p_b = \frac{0{,}1n\gamma_1}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

elde edilir. Burada $0 \le \gamma_1 \le 1$'dir.

Karanlık enerji için basınç değeri

$$p_{de} = \gamma_2 \rho_{de}$$

$$p_{de} = \frac{1{,}4n\gamma_2}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

olur. Burada $-\frac{3}{2} \le \gamma_2 \le -1$'dir. Birçok araştırmacı karanlık madde basıncının sıfır olduğunu ileri sürmektedir (Chang ve diğ., 2007).

$p_t = p_b + p_{dm} + p_{de}$ idi. (20) ve (22) denklemleri yerine yazıldığında

$$p_t = \frac{n\left(0{,}1\gamma_1 + 1{,}4\gamma_2\right)}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2}$$

elde edilir. (10) denklemi ile (23) denklemi eşitlenerek durum parametresi olarak tanımlanan w'nın değeri

$$w = \frac{(0{,}1\gamma_1 + 1{,}4\gamma_2)}{2}$$

şeklinde bir sabit olarak bulunur. γ_1 ve γ_2 sabitlerinin aralıkları gözönüne alındığında evrendeki toplam maddenin basınç ve yoğunluğu arasındaki orantı sabiti olan w'nın negatif işaretli olduğu ($-1{,}05 \le w \le -0{,}65$) açıkça görülmektedir. Bu da ivmelenmeye sebep olan karanlık enerjinin negatif basıncının baskın olduğunu göstermektedir.

İncelenen kozmolojik model, ϕ skaler alan ve $V(\phi)$ etkileşme potansiyeli olarak tanımlanan alan teorisinde aşağıdaki şekildedir.

Skaler alanda ρ enerji yoğunluğu ve p basınç değeri düz evrende ($k = 0$)

$$\rho_\phi = \frac{1}{2}\dot{\phi}^2 + V(\phi) = \rho_b + \rho_{dm} + \rho_{de} = \frac{2n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{2n}{(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

$$p_\phi = \frac{1}{2}\dot{\phi}^2 - V(\phi) = p_b + p_{dm} + p_{de} = \frac{n(0,1\gamma_1 + 1,4\gamma_2)}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{n(0,1\gamma_1 + 1,4\gamma_2)}{(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

şeklindedir. Burada $d = \left(\frac{1}{C}\right)^{\left[\frac{(n+1)(w+1)^2}{n(2+0,1\gamma_1+1,4\gamma_2)}\right]^{\frac{1}{2}}}$ ve $\lambda = \left[\frac{4(n+1)(w+1)^2}{n(2+0,1\gamma_1+1,4\gamma_2)}\right]^{\frac{1}{2}}$ şeklinde sabitlerdir. (25) ve (26) denklemlerinin taraf tarafa toplamından ϕ skaler alan değeri

$$\phi = \ln\left[Ct^{\left[\frac{n(2+0,1\gamma_1+1,4\gamma_2)}{(n+1)(w+1)^2}\right]^{\frac{1}{2}}}\right]$$

elde edilir. Burada $C = C_1.C_2.C_3$ integral sabitidir. (25) denkleminden (26) denklemi çıkarıldığında $V(\phi)$ etkileşme potansiyeli

$$V(\phi) = \frac{n(2-0,1\gamma_1 - 1,4\gamma_2)}{2(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{n(2-0,1\gamma_1 - 1,4\gamma_2)}{2(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

olur. Burada $\phi = \phi_b + \phi_{dm} + \phi_{de}$ ve $V(\phi) = V_b(\phi) + V_{dm}(\phi) + V_{de}(\phi)$ şeklindedir.

Her bir madde için ayrı ayrı incelenen ϕ skaler alan ve $V(\phi)$ etkileşme potansiyel değerleri aşağıdaki şekilde elde edilir.

Baryonik madde için skaler alanda yoğunluk ve basıncın değeri

$$\rho_b = \frac{1}{2}\dot{\phi}_b^2 + V_b(\phi) = \frac{0,1n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{0,1n}{(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

$$p_b = \frac{1}{2}\dot{\phi}_b^2 - V_b(\phi) = \frac{0,1\gamma_1 n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{0,1\gamma_1 n}{(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

şeklindedir. (29) ve (30) denklemlerinin taraf tarafa toplamından ϕ_b'in değeri

$$\phi_b = \ln\left[C_1 t^{\left[\frac{0,1n(1+\gamma_1)}{(n+1)(w+1)^2}\right]^{\frac{1}{2}}} \right]$$

olur. Burada C_1 integral sabitidir. (29) denkleminden (30) denklemi çıkarıldığında $V_b(\phi)$'nin değeri

$$V_b(\phi) = \frac{0,1n(1-\gamma_1)}{2(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{0,1n(1-\gamma_1)}{2(n+1)(w+1)^2 d^2} e^{-\lambda\phi}$$

elde edilir.

Karanlık madde için skaler alanda yoğunluk ve basıncın değeri aşağıdaki gibidir.

$$\rho_{dm} = \frac{1}{2}\dot{\phi}_{dm}^{\ 2} + V_{dm}(\phi) = \frac{0,5n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{0,5n}{(n+1)(w+1)^2 d^2} e^{-\lambda\phi}$$

$$p_{dm} = \frac{1}{2}\dot{\phi}_{dm}^{\ 2} - V_{dm}(\phi) = 0$$

elde edilir. (33) ve (34) denklemlerinin taraf tarafa toplamından ϕ_{dm}'ın değeri

$$\phi_{dm} = \ln\left[C_2 t^{\left[\frac{0,5n}{(n+1)(w+1)^2}\right]^{\frac{1}{2}}} \right]$$

olur. Burada C_2 integral sabitidir. (33) denkleminden (34) denklemi çıkarıldığında $V_{dm}(\phi)$'nin değeri;

$$V_{dm}(\phi) = \frac{0,5n}{2(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{0,5n}{2(n+1)(w+1)^2 d^2} e^{-\lambda\phi}$$

elde edilir.

Karanlık enerji için skaler alanda yoğunluk ve basınç değeri

$$\rho_{de} = \frac{1}{2}\dot{\phi}_{de}^{\ 2} + V_{de}(\phi) = \frac{1,4n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{1,4n}{(n+1)(w+1)^2 d^2} e^{-\lambda\phi}$$

$$p_{de} = \frac{1}{2}\dot{\phi}_{de}^{\ 2} - V_{de}(\phi) = \frac{1{,}4\gamma_2 n}{(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{1{,}4\gamma_2 n}{(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

şeklinde elde edilir. (37) ve (38) denklemlerinin taraf tarafa toplamından ϕ_{de}'nin değeri

$$\phi_{de} = \ln\left[C_3 t^{\left[\frac{1{,}4n(1+\gamma_2)}{(n+1)(w+1)^2}\right]^{\frac{1}{2}}}\right]$$

elde edilir. Burada C_3 integral sabitidir. (37) denkleminden (38) denklemi çıkarıldığında $V_{de}(\phi)$'nin değeri

$$V_{de}(\phi) = \frac{1{,}4n(1-\gamma_2)}{2(n+1)(w+1)^2}\frac{1}{t^2} = \frac{1{,}4n(1-\gamma_2)}{2(n+1)(w+1)^2 d^2}e^{-\lambda\phi}$$

şeklindedir. (29), (33) ve (37) denklemlerinin toplamından tekrar (25) denklemi; (30), (34) ve (38) denklemlerinin toplamından tekrar (26) denklemi; (31), (35) ve (39) denklemlerinin toplamından tekrar (27) denklemi; (32), (36) ve (40) denklemlerinin toplamından tekrar (28) denklemi elde edilmiştir. Bu da bize çözümlerin doğru olduğunu açıkça göstermektedir.

Bu çalışmada, %5 baryonik madde, %25 karanlık madde ve %70 karanlık enerji içerikli $(n+2)$ boyutlu homojen-izotrop bir evren incelenmiştir. Elde edilen yüksek boyutlu çözümler yüksek boyutlarda da karanlık enerjinin evrenin ivmelenmesine sebep olduğunu göstermektedir. Elde edilen çözümler daha önce yapılmış 4-boyutlu karanlık enerjili çözümleri de içermekte olup, gözlemlerle de uyuşmaktadır.

Bu çalışmayı destekleyen Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Fonuna teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Abazajian, K., Fuller, G.M., Tucker, W.H., 2001, "Direct Detection Of Warm Dark Matter In The X-Ray", *Astrophys. J.*, 562, 593-60.

Barris, B.J., Tonry, J.L., Blondin, S., Challis, P., Chornock, R., Clocchiatti, A., Filippenko, A.V., Garnavich, P., Holland, S.T., Jha, S., Kirshner, R.P., Krisciunas, K., Leibundgut, B., Li, W., Matheson, T., Miknaitis, G., Riess, A.G., Schmidt, B.P., Smith, R.C., Sollerman,

J., Spyromilio, J., Stubbs, C.W., Suntzeff, N.B., Aussel, H., Chambers, K.C., Connelly, M.S., Donovan, D., Henry, J.P., Kaiser, N., Liu, M.C., Martin, E.L., Wainscoat, R.J., 2004, "Twenty-Three High-Redshilft Supernovae from the Institute for Astronomy Deep Survey: Doubling the Supernova Sample at $z>0.7$", *ApJ*, 602, 571.

Bennett, C.L., Halpern, M., Hinshaw, G., Jarosik, N., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S.S., Page, L., Spergel, D.N., Tucker, G.S., Wollack, E., Wright, E. L., Barnes, C., Greason, M.R., Hill, R.S., Komatsu, E., Notla, M.R., Odegard, N., Peirs, H.V., Verde, L., Weiland, J.L., 2003, "First Year Wilkinson Microwave Anisotropy Prope (WMAP) Observations: Preliminary Maps and Basic Result", *Astrophys. J. Suppl*., 148, 1, 1-27.

Cardwell, R.R., Kamionkowski, M., Weinberg, N.N., 2003, "Phantom Energy And Cosmic Doomsday", *Phys. Rev. Lett*., 91, 071301.

Carroll, S.M., 2001, "Dark Energy And The Preposterous Universe", arxiv:astro-ph/0107571.

Carroll, S.M., 2001, "The Cosmological Constant", *Living Rev. Rel*., 4, 1.

Chang, B., Liu, H., Xu, L., Zhang, C., Ping, Y., 2007, "Statefinder Parameters For Interacting Phantom Energy With Dark Matter", *JCAP*., 0701, 016.

Chatterjee, S., Bhui, B., 1990, "Homogeneous Cosmological Model In Higher Dimension", *Mon. Not. R. Astron. Soc*., 247, 57-61.

Elizalde, E., Nojiri, S., Odintsov, D.S., 2004, "Late-Time Cosmology In (Phantom) Scaler-Tensor Theory: Dark Energy And The Cosmic Speed-Up", *Phys. Rev. D*, 70, 043539.

Farrar, G.R., Peebles, P.J.E., 2004, "Interacting Dark Matter and Dark Energy", *Astrophys. J*., 604, 1-11.

Feng, J.L., 2005, "ILC Cosmology", arxiv:hep-ph/0509309.

Guo, Z.K., Piao, Y.S., Zhang, Y.Z., 2004, "Attractor Behavior Of Phantom Cosmology", *Phys. Lett. B*, 594, 247-251.

Hao, J.G., Li, X.Z., 2003, "Attractor Solution Of Phantom Field", *Phys. Rev. D*, 67, 107303.

Hawkins, E., Maddox, S., Cole, S., Lahav, O., Madgwick, D., Norberg, P., Peacock, J., Baldry, I., Baugh, C., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Colless, M., Collins, C., Couch, W., Dalton, G., De Propris, R., Driver, S., Efstathiou, G., Ellis, R., Frenk, C., Glazebrook, K., Jackson, C., Jones, B., Lewis, I., Lumsden, S., Percival, W., Peterson, B., Sutherland, W., Taylor, K., 2003, "The 2dF Galaxy Redshift Survey: Correlation Functions, Peculiar Velocities And The Matter Density Of The Universe", *Mon. Not. Roy. Aston. Soc*., 346, 78.

Huang, X.J., Wang, Y.J., 2004, "Higher-Dimensional Cosmological Models With Density-Parameter-Dependent Cosmological Constant", *Chinese Phys. Lett*., 21, 8, 1670-1672.

Kusenko, A., 2004, "Puslar Kicks From Neutrino Oscillations", *Int. J. Mod. Phys. D*, 13, 2065-2084.

Mapelli, M., Ferrara, A., 2005, "Background Radiation From Sterile Neutrino Decay And Reionization", *Mon. Not. Roy. Aston. Soc*., 364, 2-12.

Mohseni Sadjadi, H., Alimohammadi, M., 2006, "Cosmological Coincidence Problem In Interacting Dark Energy Models", *Phys. Rev. D*, 74, 103007.

Munyaneza, F., Biermann, P.L., 2005, "Fast Growth Of Supermassive Black Holes In Galaxies", *Aston. & Astroph.*, 436, 805-815.

Padmanabhan, T., 2003, "Cosmological Constant-The Weight Of The Vacuum", *Phys. Rept.*, 380, 235-320.

Peebles, P.J.E., Ratra, B., 2003, "The Cosmological Constant And Dark Energy", *Rev. Mod. Phys.*, 75, 559-606.

Percival, W.J., Baugh, C.M., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Cole, S., Colless, M., Collins, C., Couch, W., Dalton, G., De Propris, R., Driver, S.P., Efstathiou, G., Ellis, R.S., Frenk, C.S., Glazebrook, K., Jackson, C., Lahav, O., Lewis, I., Lumsden, S., Maddox, S., Moody, S., Norberg, P., Peacock, J.A., Peterson, B.A., Sutherland, W., Taylor, K., 2001, "The 2dF Galaxy Redshift Survey: The Power Spectrum And The Matter Content Of The Universe", *Monthly Notices Of The Royal Astronomical Society (MNRAS),* 324, 1297.

Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., Knop, R.A., Nugent, P., Castro, P.G., Deustua, S., Fabbra, S., Goobar, A., Groom, D.E., Hook, I.M., Kim, A.G., Kim, M.Y., Lee, J.C., Nunes, N.J., Paln, R., Pennypacker, C.R., Quimby, R., Lidman, C., Ellis, R.S., Irwin, M., McMahon, R.S., Ruiz-Lapuente, P., Walton, N., Schaefer, B., Boyle, B.J., Filippenko, A.V., Matheson, T., Fruchter, A.S., Panagia, N., Newberg, H.J.M., Couch, W.J., 1999, "Measurements Of Omega And Lambda From 42 High-Redshift Supernovae", *Astrophys. J.*, 517, 565-586.

Riess, A.G., Filippenko, A.V., Challis, P., Clochiattia, A., Diercks, A., Garnavich, P.M., Gilliland, R.L., Haon, C.J., Jha, S., Kirshner, R.P., Leibundgut, B., Philips, M.M., Reis, D., Schmidt, B.P., Schommer, R.A., Smith, R.C., Spyromilio, J., Stubbs, C., Suntzeff, N.B., Tonry, J., 1998, "Observational Evidence From Supernovae For An Accelerating Universe And A Cosmological Constant", *Astron. J.*, 116, 1009-1038.

Sahni, V., Starobinsky, A., 2000, "The Case For A Positive Cosmological Lambda-Term", *Int. J. Mod. Phys. D*, 9, 373-444.

Sahni, V., 2002, "The Cosmological Consant Problem And Quintessence", *Class. Quant. Grav.*, 19, 3435-3448.

Singh, P., Sami, M., Dadhich, N., 2003, "Cosmological Dynamics Of Phantom Field", *Phys. Rev. D*, 68, 023522.

Spergel, D.N., Verde, L., Peiris, H.V., Komatsu, E., Notla, M.R., Bennett, C.L., Halpern, M., Hinshaw, G., Jarosik, N., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S.S., Page, L., Tucker, G.S., Weiland, J.L., Wollack, E., Wright, E.L., 2003, "First Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Determination Of Cosmological Parameters", *Astrophys. J. Suppl.*, 148, 175.

Spergel, D.N., Bean, R., Dore, O., Notla, M.R., Bennett, C.L., Dunkley, J., Hinshaw, G., Jarosik, N., Komatsu, E., Page, L., Peiris, H.V., Verde, L., Halpern, M., Hill, R.S., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S.S., Odegard, N., Tucker, G.S., Weiland, J.L., Wollack, E., Wright, E.L., 2007, "Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Three Year Results: Implications For Cosmology", *ApJS*, 170, 377.

Tegmark, M., Strauss, M., Blanton, M., Abazajian, K., Dodelson, S., Sandvik, H., Wang, X., Weinberg, D., Zehavi, I., Bahcall, N., Hoyle, F., Schlegel, D., Scoccimarro, R., Vogeley, M., Berlind, A., Budavari, T., Connolly, A., Eisenstein, D., Finkbeiner, D., Frieman, J., Gunn, J., Hui, L., Jain, B., Johnston, D., Kent, S., Lin, H., Nakajima, R., Nichol, R., Ostriker, J., Pope, A., Scranton, R., Seljak, U., Sheth, R., Stebbins, A., Szalay, A., Szapudi, I., Xu, Y., Annis, J., Brinkmann, J., Burles, S., Castander, F.J., Csabai, I., Loveday, J., Doi, M., Fukugita, M., Gillespie, B., Hennessy, G., Hogg, D.W., Ivezic, Z., Knapp, G.R., Lamb, D.Q., Lee, B.C., Lupton, R.H., McKay, T.A., Kunszt, P., Munn, J.A., O'Connell, L., Peoples, J., Pier, J.R., Richmond, M., Rockosi, C., Schneider, D.P., Stoughton, C., Tucker, D.L., Vanden Berk, D.E., Yanny, B., York, D.G., 2004, "Cosmological Parameters From SDSS And WMAP", *Phys. Rev. D*, 69, 103501.

Tonry, J.L., Schmidt, B.P., Barris, B., Candia, P., Challis, P., Clocchiatti, A., Coil, A.L., Filippenko, A.V., Garnavich, P., Hogan, C., Holland, S.T., Jha, S., Kirshner, R.P., Krisciunas, K., Leibundgut, B., Li, W., Matheson, T., Phillips, M.M., Riess, A.G., Schommer, R., Chris Smith, R., Sollerman, J., Spyromilio, J., Stubbs, C.W., Suntzeff, N.B., 2003, "Cosmological Results From High-z Supernovae", *Astrophys. J.*, 594, 1-24.

Turner, M.S., 2002, "Making Sense Of The New Cosmology", *Int. J. Mod. Phys. A*, 17S1, 180-196.

Zhang, X., 2005, "Coupled Quintessence In A Power-Law Case And The Cosmic Coincidence Problem", *Mod. Phys. Lett. A*, 20, 2575.

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ - COUDE EŞEL TAYFLARI'NIN TAYFSAL KARAKTERİSTİKLERİ

Kutluay YÜCE[1], Birol GÜROL[1], Saul J. ADELMAN[2,3]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, ANKARA, Tel: 312-2126720 / 1196 , Faks: 312-223 23 95,
e-posta: kyuce@astro1.science.ankara.edu.tr, gurol@science.ankara.edu.tr
[2] The Citadel, Physics Department of Physics, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, USA, e-posta: adelmans@citadel.edu
[3] Guest Investigator, Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of Canada, 5071 W. Saanich Road, Victoria V8X 4M6, Canada

Özet

Bu tayfsal çalışmada, Yüce ve arkadaşları tarafından 14-17 Eylül 2007 tarihlerinde elde edilen TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi – Coude Eşel Tayfları (CET)'nın tayfsal karakteristiklerini inceliyoruz. Gözlemsel veriler, IRAF programı kullanılarak tek boyutlu tayflar haline getirildi. Bu çalışmada; 1) RTT150 CET orderlarının kırmızı, mavi ve merkez bölgelerindeki S/G değişimleri ve çizgi profil karakteristikleri, 2) Aynı yıldıza ait bir ve çok sayıda alınan tayfların birleştirilmesiyle elde edilen birleştirilmiş (coadded) tayflarındaki S/G değişimleri, 3) 68 order için telluric çizgi karakteristikleri, 4) Bazı zayıf ve kuvvetli metal çizgilerin eşdeğer genişliklerinin literatürdekilerle karşılaştırılması, 5) CET orderlarına ilişkin radyal hız değişimleri, ve 6) Kullanılan bias ve flat sayılarına bağlı olarak yıldız tayflarının kalitesine ilişkin yapılan test sonuçlarını tartıştık.

Anahtar Kelimeler: *Coude Eşel Tayfı, sinyal-gürültü oranı (S/G), tayf çizgisi, tayf ölçümü*

Abstract

In this spectral study we investigate the characteristics of the TÜBİTAK National Observatory-Coude Echelle Spectra (CES) using mainly spectra obtained by Yüce and associates on September 14-17, 2007. The data were reduced to 1-d spectra using IRAF. We discussed 1) the S/N variations and spectral line profile characteristics at the red, blue and the center of orders of RTT150 CES, 2) the S/N variations with one spectrum and coadded spectra, 3) the characteristics of the telluric lines, 4) the equivalent width comparison of some weak and strong metal lines with respect to those published in literature, 5) the radial velocity variations within CES orders, and 6) the results of our experiments in taking many bias and flat exposures.

Key words: *Coude Echelle Spectra, signal-noise ratio (S/N), spectral line, spectral measurement*

1. Giriş

Bu çalışma, TUG_RTT_150.07.44 ve TUG_RTT_150.07.45 no'lu projelerimiz kapsamında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'ndeki 1.5-metrelik RTT150 teleskobuna bağlı Coude Eşel Tayfçekeri ile elde edilen tayfsal verilerin analizleri sonunda ulaştığımız bazı bilgileri içermektedir. Bu iki proje kapsamında I-V ışınım sınıfına ait 14 adet yıldız gözlenerek eşel tayfları elde edilmiştir. Temel astrofizik amacımız TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin tayflarını kullanarak yıldızların kimyasal bolluk analizlerini gerçekleştirebilmektir. Fakat öncelikle bu ilk tayfsal gözlemlerin, çok iyi bilinen ve iyi kalibre edilmiş yüksek ayırma güçlü tayfların karakteristikleri ile karşılaştırılması gerekmektedir. Bu nedenle Prof. Dr. Saul J. Adelman ve Prof. Dr. Austin F. Gulliver tarafından tayfları daha önceden Dominion Astrofizik Gözlemevi (DAO)'ndeki 1.2 metrelik teleskoba bağlı klasik coude tayfçekeriyle

elde edilmiş bazı parlak yıldızları (Vega, Deneb, γ Gem, ν Cep, 4 Lac) da çeşitli poz süreleri kullanarak gözledik.

Yıldız tayflarının sürekliliklerini belirlemek ve çizgi profillerini ölçebilmek için tüm gözlemsel veriler, IRAF [Image Reduction and Analysis Facility] yazılım paketi içinde yer alan programlar yardımıyla tek boyutlu tayflar haline getirilmiştir. Ayrıca iki süperdev yıldız 4 Lac ve ν Cep'in buradan elde edilen ölçüm sonuçları REDUCE ve ilgili programları [2,3] yardımıyla elde edilen sonuçlarla karşılaştırıldı [5,6]. Bu çalışmada 0^m-6^m aralığında gözlemi gerçekleştirilen yıldızların çeşitli poz sürelerindeki eşel tayflarının incelenmesi sonucunda; orderların merkezi bölgelerinden belirlenen sinyal-gürültü oranına (S/G) ilişkin değerler, 4^m ve 5^m parlaklıklığındaki yıldızlar için (38 Tau, ν Cep, 53 Cas, 4 Lac, HD 4128) S/G=300; 0^m ve 1^m yıldızlar için (Vega, Deneb) S/G=600 olarak hesaplanmıştır. Bu düzeyde bir S/G oranı, RTT150 eşel orderların merkez bölgelerine karşılık gelen dalgaboyu aralığındaki çizgi profillerinin kimyasal bolluk analizlerinde kullanılabileceğini göstermektedir.

2. Gözlemler – RTT150 Coude Eşel Tayfları

RTT150 Coude eşel tayflarının karakteristiklerini anlayabilmek için test amacıyla gerçekleştirilen bu çalışmada farklı parklaklıklara sahip yıldızların gözlenmesine özen gösterilmiştir. Gözlemlerde Rus yapımı azot soğutmalı 1k x 1k CCD dedektörü kullanıldı. R=40000 ayırma gücüne sahip Coude Eşel Tayfçekeri ile alınan tayflar toplam 68-69 order'a dağılmış durumda ve tayfın λλ3920-8770Å dalgaboyu aralığını içermektedir. Özellikle kırmızı (uzun dalgaboyu) tarafta orderlar arasında boşluk fazla iken mavi (kısa dalgaboyu) tarafta orderlar üst üste binmektedir. Çizelge 1'de 14-17 Eylül 2007 tarihleri arasında gözlediğimiz yıldızlara ilişkin gözlemsel bilgiler verilmiştir.

Tayfsal gözlemler üzerinde öncelikle bias ve dark, ve ardından flat düzeltmeleri gerçekleştirildi. IRAF paketinde bulunan APALL taskı kullanılmış ve orderların konumları tanımlanarak bu orderlar içerisinde kalan tayfsal bilgiler çıkarılmıştır. Böylece tayflar tek boyutlu hale getirilmiştir. Aynı task yardımıyla Th-Ar lamba tayfları tek boyutlu hale getirilip dalgaboyu kalibrasyonunda kullanıldı. Dalgaboyu kalibrasyonu için ulaşılan rms değeri

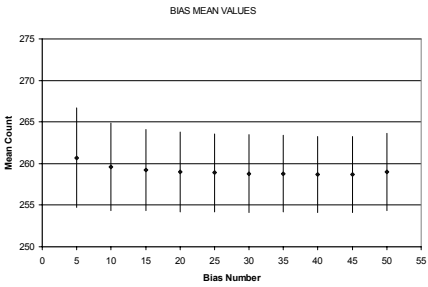
≈0.0046Å civarında olmuştur, ki bu değer kalibrasyonun ne ölçüde duyarlı yapıldığının bir göstergesidir. Dalgaboyu kalibrasyonu gerçekleştirilen tayfsal gözlemlerimiz üzerinde Yer'in dönmesi, Yer-Ay sisteminin kütle merkezine göre hareketi de dikkate alınarak Güneş merkezine hız düzeltmesi yapıldı. Bu amaçla IRAF programında bulunan RVCORR ve DOPCORR taskları kullanılmıştır.

Gözlemler sırasında 50 adet bias ve 50 adet flat görüntüsü alınarak farklı sayılarda birleştirilmelerine göre istatistiksel dağılımlarına bakılmıştır. Şekil 1'de 5'er adet bias artımıyla ulaşılan ortalama sayım değerlerindeki değişim ve hatası verilmektedir. Buna göre 20 adet bias görüntüsünden sonra hataların azalmadığı açıkça görülmektedir. Sonuç olarak yıldızların RTT150 CET gözlemleri için 20 bias alınması uygun görülmektedir. Şekil 2'de flat görüntüsü için 5'er adet artımla birleştirilmesi durumuna karşılık belirli bir order içerisinde ve sınırlı bir piksel aralığındaki değişimi gösterilmiştir. Benzer şekilde 20 adet flat görüntüsünün indirgemelerde kullanılması yararlı olacaktır.

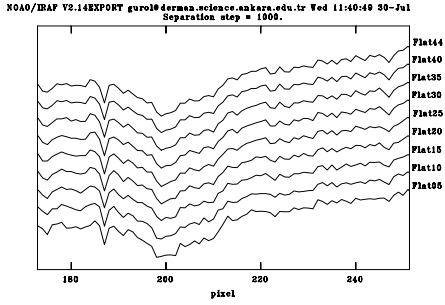
Çizelge 1. *Gözlemler hakkında genel bilgiler*

Yıldız adı	**m_v**	**max S/G**	**Tayf Türü**	**Tarih**	**Poz süresi (sn)**
Vega	0.03	Co500-600	A0 V	16.09.2007	10, 30, 60, 100, 120
Deneb	1.25	Co500-650	A2 Iae	16.09.2007	30, 60, 120, 130
γ Gem	1.90	140, 250	A0 IV	17.09.2007	120, 300
HD 4128	2.04	350, 450	G9 II-III	17.09.2007	300, 600
38 Tau	3.89	250, 435	A0.5 Va	16-17.09.2007	2400, 3200
ν Cep	4.3	220, Co375	A2 Iab	15.09.2007	1800, 1800
4 Lac	4.5	325	B9 Iab	17.09.2007	2400
64 Tau	4.8	225	A7 V	16.09.2007	2400
29 Psc	5.1	180	B7 III-IV	16.09.2007	2400
HR6455	5.3	160	A3 III	16.09.2007	2400
53 Cas	5.6	320	B8 Ib	17.09.2007	3200
42 Cyg	5.9	200	A1 Ib	16.09.2007	3200
HR7545	5.9	240	A2 III	17.09.2007	3200
HD 207673	6.4	140	A2 Ib	17.09.2007	3200

Gözlemciler: Kutluay Yüce, Birol Gürol



Şekil 1. *Bias görüntülerine ilişkin veriler (RTT150-CET, 14 Eylül 2007).*



Şekil 2. *Flat görüntülerine ilişkin veriler (RTT150-CET, 14 Eylül 2007).*

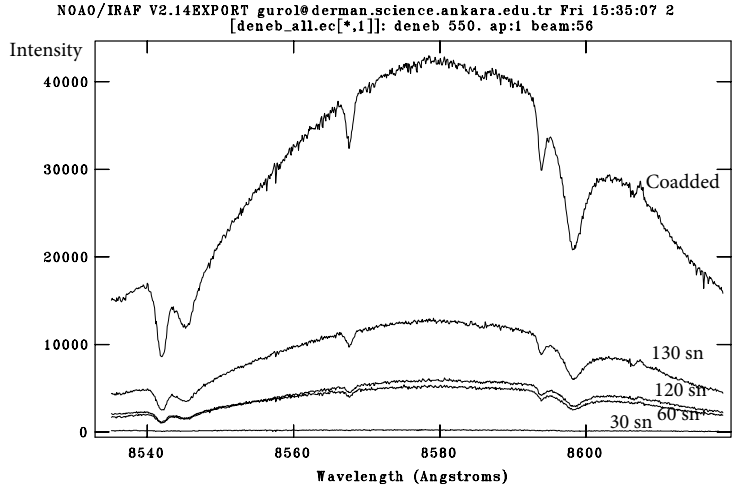
4 Lac ve ν Cep yıldızlarının tek ve birleştirilmiş (coadded) eşel tayfları IRAF programı yardımıyla ölçüldü. Böylece çizgi profillerinin merkezi dalgaboyları, eşdeğer genişlikleri ve yarı-maksimumdaki tam genişlikleri (FWHM) Å biriminde elde edildi. Bu çalışma sırasında aynı yıldıza ait birden fazla alınan tayflar iki farklı yöntem kullanılarak birleştirilmiştir. Yöntemlerden birincisi ham tayfsal görüntülerin birleştirilmesi (örnek: ν Cep), ikincisi ise tek boyutlu hale getirilmiş tayfların birleştirilmesi şeklinde olmuştur.

Karşılaştırmada kullanılan tayfsal veriler, 4 Lac ve ν Cep yıldızları için DAO'nun SITe4 dedektörleriyle alınmış yüksek ayırma güçlü tayfsal gözlemleridir (bkz. [5,6]). Tayflar λλ3830-4930Å aralığında olup 200+ sinyal-gürültü oranına sahiptir. DAO tayfları dedektörden kaynaklanan saçılmış ışık etkisinden arındırılmış verilerdir [1].

3. Telluric Çizgiler ve Sinyal-Gürültü Oranları

Telluric çizgiler ve S/G değerinin değişimini incelemek için RTT150 Coude eşel tayfları için belirlenen 69 order kullanılmıştır. Yüksek sinyal-gürültü oranına sahip (200+) tayfların elde edilebilmesi için aynı yıldıza ait birden fazla alınan tayfsal görüntülerin coaddition yöntemiyle birleştirilmesi işlemi gerçekleştirildi. Şekil 3'de parlak bir yıldız olan Deneb'in 16.09.2007 tarihinde farklı poz süreleri verilerek alınan aynı order'a karşılık

gelen λλ8533-8615Å dalgaboyu aralığındaki tayfları ve onların birleştirilmiş tayfı görülmektedir.



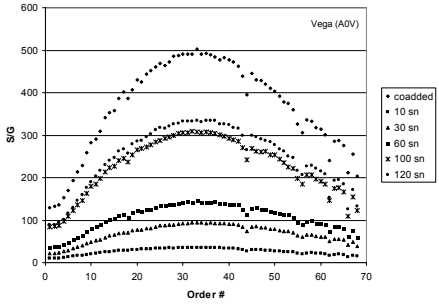
Şekil 3. *Deneb yıldızının farklı poz sürelerine sahip gözlemlerinden elde edilen aynı order'a karşılık gelen tayflarının görünümü.*

Telluric çizgiler Yer atmosferinde bulunan oksijen, su buharı ve karbondioksit gazlarından kaynaklanan ve yıldızların çizgi profillerinden daha keskin yapıya sahip soğurma çizgileridir. Bu çalışmada eşel tayflarımızdaki telluric çizgileri belirleyebilmek için gözlemini yaptığımız yüksek dönme hızına sahip (83 km/sn, [4]) 38 Tau yıldızının tayflarından yararlanıldı. Yüksek dönme hızı, tayf çizgilerinin genişlemesine neden olduğundan, telluric çizgiler kolaylıkla ayırt edilebilmektedir. Çizelge 2'de telluric çizgilerin önemli ölçüde bulunduğu RTT150-CET orderları ve onların genel özellikleri listelenmiştir. İncelemeler sonucu 1 ile 30'ncu orderlar arasındaki tayfsal verilerin atmosferik çizgilerden oldukça etkilendiği görülmüştür. Bu durum kimyasal bolluk analizinde kullanılacak çizgilerin sayısını azaltmaktadır.

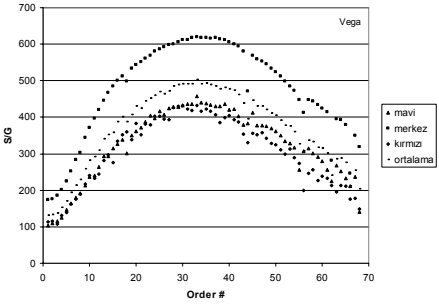
Çizelge 2. *Telluric çizgilerin görüldüğü başlıca orderlar*

Order	Yorum	Order	Yorum	Order	Yorum
1	-	*11*	Çok sayıda	*21*	Mavi bölge
2	Çok sayıda	*12*	Çok sayıda	*22*	-
3	Çok sayıda	*13*	Az sayıda	*23*	Az sayıda
4	Çok sayıda	*14*	Tamamen	*24*	-
5	Çok sayıda	*15*	Kırmızı yarı	*25*	-
6	-	*16*	Az sayıda	*26*	Az sayıda
7	Az sayıda	*17*	Az sayıda	*27*	Az sayıda
8	Tamamen	*18*	Az sayıda	*28*	-
9	Az sayıda	*19*	Merkezi bölgede	*29*	Az sayıda
10	Az sayıda	*20*		*30*	Az sayıda

Genel olarak eşel tayf orderlarının mavi tarafı kırmızı tarafından daha iyi doyma eğiliminde oldukları görülmüştür. RTT150 CET verilerinin S/G değerleri süreklilik bölgelerinden ölçülmüştür. Orderların mavi, kırmızı ve merkezi bölgelerinde S/G miktarlarında önemli farklılıkların olduğu ortaya konulmuştur. Ayrıca birleştirilmiş tayfların S/G değerleri tek tayflardan daha yüksek değerlere ulaşmaktadır. Vega ($0^m.0$), Deneb ($1^m.3$), HD 4128 ($2^m.0$), 38 Tau ($3^m.9$), ν Cep ($4^m.3$) gibi parlak yıldızların gözlemleri farklı poz süreleri kullanılarak birkaç kez gözlendiğinden tayflar birleştirilerek her bir order'ın S/G değerleri detaylı bir şekilde incelenmiştir. Şekil 4 ve 5'de, incelediğimiz yıldızlardan biri olan Vega gözlemlerine ait sonuçlar verilmiştir. Genel olarak merkezi bölgeye göre kırmızı ve mavi kanatlardaki sinyal-gürültü oranları çok daha düşüktür. Vega ve Deneb yıldızlarının birleştirilmiş tayflarına ilişkin S/G değerleri; 15-50 arasındaki (λλ4500-6500Å) orderların merkezi bölgelerinde 400+, bu orderların mavi ve kırmızı kanatlarında ise 300+ kadardır. HD 4128, 38 Tau, ν Cep, 53 Cas, 4 Lac yıldızlarında ise bu değerler 200+, diğer yıldızlarda ise yaklaşık 100+ olarak tespit edilmiştir.



Şekil 4. *Vega ($m_v=0^m$): Farklı poz sürelerine göre orderların mavi, merkezi ve kırmızı kanatlarından hesaplanan ortalama S/G değerlerinin ordera göre değişimi.*



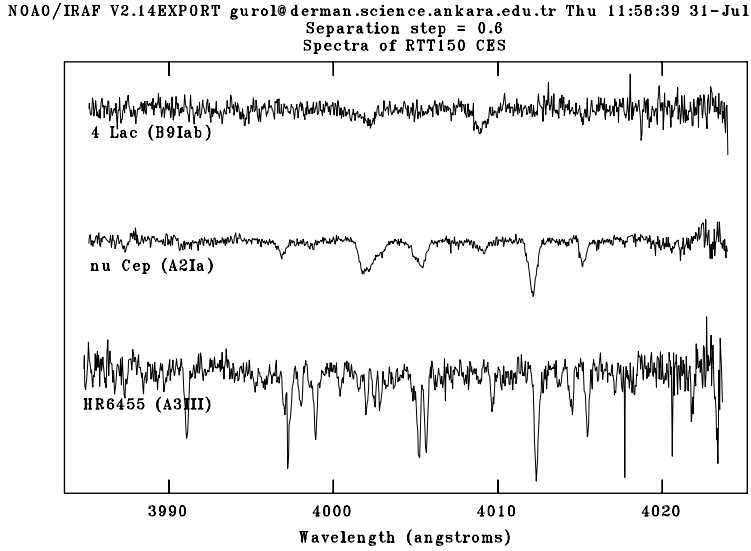
Şekil 5. *Vega: Birleştirilmiş tayfın mavi, merkezi ve kırmızı kanatlarından hesaplanan S/G değerlerinin ve ortalamalarının ordera göre değişimi.*

4. Yüksek Ayrıma Güçlü Tayfların Karşılaştırılması

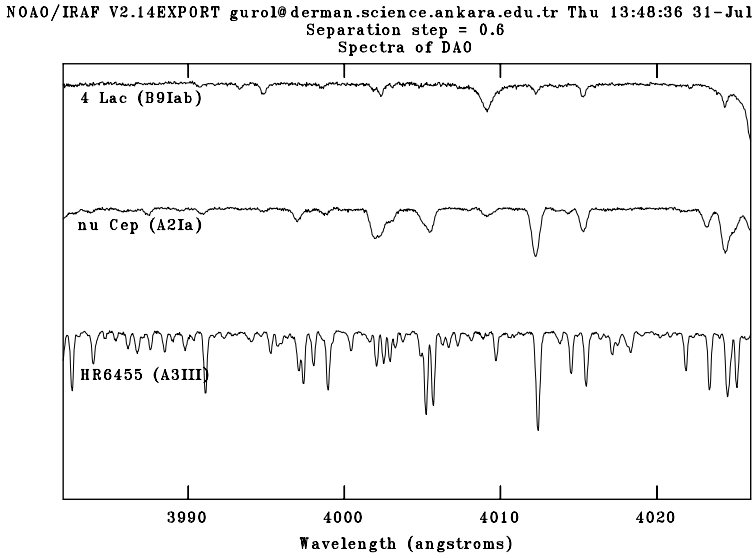
Şekil 6 ve 7'de, sırasıyla, TUG ve DAO'da gözlenen üç yıldızın aynı dalgaboyu aralığındaki tayfları görülmektedir. Tayflar genellikle benzer karakterde olup çizgi ölçümlerinde bazı farklılıkların olduğu tespit edilmiştir.

Düşük dönme hızlarına sahip yıldızlarda çizgilerin eşdeğer genişliklerinin hesaplanmasında Gaussian profil fiti kullanılmıştır.

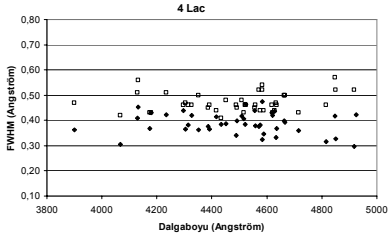
TUG ve DAO'dan alınan tayfların kalitesi ve tayf ölçüm tekniklerindeki farklılıkları incelemek için 4 Lac ve ν Cep yıldızlarının her iki gözlemevinden alınmış tayfları kullanılmıştır. Şekil 8 ve 9'da aynı metal çizgilerinden ölçülen FWHM değerlerinin karşılaştırılması verilmiştir. 4 Lac için TUG-CET verilerinden hesaplanan çizgi genişlikleri DAO değerlerinden daha küçük iken, ν Cep için hesaplanan sonuçlar birbiriyle oldukça uyumludur.



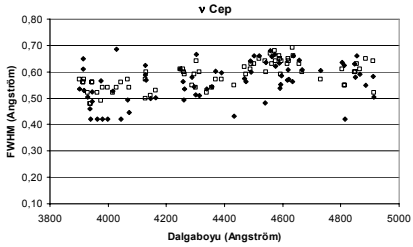
Şekil 6. *Üç yıldıza ilişkin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi – Coude Eşel Tayfları'nın bir kesiti.*



Şekil *7. Şekil 6'daki yıldızların Dominion Astrofizik Gözlemevi'nde alınmış tayf kesiti.*



Şekil 8. *4 Lac yıldızı için RTT150 (♦) ve DAO (□) tayflarından ölçülen FWHM değerlerinin karşılaştırılması.*



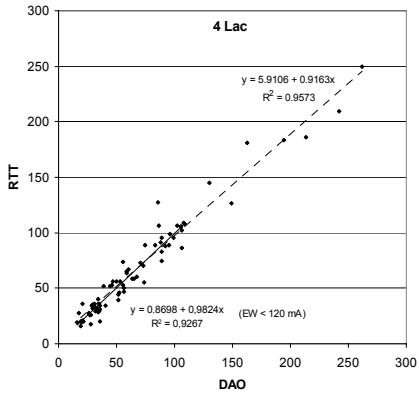
Şekil 9. *ν Cep yıldızı için RTT150 (♦) ve DAO (□) tayflarından ölçülen FWHM değerlerinin karşılaştırılması.*

Şekil 10'da 4 Lac ve Şekil 11'de ν Cep için IRAF programı kullanılarak RTT150 verilerinden ölçülen eşdeğer genişlik değerleri ile DAO verilerinden Yüce [5,6] tarafından REDUCE/PLOTFITS/VLINE programları [2,3] kullanılarak ölçülen değerlerin birbirine göre karşılaştırılması verilmiştir. Bu çalışmada incelenen soğurma çizgileri DAO'nun λλ3950-4950Å aralığındaki tanımlanmış çizgilerinden oluşmaktadır. Eşdeğer genişlik değerlerinin karşılaştırılması iki kısımda incelendi: 1. Ölçümü yapılan tüm çizgiler (zayıf ve kuvvetli çizgiler), 2. Eşdeğer genişliği (EW) ≤ 120 mÅ olan çizgiler kullanılmıştır.

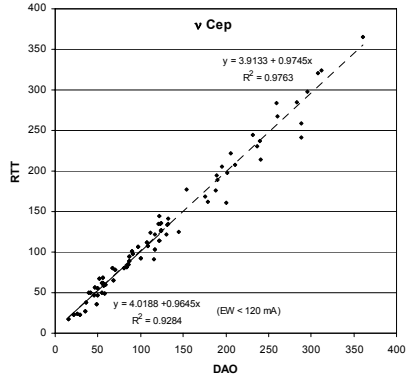
Uygulanan fitlerin sıfır civarında bulunması ölçümler için belirlenen sürekliliğin birbiriyle uyumlu olduğunu göstermektedir. DAO ile TUG'a ait tayflardan hesaplanan eşdeğer genişlik değerleri (mÅ biriminde) aşağıdaki formda verilmiştir;

EW (RTT) = b + EW (DAO) x.

Şekil 10 ve 11'de üst bölümde verilen eşitlik, dikkate alınan bütün çizgilere uygulanan fit sonuçlarına, alt bölümde verilen ise (EW) ≤ 120 mÅ olan çizgilere aittir.



Şekil 10. *4 Lac'ın RTT ve DAO tayflarından ölçülen eşdeğer genişliklerin (mÅ) karşılaştırılması.*



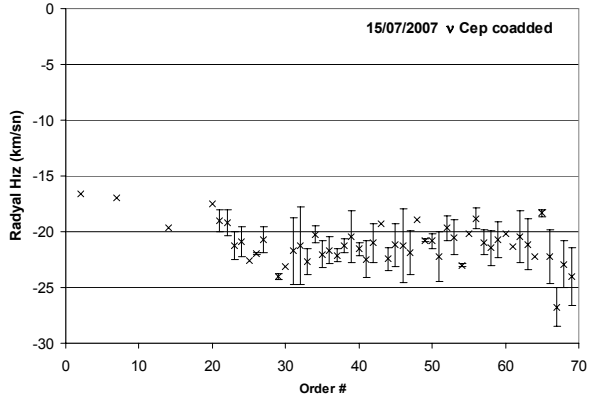
Şekil 11. *ν Cep'in RTT ve DAO tayflarından ölçülen eşdeğer genişliklerin (mÅ) karşılaştırılması.*

5. Sonuçlar

Bu çalışma ile, temel hedefimiz olan yüksek ayırma güçlü ve yüksek S/G değerine sahip tayfsal gözlemlerin elde edilmesi ve bu gözlemlerin kimyasal bolluk analizinde kullanılıp kullanılamayacağı ortaya konulmuştur. Çalışmamız sonucunda tayfsal gözlemlerin kimyasal bolluk analizinde genel olarak kullanılabileceği ortaya çıkmıştır.

- Tayfsal indirgemeler ve hesaplamalarda IRAF programının sonuçları test edilmiştir.
- En uygun bias görüntü sayısı 20 civarında olup bundan daha fazla sayıdaki bias görüntülerinin birleştirilmesi ile ortalama değere ilişkin standart sapma değerinde fazla değişme olmamaktadır. İndirgeme sürecinde bias görüntüleri tayfsal görüntülerden çıkarıldığından bias üzerinde bulunan hata sonuç tayflara ilave olarak eklenir.
- En uygun flat görüntü sayısı benzer şekilde 20 olarak belirlenmiştir. İndirgeme sürecinde tayfsal görüntüler, flat görüntüsünden bias görüntüsü çıkarıldıktan sonra normalize edilerek bölündüğünden sonuç tayflara kesirsel olarak etkide bulunur.
- Tayfların birleştirilerek (coadded) incelenmesi sinyal-gürültü oranının önemli ölçüde artmasına neden olmuştur.

- Orderların mavi, kırmızı ve merkez bölgelerine ilişkin S/G değerlerinin incelenmesinden; merkezi bölgenin en yüksek S/G değerlerine sahip olduğu, mavi kanadın kırmızı kanada göre daha yüksek S/G değerlerine sahip olduğu görülmüştür. Böylece zayıf çizgilerin belirlenmesi merkez bölgesinde en iyidir. Bu durum özellikle CNO, ağır elementler ve nadir toprak elementlerine ait zayıf çizgilerin tespit edilip tanımlanmasında önemlidir.
- Yüksek ayırma gücüne sahip tayfların karşılaştırılması TUG ve DAO'da gözlenen 4 Lac ve ν Cep yıldızları için gerçekleştirilmiştir. Çizgi eşdeğer genişliklerinin karşılaştırılması eşel orderlarının merkeze yakın bölgelerinde bulunan çizgiler için yapılabilmiştir. Özellikle order kenarlarına rastlayan bölgelerde yüksek gürültü nedeniyle zayıf çizgiler tespit edilememiş ve/veya ölçülememiştir. RTT150 CET için elde edilen eşdeğer genişlik değerleri DAO'nunkinden yaklaşık olarak %0.9 kadar daha küçüktür. Orderların mavi ve kırmızı kanatlarındaki S/G değerleri çizgi profili ölçümü için yeterli değildir. Bir order'in tüm çizgileri 50 ile 55'nci orderlarda en iyi tespit edilebilmiştir.
- Order merkezi civarında S/G~200+ olması durumunda tayfsal analizler için çizgi profili ölçümünün yeterli olduğu fakat zayıf çizgilerin incelenebilmesi için orderların çoğu için S/G değerinin 200'den daha yüksek olması gerektiği görülmüştür.
- Bu çalışmada ν Cep yıldızı için tanımlanmış metal çizgilerinin Doppler kaymasından radyal hız değişimi -21.07±1.79 km/sn (bkz. Şekil 12) olarak belirlenmiştir. Yüce [5,6] 1999-2000 yıllarına ait DAO tayflarından bu yıldızın radyal hız değerlerini -11 ile -26 km/sn olarak hesaplamıştır.



Şekil 12. *ν Cep yıldızının RTT150 eşel tayfından ölçülen radyal hızlar.*

Kaynaklar

[1] Gulliver, A. F., & Hill, G. (2002), "*A Customized Spectroscopic CCD Reduction Package*", 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

[2] Hill, G., Fisher, W. A., & Poeckert, R. 1982a, "*The Reduction of Spectra - Part Two - Vline - an Interactive Line Fitting Spectrophotometric Reduction Program*", Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria, 16, 27

[3] Hill, G., Fisher, W. A., & Poeckert, R. 1982b, "*The Reduction of Spectra - Part Three - Reduce - an Interactive Spectrophotometric Program*", Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria, 16, 43

[4] 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

[5] Yüce, K. 2003, "4 *Lac and ν Cep Yıldızlarının Tayfsal Analizleri*", Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi, Ankara

[6] Yüce, K. 2005, "*Spectral Analysis of 4 Lacertae and nu Cephei*", Baltic Astronomy, 14, 51-82.

Teşekkür
Bu çalışmada yıldızların belirlenmesi sürecindeki literatür aşaması kısmında SIMBAD veritabanı (Strasbourg, Fransa) kullanılmıştır. Sağladığı gözlem olanaklarından (gözlem zamanı, teleskop, ulaşım, konaklama) dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Müdürlüğü'ne ve gece gözlemcisi Murak Parmaksızıoğlu'na teşekkür ederiz.

DEĞEN ÇİFT FU DRACONİS'İN IŞIK EĞRİSİ ÇÖZÜMLEMESİ

Naci ERKAN, Ahmet ERDEM, Caner ÇİÇEK

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi, Terzioğlu Yeni Yerleşkesi, 17040, Çanakkale

Özet

FU Dra, HIPPARCOS (ESA, 1997) uydusu tarafından değişim gösterdiği keşfedilen, kısa dönemli (P=0,3067 gün), W-alt türü bir W UMa değen çiftidir. Bu çalışmada, sistemin yeni gözlemleri, Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde 40 cm'lik Cassegrain-Schmidt teleskoba bağlı SBIG STL-1001E CCD kamerasıyla 2008 gözlem sezonunda yapılmıştır. Sistemin B, V, R ve I süzgeçlerinde ışık eğrileri elde edilmiş ve Rucinski ve ark. (2000)'ın dikine hız eğrileri ile birlikte Wilson-Devinney (WD) modeli (Wilson and Devinney 1971, Wilson 1992) ile eşzamanlı olarak çözümlenmiştir. Dizgenin mutlak parametreleri hesaplanmış ve bileşenlerin HR çizgesindeki konumları tartışılmıştır. Yörünge dönemi değişimi incelenmiş ve güncel ışık öğeleri bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: Yıldızlar: çiftler: yakın: örten: FU Dra

Abstract

FU Dra is a short period (P=0,3067 days) W-type subgroup of W UMa-type contact binary first discovered by HIPPARCOS (ESA, 1997). In this study, the new CCD BVRI observations of the system were made using SBIG STL-1001E CCD camera attached to the 40 cm Cassegrain-Schmidt telescope at the Çanakkale Onsekiz Mart University Ulupınar Observatory (UPO) during the 2008 observing season. BVRI light curves of the system were obtained and radial velocity curves from Rucinski et al. (2000) analysed simultaneously using the Wilson-Devinney (WD) model (Wilson and Devinney 1971, Wilson 1992). The absolute parameters of the system was calculated and the position in the HR diagram of the components of FU Dra was discussed. Orbital period variation was studied and new set of light elements were found.

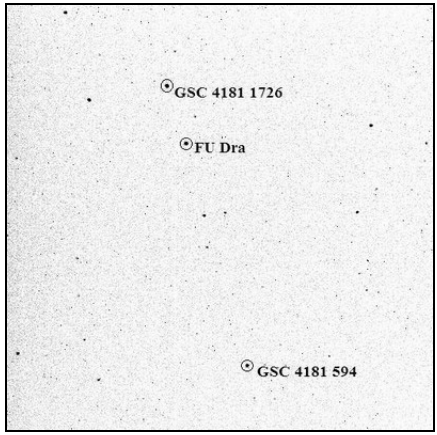
Key words: Stars: binaries: close: eclipsing: FU Dra

1.Giriş

FU Dra (HIP 076272, GSC 04181-00673, V=10^{m}.48), HIPPARCOS (ESA, 1997) uydusu tarafından değişim gösterdiği keşfedilen, kısa dönemli (P=0,3067 gün), W-alt türü bir W UMa değen çiftidir. Dizgenin büyük öz hareketi Lee (1984a, 1984) tarafından duyurulmuş ve Hipparcos projesinde sağ açılık ve dik açıklık bileşenleri μ_α=-255.85±1.17 mys.y^{-1} ve μ_δ=15.62±1.12 mys.y^{-1} olarak ölçülmüştür. Rucinski ve ark. (2000) dizgenin F8V tayf türünde ve W-alt türünden çift çizgili tayfsal değen çift olduğunu bulmuşlar ve tayfsal elemenlarını ölçmüşlerdir. (γ=-11.4 km.s^{-1}, K_1=70.4 km.s^{-1}, K_2=280.8 km.s^{-1}, q=3.989, $(M_1+M_2)sin^3i$=1.38 $M_{Güneş}$) Dizgeye ait ilk fotoelektrik çalışma (B ve V süzgeçlerinde) Vanko ve ark. (2001) tarafından yapılmış ve dizgenin mutlak parametreleri belirlenmiştir. Daha sonra Zola ve ark. (2005) ve Kaithchuck ve ark. (2006) tarafından CCD gözlemleri yapılmış ve çözümleri verilmiştir.

2.Gözlemler ve İndirgeme

Dizgeye ait fotoelektrik CCD gözlemleri; Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde (ÇUG) sırasıyla 2005 ve 2008 gözlem sezonlarında, 30 ve 40 cm'lik Cassegrain-Schmidt teleskoplara bağlı, SBIG ST 10X-M ve SBIG STL-1001E CCD kameralarıyla, BVR ve BVRI süzgeçlerinde yapılmıştır. Çözümleme için kullanılan 2008 gözlemleri 17 ve 18 Temmuz gecelerinde, BVRI süzgeçlerinde sırasıyla 20s, 10s, 7s, 7s poz süreleriyle yapılmıştır. Örnek CCD görüntüsü Şekil 1'de verilmiştir. Görürntü ≈22x22 yay dakikası boyutlarında olup, piksel başına görüntü ölçeği ≈1.29 yay saniyesi mertebesindedir.



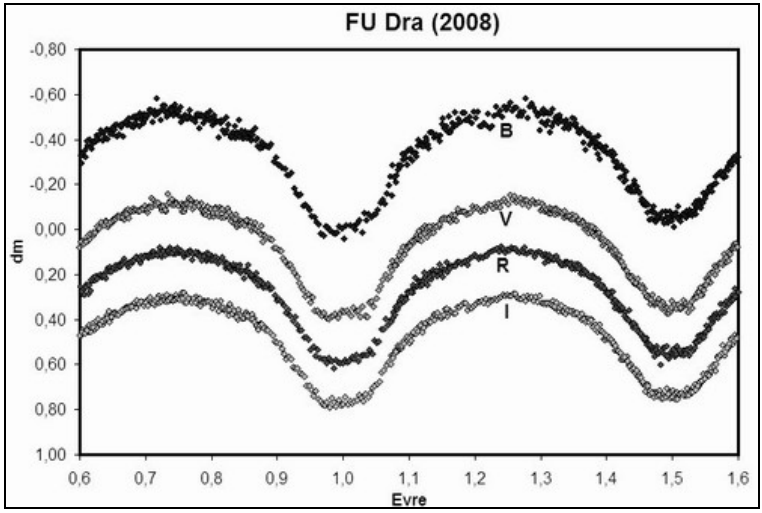
Şekil 2 *FU Dra örten çiftinin V süzgecinde 18/07/2008 gözlem gecesinde alınan örnek CCD görüntüsü.*

Gözlemlerin indirgenmesinde karşılaştırma yıldızı olarak GSC 4181 1726 ve denet yıldızı olarak da GSC 4181 594 kullanılmıştır. Gözlenen yıldızlara ait özellikler Çizelge 1'de özetlenmiştir.

Çizelge 1 Değişen, karşılaştırma ve denet yıldızlarına ait bilgiler.

Yıldızın Adı	α_{2000}	δ_{2000}	**V(kadir)**	**B-V (kadir)**
FU Dra	$15^{sa}\,34^{dk}\,45^{s}.210$	$+62^{o}\,16'\,44''.28$	10.48	0.6
GSC 4181 1726	$15^{sa}\,34^{dk}\,38^{s}.210$	$+62^{o}\,13'\,50''.10$	10.60	1.3
GSC 4181 594	$15^{sa}\,35^{dk}\,05^{s}.449$	$+62^{o}\,27'\,56''.84$	10.80	0.7

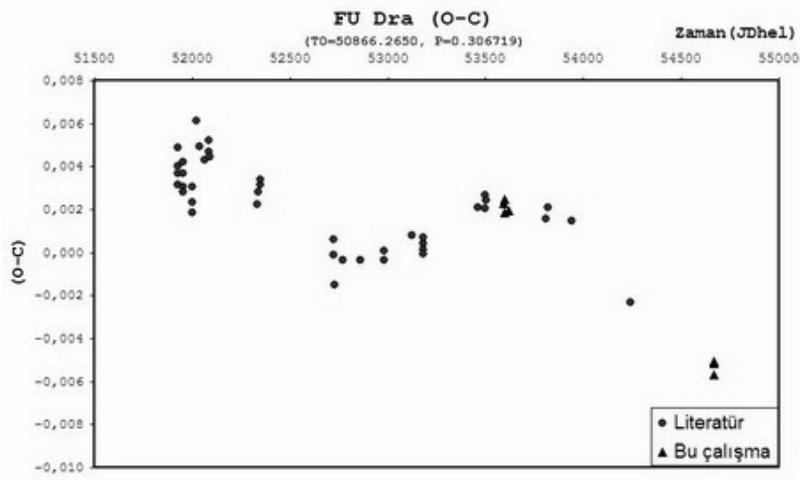
İki farklı gözlem döneminde yapılan gözlemlerde dört süzgeçte toplam 3636 gözlem noktası ölçülmüş ve bunlardan 2008 sezonunda gözlenen 2048 tanesi (B'de 508, V'de 517, R'de 514, I'da 509 tane olmak üzere) çözümleme için kullanılmıştır. Gecelik indirgemelerde C-MUNIPACK yazılımı kullanılmış (David Motl, 2003), değişen ve karşılaştırma yıldızı arasında fark fotometrisi yapılmıştır. Aynı zamanda, karşılaştırma yıldızının ışık değişmezliği denet olarak seçilen yıldızla da kontrol edilmiştir. İndirgeme sonucunda BVRI süzgeçlerinde elde edilen ve çözümlemede kullanılan 2008 yılı ışık değişim eğrileri Şekil 2'de verilmiştir.



Şekil 3 *FU Draconis'in BVRI süzgeçlerinde elde edilen 2008 yılı ışık eğrileri.*

3. Dönem Analizi

Dizgenin 2005 ve 2008 yıllarında yapılan gözlemlerinde ikisi Min I ve beşi Min II olmak üzere toplan yedi adet Min zaman elde edilmiştir. Bu gözlemlerle literatürde verilen diğer Min zamanları birleştirilerek dizgenin O-C değişim grafiği çizilmiştir. (Şekil 3)



Şekil 4 *FU Draconis'in O-C değişimi.(T_0 ve P değerleri Kaitchuck ve ark.(2006)'dan alınmıştır.)*

İlk bakışta, her ne kadar dizgeye ait dönemli bir değişim olabileceği söylenebilse de, yedi yıllık gözlem zamanı, dönem değişimine neden olabilecek süreçlerin anlaşılıp belirlenmesi için yeterli bir süre değildir. Bu nedenle dizgeye ait dönem değişim çözümlemesi, sadece son üç yılı içine alacak şekilde ve doğrusal yaklaşımla yapılmış, son zamanlar için geçerli olan doğrusal ışık öğeleri:

$$\text{HJD Min I} = 2454666.5085(\pm 4) + 0^{g}.3067170(\pm 1)$$

olarak bulunmuştur.

4. Fotometrik Analiz

FU Draconis'in ışık eğrilerinin çözümü için Wilson-Devinney programının (Wilson & Devinney , 1971) 1992 versiyonu kullanılmıştır. Girdi verileri olarak alınan, bu çalışmada elde edilen 2008 yılı BVRI ışık eğrileri (toplam 2048 nokta), Rucinski ve ark. (2000) tarfından elde edilen dikine hız eğrileri üzerine eş zamanlı olarak uygulanmıştır.

Dizgeye ait fiziksel ve geometrik özelliklerin belirlenmesi için kullanılan sentetik çözüm modelinin genel özelliği olarak, bazı fiziksel öğeler çözüm boyunca sabit tutulurlar. Buna göre, baş bileşenin (baş bileşen, Min I evresinde tutulan bileşen olarak tanımlanır ve FU Draconis için bu bileşen küçük kütleli bileşendir) sıcaklığı, T_1=6100 K (Zola ve ark., 2005); bileşenlerin ışığı yansıtma özelliklerini tanımlayan bolometrik albedolar, konvektif atmosferler için A_1= A_2=0.5 (Rucinski, 1969); bileşenlerin çekim kararma katsayıları, konvektif atmosferler için g_1=g_2=0.32 (Lucy, 1967) olarak sabit alınmıştır. Bileşenlere ait kenar kararma katsayıları Diaz-Cordoves ve ark. (1995) tablolarından alınmış ve çözümleme boyunca her iterasyon adımından sonra yeni değerlere güncellenmiştir. Dizgenin W-alt türünden bir değen çift olması, yani baş minimumun sıcak fakat küçük kütleli bileşenin, soğuk ve büyük kütleli bileşen tarafından örtülmesi, örten çift bileşenlerin genel özelliklerine ters düşse de, bu sorun kütle oranının Wilson-Devinney programına ters girilmesiyle giderilir. Dizgeye ait kütle oranı Rucinski ve ark. (2000) tarafından q=3.989(±30), Zola ve ark. (2005) tarafından da q=3.756 olarak verilmiştir.

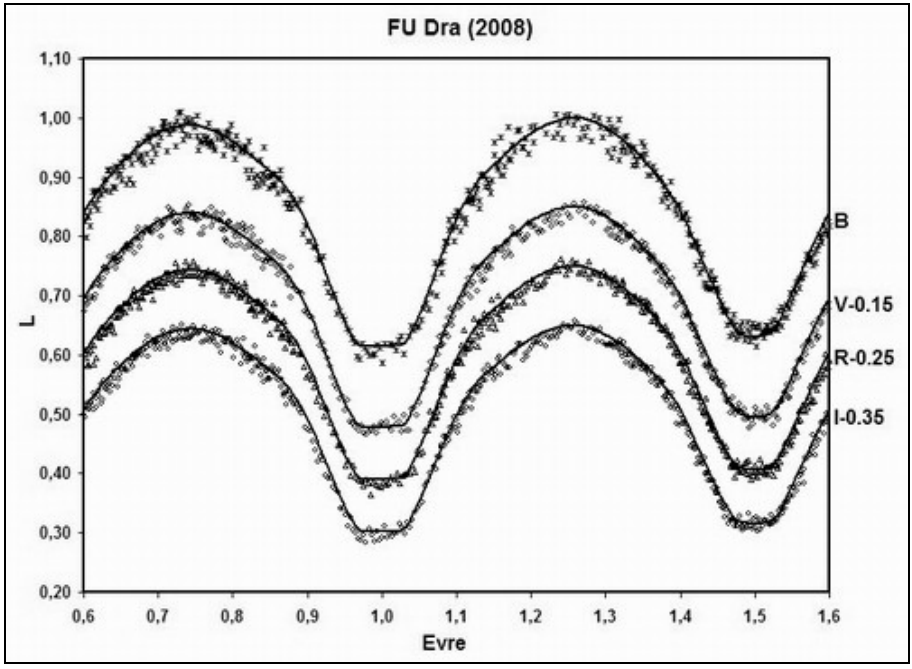
Dizgenin çözümü için Wilson-Devinney programının DC (Differential Corrections) alt programı MODE 3 kullanılarak

çözülmüştür. Bu MOD'da çift, değen olabilir ama farklı yüzey parlaklıklarına sahiptirler, yani ısısal değme olmaksızın geometrik olarak değen çifttirler.İkinci bileşenin yüzey sıcaklığı (T_2), bileşenlerin yüzey potansiyelleri ($\Omega_1 = \Omega_2$), birinci bileşlenin yüzey ışıtması (L_1), kütle oranı ($q=m_2/m_1$), dizgenin göreli yörüngesinin eğikliği (i), göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu (a), evre kayması (Pshift) ve dizgenin ortak kütle merkezinin dikine hızı ($V\gamma$) değerleri programda değişken öğeler olarak kabul edilmiştir. Işık eğrisinde görülen asimetri, özellikle de 0.25 evre civarına karşılık gelen Max I seviyesinin, Max II'den ≈0.02 kadir daha parlak oluşu (O'Connel etkisi), konvektif atmosferden kaynaklanan soğuk leke modeli ile açıklanabilir. Böylesi durumlarda, ışıtmaya katkısı daha büyük olan bileşen (ikinci) üzerindeki soğuk leke modeli ile ışık eğrisinin daha iyi modellendiği bilinmektedir. Tüm bu yaklaşımlarla, uygun başlangıç değerleri ile DC programı çalıştırılmış ve çözüme gidilmiştir. Bulunan sonuçlar Çizelge 2'de özetlenmiştir.

Çizelge 2 FU Draconis'in ışık eğrileri ve dikine hız eğrilerinin eş zamanlı Wilson&Devinney çözüm sonuçları.

Öğe	**Değer**
i (^{o})	80.768(±241)
q	3.75395(±388)
T_1 (K)	6100
T_2 (K)	5830(±7)
$\Omega_1 = \Omega_2$	7.5203(±74)
a ($R_\odot$)	2.2114(±63)
$V\gamma$ (km/s)	-10.80(±51)
Pshift (Evre)	-0.0008(±2)
$L_1/(L_1+L_2)$ (B)	0.2753(±13)
$L_1/(L_1+L_2)$ (V)	0.2693(±11)
$L_1/(L_1+L_2)$ (R)	0.2643(±10)
$L_1/(L_1+L_2)$ (I)	0.2574(±8)
$r_{1(mean)}$	0.2763(±4)
$r_{2(mean)}$	0.5031(±4)
Leke Enlemi (^{o})	42.93
Leke Boylamı (^{o})	262.60
Leke Yarıçapı (^{o})	12.50
Leke Sıcaklık Faktörü ($T_{Leke}/T_{Yıldız}$)	0.883

Bulunan bu değerlere göre dizgenin kuramsal eğrileri, gözlem noktaları ile birlikte Şekil 4'te gösterilmiştir.



Şekil 5 *FU Draconis'in normalize edilmiş ışıtma değerindeki gözlem noktalarına karşılık kuramsal eğrileri.*

Bu çözümleme sonuçlarına göre, dizgenin 0.75 evredeki görünümü Şekil 5'te verilmiştir.

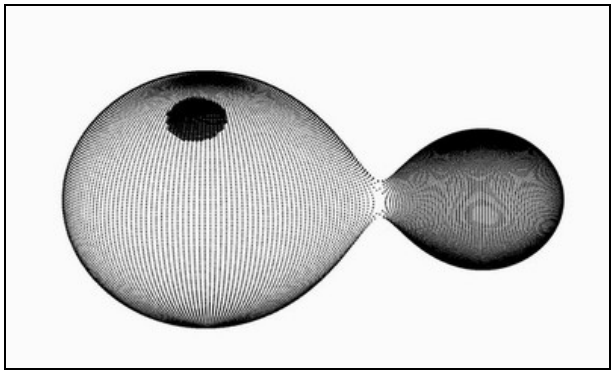
5. Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada FU Draconis örten çiftinin dönem değişimi incelenmiş ve ışık eğrisi çözümlemesi yapılmıştır.

Dizgenin dönem değişimini görmek için, literatürdeki Min zamanlar ile gözlemlerden elde edilen Min zamanları birleştirilerek dönem düzeltmesi yapılmış ve güncel öğeler bulunmuştur.

Işık eğrisi çözümlemesi için; 2008 yılında BVRI süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri, literatürden alınan çift çizgili tayfsal dikine hız eğrileri ile eş zamanlı çözüme sokulmuş ve dizgeye ait fiziksel

öğeler bulunmuştur. Işık eğrilerindeki asimetri, konvektif atmosferden kaynaklanan soğuk leke modeli ile açıklanmıştır.



Şekil 6 *FU Draconis'in 0.75 evredeki genel görünümü.*

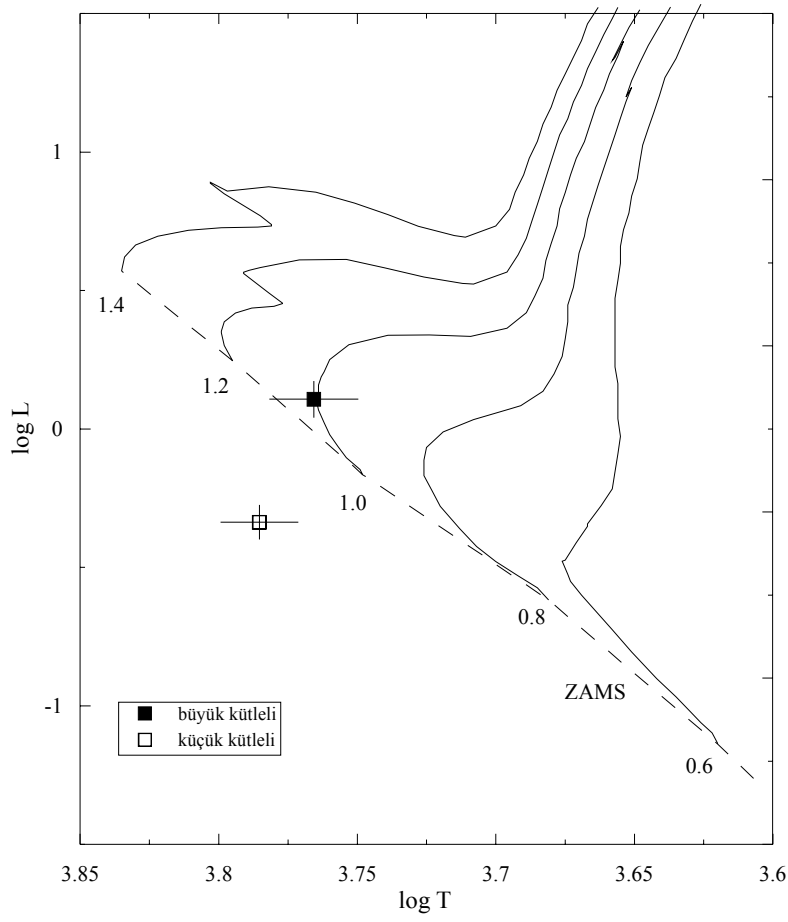
Dizge yüzey potansiyelinin birinci Roche şişiminden taşma miktarı etkisi (fill-out factor);

$f = \dfrac{\Omega - \Omega_{iç}}{\Omega_{dis} - \Omega_{iç}}$ eşitliği ile tanımlıdır ve çözümleme sonucunda bulunan değerlerlere göre; f=0.1231 yani taşma etkisi %12'dir.

Dizgeye ait salt öğeleri, WD çözümüyle bulunan öğeler ve temel formüller yardımıyla hesaplanmıştır. Hesaplamalarda Güneş'e ait T_{eff}=5780 K, M_{bol}=4^m.75 ve BC=-0.14 değerleri Popper (1980)'den, bileşenlere ait bolometrik düzeltmeler BC_1=-0^m.05357 ve BC2=-0^m.06643 değerleri de Zombeck (2006) tablolarından alınmıştır. Gökada sönümlemesi E(B-V)=0^m olarak kabul edilmiştir.

Çizelge 3 FU Draconis'in salt öğeleri.		
Öğe	**Birinci Bileşen**	**İkinci Bileşen**
m ($M_\odot$)	0.325(±3)	1.222(±12)
R ($R_\odot$)	0.611(±3)	1.112(±4)
L ($L_\odot$)	0.463(±65)	1.281(±194)
M_{bol}	5.59(±15)	4.48(±16)
M_v	5.64(±15)	4.55(±16)
log g (cm/s^2)	4.38	4.43
d (pc)	180 (±14)	

Dizgenin, hesaplanan salt öğelerine göre HR çizgesindeki konumları Şekil 6'da gösterilmiştir.



Şekil 6 *FU Draconis değişen dizgesinin bileşenlerinin HR çizgesindeki konumları.*

Çizgede kesik çizgiyle gösterilen ZAMS (Sıfır Yaş Anakolu) ve evrim yolları, Girardi ve ark. (2000)'nın düşük ve orta kütleli yıldızların evrim yolları çalışmasından alınmış ve dizgenin Güneş kimyasal bolluğunda olduğu kabul edilmiştir. Çizgeden de görüleceği gibi, büyük kütleli bileşenin ışıtması, kendi kütlesine göre (m_2=1.22 $M_\odot$) kuramsal modelden beklenene göre daha az çıkmaktadır. Buna

karşılık, küçük kütleli bileşenin ışıtması, beklenenden çok daha büyük çıkmaktadır. Bu her ne kadar standart tek yıldız evrimi modellerine ters düşse de, değen çiftlerde bu durum büyük kütleli bileşenden küçük kütleliye enerji transferi ile açıklanabilir. Özellikle küçük kütleli bileşenin sıcaklığındaki bu yüksek değer, tek bir yıldız olma durumundaki sıcaklık değil, fakat dizgenin sahip olduğu ortak zarfın sıcaklığı olduğu şeklinde açıklanabilir. (Hilditch, 2001)

6. Kaynaklar

Bakis, V.; Bakis, H.; Erdem, A.; Cicek, C.; Demircan, O.; Budding, E., 2003, IBVS 5464

Diethelm, R., 2006, IBVS 5713

Drozdz, M.; Ogloza, W., 2005, IBVS 5623

Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C. 2000, A&AS, 141, 371

Hilditch, R.W. 2001, An Introduction to Close Binary Stars, Cambridge University Press

Hubscher, Joachim, 2007, IBVS 5802

Kaitchuck, R. H.; Hill, R. L.; Corn, A. P.; Gevirtz, J.; Levell, K. L.; Valenti, T. L., 2006, JAVSO, 34, 165

Lee, S.-G., 1984, AJ, 89, 702

Lee, S.-G., 1984, AJ, 89, 720

Luboš Brát, Miloslav Zejda , Petr Svoboda, October 2007, Open European Journal On Varıable Stars, ISSN 1801-5964

Lucy, L.B. 1976, ApJ, 205, 208

Nelson, R. H., 2007, IBVS 5760
Parimucha, S.; Vanko, M.; Pribulla, T.; Hambalek, L.; Dubovsky, P.; Baludansky, D.; Petrik, K.; Chrastina, M.; Urbancok, L., 2007, IBVS 5777

Pribulla, T.; Baludansky, D.; Chochol, D.; Chrastina, M.; Parimucha, S.; Petrik, K.; Szasz, G.; Vanko, M.; Zboril, M, 2005, IBVS 5668

Popper, D.M. 1980, ARA&A, 18, 115

Rucinski, Slavek M.; Lu, Wenxian; Mochnacki, Stefan W., 2000, AJ, 120, 1133

Vanko, M.; Pribulla, T.; Chochol, D.; Parimucha, S.; Kim, C. H.; Lee, J. W.; Han, J. Y., 2001, CoSka, 31, 129

Wilson, R.E., Devinney, E.J. 1971, ApJ, 166, 605

Wilson, R.E. 1992, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model, Revision of 1992: May, University of Florida

Zejda, Miloslav, 2004, IBVS 5583

Zola, S.; Kreiner, J. M.; Zakrzewski, B.; Kjurkchieva, D. P.; Marchev, D. V.; Baran, A.; Rucinski, S. M.; Ogloza, W.; Siwak, M.; Koziel, D.; Drozdz, M.; Pokrzywka, B., 2005, AcA, 55, 389

Zombeck, M. V., 2006, Handbook of Astronomy and Astrophysic 3rd Edition, Cambridge, UK: Cambridge University Press

YENİ BİR KÜÇÜK KÜTLELİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZ: NSVS 02502726

Ö. ÇAKIRLI[1], C. GÜNGÖR[1], C. İBANOĞLU[1]
[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir

Özet

Bu çalışmada, çift çizgili örten çift yıldız olan NSVS 02502726 (2MASS J08441103+5423473)'nın *R* ve *I* renklerinde fark fotometrisini ve optik tayfını sunuyoruz. İki renk ışık eğrileri ve dikine hızlar sistemde her iki bileşenin de kütle ve yarıçap değerini ayrı ayrı duyarlı bir şekilde belirlemeyi olanaklı kılar. Çözüm sonuçları, NSVS 02502726 dizgesinin baş ve yoldaş bileşenlerinin dairesel yörüngede 0.56 gün yörünge dönemiyle dolandığını gösterir. Bileşenlerin kütlesi M_1=0.714±0.019 $M_\odot$ ve M_2=0.347±0.012 $M_\odot$ olarak belirlenmiştir. Bileşenlerin her ikisi de R_1=0.645±0.006 $R_\odot$ ve R_2=0.501±0.005 $R_\odot$ ile geniş yarıçapa sahiplerdir. Bileşen yıldızların yarıçap ve kütle değerleri sırasıyla %1 ve %3 duyarlılık ile tespit edildi. Yoldaş bileşenin yarıçap değeri, diğer küçük kütleli yıldızlarda da görüldüğü gibi, modellerin tahminlerinden dikkat çekecek derecede fazla çıkmıştır. Güçlü H_α salmaları ve *R* ve *I* ışık eğrilerinde tutulmalar dışı dalga benzeri bozulma, muhtemelen her iki bileşen yüzeyindeki geniş leke bölgelerinden kaynaklanmaktadır. Dizgenin uzaklığı *BVRIJHK* parlaklıklarından 173±8 pc olarak hesaplandı. Bileşenlerin salt parametreleri her iki bileşenin de sıfır yaş anakoluna çok yakın yıldızlar olduğunu işaret etmiştir. Yıldız evrim modelleriyle yapılan karşılaştırmalar, yıldızların alt-anakol evrelerinin son basamağında ya da hidrojen yakmaya başladıklarına dayanarak yaşı sırasıyla 64 ya da 1860 Myr olarak verir.

Anahtar Kelimeler: *yıldızlar:aktivite-yıldızlar:temel parametreler-yıldızlar:*
Küçük kütle-yıldızlar:çift yıldılar:örten çift yıldızlar

Abstract

We present optical spectroscopy and extensive *R* and *I* differential photometry of the double-lined eclipsing binary NSVS 02502726 (2MASS J08441103+5423473). Simultaneous solution of two-band light curves and radial velocities that permits determination of precise emprical masses and radii for both components of the system. The analysis indicates that the primary and secondary components of NSVS 02502726 are in a circular orbit with 0.56-day orbital period and have stellar masses of M1=0.714±0.019 $M_{\odot}$, and M2=0.347±0.012 $M_{\odot}$. Both of the components have large radii, being R1=0.645±0.006 $R_{\odot}$, and R2=0.501±0.005 $R_{\odot}$. The principal parameters of the mass and radius of the component stars are found with an accuracy of 3% and 1%, respectively. The secondary component's radius is significantly larger than model predictions for its mass, similar to what is seen in almost all of the other well-studied lowmass stars which belong to double-lined eclipsing binaries. Strong Hα emission cores and considerable distortion at out-of-eclipse light curve in both *R* and *I* bandpasses, presumably due to dark spots on both stars, have been taken as an evidence of strong stellar activity. The distance to system was calculated as 173±8 pc from the *BVRIJHK* magnitudes. The absolute parameters of the components indicate that both components are very close to the zero-age main-sequence. Comparison with current stellar evolution models gives ages of 64 or 1860 Myr, depending on whether the stars are considered to be in the final stages of pre-main-sequence contraction or burning hydrogen on the main-sequence.

Key Words: *stars:activity-stars:fundamental parametersstars: low mass-stars:binaries:eclipsing*

1. GİRİŞ

Örten çift yıldızları kullanarak küçük kütleli yıldızların fiziksel parametrelerini belirleyen birçok çalışma, kuram ve gözlem arasında belirgin bir farklılığa işaret eder. Küçük kütleli yıldızların yarıçap ölçümleri örten çift yıldızlardan ve tek yıldızlar için interferometre ile yapılabilir. Bu ölçümler gözlenen yarıçapların kuramdan daha büyük

olduğunu açık bir şekilde göstermiştir. Diğer yandan gözlenen sıcaklıklar model tahmininden daha küçük çıkmaktadır. Bu farklılık, büyük yarıçap ve düşük sıcaklık, genel olarak güçlü yıldız aktivitesi ile açıklanır.

Küçük kütleli yıldızların fiziksel parametrelerini elde etmek oldukça zordur. En iyi kaynak çift çizgili örten çiftlerdir ancak bu sistemler sadece çok ender olmayıp aynı zamanda çok sönüklerdir. Bu nedenle tespit edilmeleri oldukça zordur. Coughlin & Shaw (2007)'da vurgulandığı gibi 2003'ten önce yalnızca üç tane küçük kütleli çift çizgili örten çift yıldız biliniyordu: CM Dra (Lacy 1977, Metcalfe ve ark. 1996), YY Gem (Leung & Schneider 1978, Torres & Ribas 2002) ve CU Cnc (Delfosse ve ark. 1999, Ribas 2003). Takip eden altı yıl içinde bu sayı üçe katlandı: BW5 V038 (Maceroni & Montalban 2004), TrES-Her 0-07621 (Creevey ve ark. 2005), GU Boo (Lopez-Morales & Ribas 2005), 2MASS J05162281+2607387 (Bayles & Orosz 2006), NSVS 01031772 (Lopez-Morales ve ark. 2006), UNSW-TR-2 A ve B (Young ve ark.2006) ve NGC 1647 kümesindeki 2MASS J04463285 A ve B (Hebb ve ark. 2006). Hemen ardından, Coughlin & Shaw (2007) tarafından yedi yeni küçük kütleli örten çift yıldız keşfedildi. Lopez-Morales ve ark. (2006)'da 34 yıldıza dayanılarak manyetik aktivite seviyesi metal bolluğu ve yarıçaplar arasındaki olası ilişkiler tartışıldı. Ribas ve arkadaşları (Ribas ve ark. 2003, Morales ve ark. 2008) küçük kütleli yıldızların sistematik bir biçimde daha büyük yarıçaplı ve daha soğuk olmasına kuramsal hesaplamalar getirdi. Fakat, küçük kütleli yıldız ışıtmalarında model ve gözlem arasında belirgin bir fark bulunamamıştır.

Kesin bir şey vardır ki o da; iyi çalışılmış küçük kütleli çift yıldız sayısının artmasının gerekliliğidir. Bundan dolayı yeni yıldızların çalışılması çok kullanışlı olacaktır. NSVS 02502726 dizgesindeki ışık değişimi Northern Sky Variability Survey'den alınan verilerle Wozniak ve ark. (2004) tarafından keşfedildi. Ayrıca Coughlin ve Shaw (2007) tarafından bu yıldızın örten çift yıldız olduğu tespit edildi. İlk çalışma iki farklı küçük kütleli yıldızın bu dizgeyi oluşturduğunu göstermektedir ve görsel parlaklığı $V_{rotse}=13^{m}.41$, dönemi de yaklaşık 0.6 gün olarak belirlenmiştir. Bu çalışma tayfsal bir veri olmadan sadece ışıkölçüme dayanıyordu.

Bu yayında, NSVS 02502726 dizgesinin fotometrik ve tayfsal çalışmasını sunuyoruz. Bileşenlerin temel parametrelerini duyarlı bir

şekilde elde ettik. Elde edilen sonuçları kuramsal evrim modelleriyle karşılaştırdık.

2. GÖZLEMLER

2.1. Fark Fotometrisi

Bu çalışmada NSVS 0250'nin Bessel *R* ve *I* renklerinde fotometrisini yaptık. Fotometrik duyarlılık (birkaç milimagnitude) ve evre dağılımı (1000'in üzerinde gözlem noktası ile), ışık eğrisi parametrelerinin elde edilmesini olanaklı kılar. Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde Ocak-Şubat 2008 tarihlerinde 40 cm.lik teleskop ile yapıldı. Teleskop, Apogee k^2 CCD ve standart Bessel *R* ve *I* filtreleri donanımı ile kullanılmıştır.

Takılı kamera donanımı ile 11'.3×11'.3 genişliğinde bir görüntü alanı sağlanır. NSVS 0250, çevresindeki yakın tayf türü yıldızlara oranla sönük bir hedeftir. En iyi duyarlılığı elde etmek için, NSVS 0250'yi CCD merkezine yerleştirerek, aynı görüntü içinde benzer parlaklıkta iki yıldız daha gözledik. Mukayese yıldızı olarak GSC 3798-1250 seçildi. Bu yıldız NSVS 0250'den 1'.479 uzaklıkta bulunmaktadır. Denet yıldızı olarak ise mukayeseden ve değişen yıldızdan uzaklığı sırasıyla 3'.047 ve 2'.629 olan GSC 3798-1234 kullanıldı. Her iki yıldızın da gözlemler sırasında parlaklık değişimi olup olmadığı tespit edildi ve sabit oldukları görüldü.

Poz süresi 10s verilerek *R* filtresinde toplam 1190 ve *I* filtresinde toplam 1235 gözlem noktası elde edildi. Gözlemler, her filtrede çiftin tüm yörüngesini kapsanmaktadır. Standart IRAF programı, elektronik gürültünün çıkartılması ve düz alan düzeltmesi yapılması için kullanıldı. IRAF'ta *imalign* taskı, yıldız görüntülerindeki pikseller arası farkın giderilmesi için kullanıldı ve tüm CCD görüntüleri aynı göreli koordinat sistemine yerleştirildi. Veriler, diğer bir alt program *phot* kullanılarak indirgendi.

2.2. Yörünge Dönemi ve Tutulma Zamanı

Coughlin & Shaw (2007), NSVS 0250'nin de olduğu yedi küçük kütleli ayrık dizgeyi, Southern Association For Research in Astronomy (SARA) 0.9 m.lik teleskop ve Johnson *V*, *R* ve *I* filtrelerinde gözledi. NSVS 0250 için yörünge dönemi ve T_0 ilk olarak bu gözlemlerden belirlendi. Yörünge dönemi P=0.559772±0.000007 ve T_0 (HJD)=2453692.0280±0.0003 olarak en küçük kareler fiti ile

hesaplandı. NSVS 0250'nin dönemini duyarlı bir şekilde elde etmek için, minimum zamanları literatürden toplandı ve elde edilen yeni 8 minimum zamanı da eklenerek bu çalışma yapıldı. Bu 8 minimum zamanının dördü yan dördü de baş minimumdur. Tutulma merkezleri 6. derece polinomal fit uygulanarak hassas bir şekilde belirlendi. En küçük kareler fiti sonucu yörünge dönemini P=0.559755±0.000001 olarak elde ettik. Bu Coughlin & Shaw (2007) tarafından bulunan değerden 1.5s kısadır. Yeni referans başlangıç zamanı olarak T_0 (HJD) = 2454497.5502±0.0003 elde edildi. Bu durumda yeni ışık ögeleri; *Min I (HJD)= 2454497.5502(3)+0.559755(1)×E.* Bu ışık öğelerini kullanarak baş ve yan minimum arası ortalama evre farkını $\Delta\varphi$=0.4992±0.0008 olarak tespit ettik ki bu dairesel yörüngeye karşılık gelmektedir.

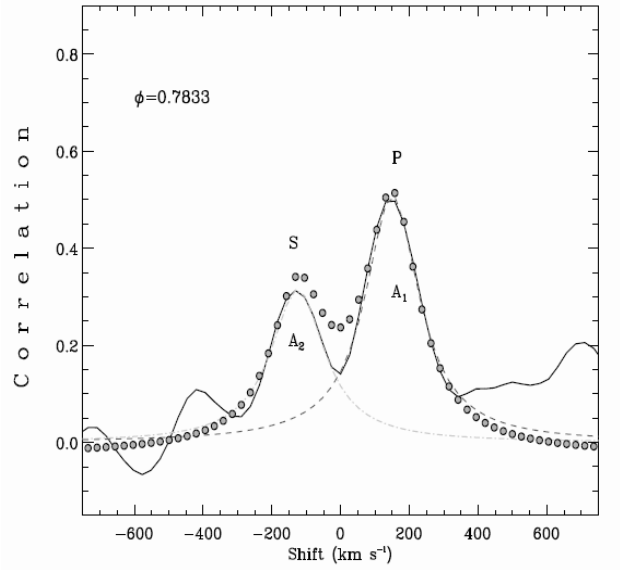
2.3. Echelle Tayfı

NSVS 0250'nin taysal gözlemleri (30 tayf) TFOSC tayfçekeri ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 1.5 m.lik teleskop kullanılarak 21, 22, 23 Şubat 2008 tarihlerinde yapıldı. TFOSC ile birlikte 2048^2 piksellik CCD kullanıldı. Teleskop ve tayfçeker hakkında daha detaylı bilgi http://www.tug.tubitak.gov.tr adresinden elde edilebilir. Her tayfın dalgaboyu aralığı 11 order, 4200-8700 Å, çözümleme gücü 6563 Å'de $\lambda/\Delta\lambda$ 6000 ve sinyal/gürültü oranı (S/N) yaklaşık 140'dır. Ayrıca yüksek S/N oranı ile M cücesi GJ 410 (M0V) ve GJ 361 (M1.5V) yıldızlarının da tayflarını elde ettik ve bu yıldızları dikine hızların elde edilmesi için referans yıldız olarak kullandık (Nidever ve ark. 2002). Model olarak gerçek bir yıldızın kullanılması ile, küçük kütleli yıldızlar için oluşturulan yapay tayflardaki cüce atmosferinden kaynaklanan ve tayfta görülen bazı karmaşalardan kurtulmayı başardık.

Her görüntü için elektronik bias çıkarıldı ve kozmik ışıların temizlenmesi için *crreject* opsiyonu kullanıldı. Sonuçta elde edilen tayflar kozmik ışınlardan büyük oranda temizlendi. Echelle tayfı elde edildi ve Fe-Ar lamba kaynağı kullanılarak IRAF *ECHELLE* paketi ile dalgaboyu kalibrasyonu yapıldı. Standart yıldızlar IRAF *fxcor* taskı kullanılarak birbirleriyle kıyaslandı ve tayfçekerlerin duyarlılığı test edildi. *fxcor* ile ölçülen ve Nidever ve ark. (2002)'den alınan dikine hızlar arasındaki standart sapma yaklaşık 1.1 kms^{-1}'dir.

Bu çalışmada NSVS 0250'nin bileşenlerinin dikine hızları IRAF fxcor taskı (e.g. Tonry & Davis 1979) ile çapraz korelasyon fonksiyonu (CCFs) kullanılarak elde edildi. Model tayf olarak sentetik tayf yerine M cücesi GJ 410 ve GJ 361'in tayfları kullanıldı. Bunun arkasındaki sebep, atmosfer modelleri kullanılarak hesaplanan sentetik tayfda, 0.60-0.65 $M_{\odot}$ kütlelin altındaki yıldızlarda ($T_e \leq 4000$ K) tayfsal çizgi çeşitliliği yerini geniş molekül bandlarına bırakmaktadır. Buna H_2O molekülleri örnek olarak gösterilebilir. Modellerin eksikliğinden uzak durmak için benzer tayf özellikleri gösteren gerçek yıldızları kullandık.

Değişik evrelerdeki CCFs örneklerinden peçelenmemiş iki pik NSVS 0250'nin her bir bileşenine ait çizgiler açıkça görülmektedir. Daha güçlü olan tayfta daha baskın olan yüksek ışıtmalı bileşene aittir. Tayf çizgilerinin ayrı ayrı görüldüğü evrelerde çapraz korelasyon piklerini çözmek için iki Gauss fiti uygulanmıştır.



Şekil 1. *NSVS 0250 ve GJ 410'un φ=0.7833 evredeki model tayfı arasındaki içiçe geçmiş çapraz korelasyon fonksiyonu.*

Ara evrelere yakın evrelerde, baş ve yoldaş bileşene ait soğurma çizgileri 4200 – 6800 Å arasında kolaylıkla ayırt edilebilmektedir. Çözümlerimizi çok sayıda soğurma çizgilerini kapsayan 4200 – 6800 Å aralığında sınırladık. Hataları çok yüksek

olacağından $\mathbf{H_\alpha}$, $\mathbf{H_\beta}$ ve $\mathbf{H_\gamma}$ gibi genişlemiş çizgilerden uzak durduk. CCF piklerini ayırmak için, IRAF *splot* rutininde ayrı ayrı iki Gauss fiti kullanıldı ve her bileşene ilişkin dikine hızlar elde edildi. FWHM'a fit yapılmış ortalama hızlar, sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için 200±12 km s^{-1} ve 190 km s^{-1} olarak bulunmuştur. Şekil 1'de çift Gauss fitine örnek verilmiştir. Gerçekten de, CCFs piklerinin şekilleri ve hızları evreye göre yavaş değişmektedir. Baş ve yoldaş yıldızlara ait çizelgelerin Lorentian profillerindeki alanlar (A_1 ve A_2) ölçülerek, baş ve yoldaş yıldız arasındaki ışıtma oranını 1.613 olarak bulduk. Bu oran kullanılarak $L_1/(L_1+L_2)$=0.617elde edildi.

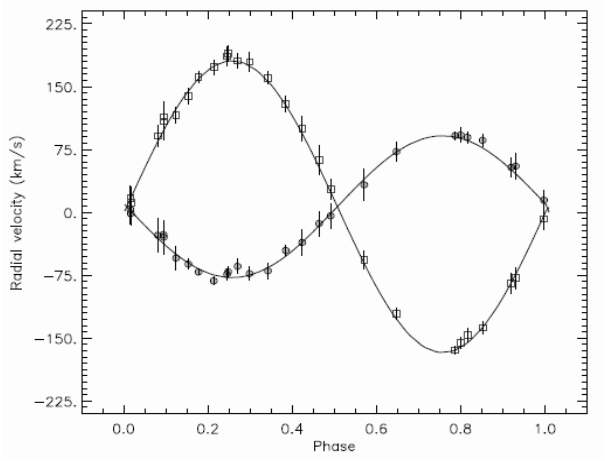
Baş ve yoldaş bileşenin Güneş merkezine indirgenmiş dikine hızları (V_p, V_s) ve yörünge evreleri Bölüm 2.2'de verilen yeni ışık öğeleri kullanılarak hesaplanan evrelerdir. Dikine hız standart yıldızları GJ 410 için -13.9 km s^{-1} (Giese 1991) olan hız değeri kullanılarak Güneş merkezli koordinat sistemine dönüştürülmüştür. Dikine hızlar standart yıldızında orderlarına karşılık gelen hedef yıldızın tayfının #4, #5, #6 ve #7 orderlarından çapraz korelasyon yöntemiyle elde edilen değerlerin ağırlıklı ortalamasıdır. Her ölçümde ağırlık $W_i=1 / \sigma^2_i$ olarak alınmıştır. Standart ağırlıklı hatalar, geleneksel formüle göre (e.g. Topping 1972) her order için dine hızlardaki hatalara (σ_i) dayanılarak hesaplandı. σ_i değerleri, Tonry & Davis (1979) tarafından tanımlandığı gibi fit uygulanmış pik genişliğine göre fxcor tarafından hesaplandı. Gözlem noktaları hata barlarıyla birlikte Şekil 2'te yörünge evresinin bi
fonksiyonu olarak gösterilmektedir. Yarı büyük eksen uzunluğunu a=2.939±0.027 $R_\odot$ ve kütleli baş yıldızın ve daha küçük kütleli yoldaş yıldızın yarı genlikleri sırasıyla K_1=86±3 km s^{-1} ve K_2=177±4 km s^{-1} olarak ölçüldü.

3. ÇÖZÜM

3.1 Sistem Değişkenliği

I ve *R* filtrelerinde elde ettiğimiz ışık eğrileri, Coughlin & Shaw (2007) tarafından aynı filtrelerde elde edilen ışık eğrilerinden belirgin bir şekilde farklıdır. Coughlin & Shaw (2007)'ın ışık eğrileri, ikinci çeyrekte ilk çeyrekten biraz daha parlak olacak şekilde yaklaşık olarak simetriktir. Asimetri kısa dalgaboylarında daha iyi ayırt edilebilir. Baş ve yan minimumlar *I* renginde, sırasıyla $0^m.88$ ve $0^m.41$ olmak üzere daha derindir. Bizim elde ettiğimiz ışık eğrilerinde ise,

her iki yıldızında üzerinde leke olabileceğini gösteren, tutulmalar dışında $0^m.07$ genlikli değişim bulunmuştur. Işık eğrilerindeki asimetri küçük kütleli örten çift yıldızlar için sıradan bir olgu sayılabilir (e.g. GU Boo'nun ışık eğrisi, Lopez-Morales & Ribas 2005). NSVS 0250'nin aktivite seviyesi, diğer iyi çalışılmış küçük kütleli örten çift yıldızlarla benzerdir . Eğer, tutulmalar dışı ışık değişimi lekelerden kaynaklanıyorsa, bir ya da her iki yıldızın yüzeyinin bir kısmı soğuk lekelerle kaplı olması gerekmektedir.



Şekil 2. *Elde edilen dikine hız eğrisi.*

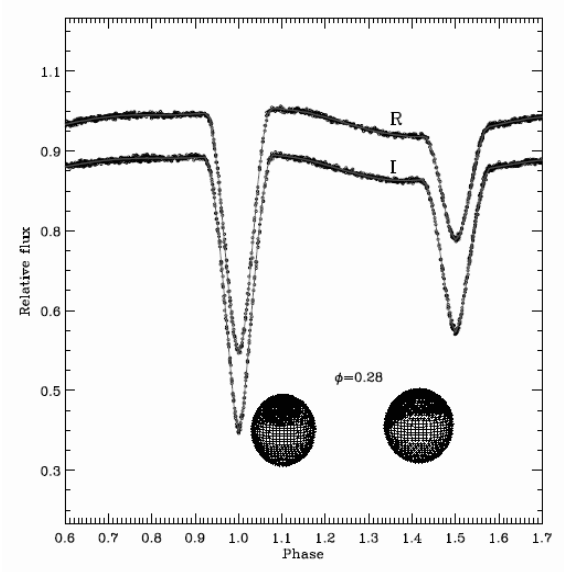
3.2 Işık Eğrisi Modelleme

Işık eğrilerini ve dikine hızları Wilson-Devinney (WD) kodlarını kullanan PHOEBE programı (Prsa & Zwitter 2005) ile modelledik. Bu programın son versiyonu, hem dairesel hem de basık yörüngeli sistemler için ışık eğrilerini ve dikine hızları aynı anda analiz etmeye olanak sağlar. Model oluşturulurken ayrık çiftler için tasarlanmış Mode-2 kullanıldı. Yıldız modellerindeki en basit kabuller yapıldı: Yıldızlar karacisim gibi düşünüldü ve yaklaşık yansıma modeli (MREF=1) uygulandı. Çekimsel kararma katsayıları, Claret (2000) tarafından verilen sıcaklıklara uygun olarak, 0.32 kabul edildi. Her yıldız için bolometrik albedolar, konvektif zarflı yıldızlar için uygun değer olan 0.5 kabul edilerek çözüm yapıldı.

Eğer ışık eğrisi biçiminde asimetri varsa bu, bir yıldızın ya da her iki yıldızın da üzerindeki, sıcak ya da soğuk lekenin varlığına atfedilir. PHOEBE'de lekeler, Wilson-Devinney (1971) kodu ile aynı yöntemle belirlenir. Lekeler daire şeklindedir ve dört parametre ile tanımlanır: Sıcaklık faktörü (T_f), leke merkezinin enlemi, leke merkezinin boylamı ve lekenin açısal yarıçapı. Parlak lekeler için $T_f>1$, soğuk lekeler için $T_f<1$ alınır.

Çiftin baş bileşeninin etkin sıcaklığı, yıldızın kütlesini kullanan Drilling & Landolt (2000) kalibrasyonlarından belirlendi. Baş bileşen K3 tayf türüne ve etkin sıcaklığı 4650 K olan 0.71 $M_{\odot}$ kütleli bir yıldız olarak görülüyordu. Diğer yandan NSVS 0250'nin 2MASS kataloğunda (Skrutskie 1999) verilen kızıl ötesi renkleri, H-K=0^m.154 ve J-H=0^m.584, Tokunaga (2000) tarafından verilen renk-etkin sıcaklık ilişkisinden sıcaklık 4300 K belirlenmektedir. Bu nedenle ışık eğrisi analizine sıcak bileşeni 4300 K kabul ederek başladık. Işık eğrisi analizi sonucunda elde edilen sıcaklık oranı ile yoldaş yıldızın sıcaklığı T_2=3620±120 K olarak belirlendi. Çift yıldızın parametrelerini elde edebilmek için iki adım izledik. Bunlardan birincisi, yörünge eğiminin, yoldaş yıldızın etkin sıcaklığının (T_2) ve potansiyellerin (yarıçaplar), sentetik ışık eğrilerinin tutulma derinlikleri ve biçimleri *R* ve *I* filtrelerinin her ikisine de uyum gösterecek şekilde PHOEBE'de adım adım iterasyonu yapıldı. İterasyon, parametrelerin değerlernin iki iterasyon arasındaki farkı hatalardan küçük olana dek sürdürüldü. Işık eğrisi analizi sonuçlarında ikinci yıldızın etkin sıcaklığı T_2=3620±120 K olarak elde edildi. Daha küçük kütleli olan yoldaş bileşene ait bu sıcaklık onun bir M2 yıldızı olduğunu göstermektedir.

Son adımda yüzeydeki lekeleri tanımladık. Önce tutulmalardaki ışık seviyesine uyum sağlayan sentetik eğriler oluşturuldu. Hemen ardından ışık eğrilerinin seviyesinin tutulmalar dışına da uyum göstermesi sağlandı ve lekeler eklenerek tutulmalar dışındaki dalga benzeri bozulma tanımlanmış oldu. Işık eğrisi modelleri *R* ve *I* filtrelerinde yaptığımız fotometri sonucu elde ettiğiz tutulma geometrisiyle karşılaştırıldı.



Şekil 3. *I ve R renklerindeki ışık eğrileriyle model sonuçlarından elde edilen sentetik ışık eğrisinin karşılaştırılması.*

Elde ettiğimiz fotometrik veriyi, Tablo 1'te verilen parametreler ile elde edilen sentetik ışık eğrileriyle karşılaştırdık. Leke kullanmadan tatmin edici bir sonuca ulaşılamadı. Sıcaklık faktörü, $T_f = \frac{T_{spot}}{T_{fotosfer}} = 0.85$ lekeler eklenerek ışık eğrisi modeli tamamlandı. Şekil 3'te, oluşturulan sentetik ışık eğrileriyle gözlemsel *R* ve *I* ışık eğrilerinin karşılaştırılmasını veriyoruz.

4. ÖZET ve TARTIŞMA

4.1 Bileşenlerin Salt Parametreleri

Fotometrik ve tayfsal sonuçları birleştirerek yıldızların salt parametrelerini elde ettik değerlerin standart sapmaları, bolometrik düzeltmenin pek çok farklı kaynağını kullanarak uzaklık ve diğer fiziksel parametreleri hesaplayan JKTABSDIM[4] tarafından bulundu (Soutworth ve ark. 2005a). Elde edilen en uyumlu modelin parametreleri hataları ile birlikte Tablo 1'te verilmektedir.

[4] *http://www.astro.keele.ac.uk/~jkt/codes.html'den elde edilebilir.*

Tablo 1. *NSVS 02502726'nın bileşenlerinin özellikleri.*

Parametreler	Değer
P(gün)	0.559755
T0	24 54497.5502
γ	3.15±0.04
q	0.4857±0.0105
i	86.2±0.9
a	2.939±0.027
K_1	86±3
K_2	177±4
$L_1/(L_1+L_2)_R$	0.6017±0.0009
$L_1/(L_1+L_2)_I$	0.5858±0.0008
Ω_1	4.9405±0.0018
Ω_2	4.1333±0.0024
r_1	0.2212±0.0002
r_2	0.1719±0.0003
T_1	4 300[FIX]
T_2	3620±120

İki yıldızın sıcaklığındaki göreli fark (T_2/T_1=0.84) kütleleri ve yarıçapları arasındaki farklarla uyumludur. Fakat hala NSVS 0250'nin sıcaklığının daha duyarlı ölçümlerine ihtiyaç vardır. Baş yıldızın çözüm başlangıcında sabitlenmiş etkin sıcaklığı ve yoldaş yıldızın hesaplanmış olan etkin sıcaklıklarındaki belirsizliğin, elde edilen salt boyutların hassasiyetine etkisi yoktur. Örneğin ışık eğrisi modelinden elde edilen yarıçaplar, sabit tutulan etkin sıcaklıktaki belirsizliklere izin vermektedir. Tablo 2'te verilen ışınımlar ve yıldızların salt bolometrik parlaklıkları M_{bol}, etkin sıcaklıkları ve yarıçaplar kullanılarak hesaplanmıştır. Küçük kütleli yıldızlar daha uzun dalgaboylarında daha yüksek ışınıma sahip olduklarından Coughlin & Shaw (2007) tarafından verilen *RIJHK* parlaklıklarını kullandık. Kervella ve ark. (2004) tarafından verilen *UBVRIJHKL* parlaklık-T_{eff} ilişkisi kullanılarak NSVS 0250'nin uzaklığını d=173±8 pc bulduk.

Baş yıldız için, *R* ve *I* renklerindeki ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen toplam ışınıma katkı, $L_1/(L_1+L_2)$=0.60, FWHM olan 0.62'den hesaplanandan %3 daha küçüktür. Ancak FWHM'den elde

edilen oranın standart sapması ile iyi bir uyum içerisindedir. Diğer yandan, Tablo 2'de verilen salt parametreleri kullanarak baş bileşenin toplam ışınıma katkısını 0.77 olarak bulduk. Bu, örten çiftlerdeki lekeli bileşenlerin toplam ışınıma katkılarının dalgaboyuna bağlı olduğunu göstermektedir.

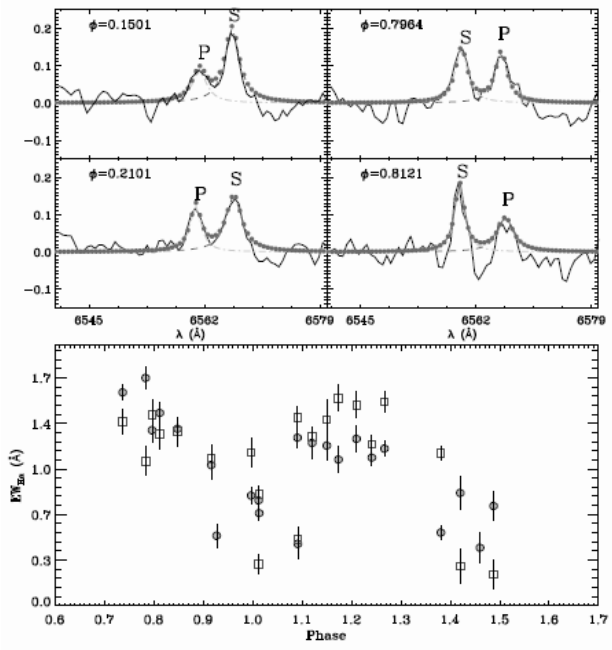
Tablo 2. *NSVS 02502726'nın bileşenlerinin salt öğeleri.*

Parametre	**Baş yıldız**	**Yoldaş yıldız**
M ($M_\odot$)	0.714±0.019	0.347±0.012
R($R_\odot$)	0.645±0.006	0.501±0.05
T(K)	4 300±200	3 620±120
L($L_\odot$)	0.128±0.013	0.038±0.004
log g (cgs)	4.673±0.004	4.579±0.008
Mbol (mag.)	6.97±0.11	8.29±0.12
Mv (mag.)	7.82±0.11	10.05±0.12
D (pc)	173±8	

4.2 H_α Salma Profilleri

H_α çizgisi, küçük kütleli yıldızlarda fotosferik ve kromosferik aktivitenin önemli bir kanıtıdır. Çok aktif çift yıldızlar süreklilik üzerinde H_α salması gösterirler (e.g. SDSS-MEB-1, Blake ve ark. 2007); daha az aktif yıldızlarda sığ soğurma çizgisi görülür. YY Gem'de görüldüğü gibi (Young ve ark. 1989), bazı nesnelerde flare olayı sırasında H_α çizgi profili sığ soğurma çizgisinden salma çizgisine döner. NSVS 0250'nin elde ettiğimiz tayflarında, bazı evrelerde her iki bileşene de ait güçlü H_α salmaları gördük. Fakat bazı yörünge evrelerinde H_α çizgisi çok sığ soğurma olarak görülmektedir. Şekil 4'de bazı evrelerdeki H_α salma profillerini, çizgi genişliğinin evrenin fonksiyonu olarak gösterimi (alt panel) ile birlikte sunuyoruz. H_α çigisi eşdeğer genişliğinin (EW) yörünge evresiyle değiştiğinin net kanıtlarını bulduk. Ayrıca, lekeli bölge görünür olduğunda H_α çizgi genişliğinin arttığını bu grafikte görmekteyiz. H_α çizgisinin eşdeğer genişliği ve yörünge evresi arasındaki ilişki kromosferik aktif yıldızlar olan RS CVn tipi yıldızlarda uzun zamandır bilinmektedir.

NSVS 0250'nin gözlemleri tüm yörünge evrelerine iyi bir şekilde yayılmıştır ve tayfsal çözünülürlüğü 0.9 Å olarak elde edilmiştir. Her iki bileşen de H_α salma çekirdeği göstermektedir ve daha büyük kütleli olan bileşen genellikle daha zayıf salmaya sahiptir.



Şekil 4. *NSVS 0250'nin H_α salmasının farklı evrelerdeki durumu (üst panel). Evreye göre H_α çizgisinin eşdeğer genişliğindeki değişim.*

Çift H_α salması görülen dört tayfta her iki bileşenden de yeğinlikleri kıyaslanabilir ölçüde salma çizgileri görülmektedir.

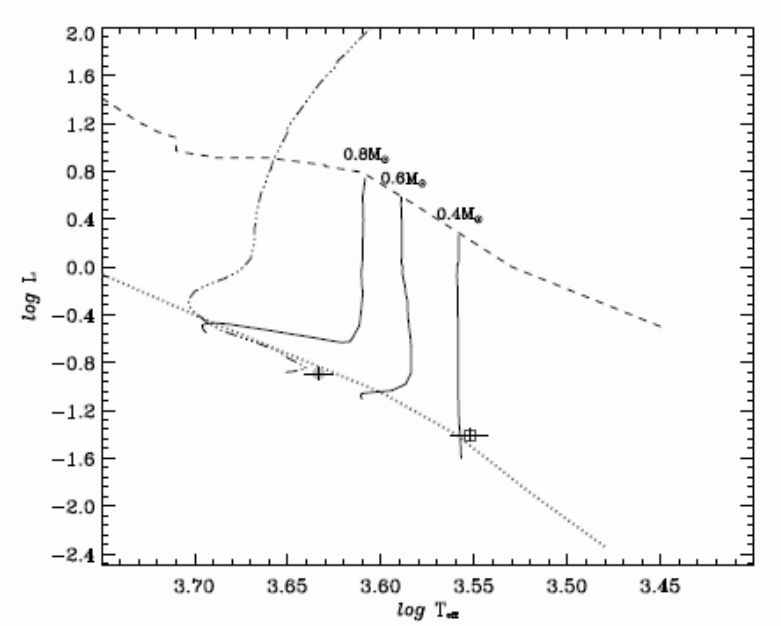
Baş minimumda daha geniş EW görülmesiyle, fotometrik ve H_α çalışmaları sonucu, küçük kütleli ve daha soğuk olan bileşenin daha yüksek seviyede aktivite olayı gösterdiği söylenebilir. Bundan dolayı yoldaş yıldız daha geniş leke bölgelerine sahip olmalıdır.

4.3 H-R Diyagramı

Çözüm sonuçlarını elde ettikten sonra artık, sonuçlarımızla kuramsal evrim modellerini karşılaştırabiliriz. Örnek olarak Şekil 5'da baş ve yoldaş yıldızın HR diyagramındaki yerleri gösterilmiştir. Palla & Stahler (1999)'dan alınan 0.8, 0.6 ve 0.4 $M_\odot$ kütleli alt-anakol

yıldızlarının evrim yolları da bi diyagramda işaretlenmiştir. Baş bileşenin *log* T_e - *log L* diyagramındaki yeri kuramın tahminleriyle iyi bir uyum içerisindedir. Eğer yıldızlar hala alt-anakol evresinde ise yaş 64 Myr olarak hesaplanır. İkinci bileşen *log* T_e - *log L* diyagramında kuramla uyum gösteriyor gibi görünse de bu uyum, etkin sıcaklığı için olması gereken çekim ivmesinden daha düşük çekim ivmesi değeriyle, *log* T_e - *log g* diyagramında bozulur. Bu da daha büyük yarıçapın işaretçisidir. Ribas ve ark. (2003) ve Morales ve ark. (2008), 1 $M_{\odot}$'in altında kütleye sahip ayrık çiftler için gözlemsel veriler ve model tahminleri ile, kütle-yarıçap ve kütle etkin sıcaklık ilişkilerini incelemişlerdir. Vurguladıkları nokta, günümüz yıldız modellerinin yarıçapları ölçülenden %10 mertebesinde düşük tahmin edebildiğidir. Ayrıca ışıtmalar modellerle uyum içindeyken etkin sıcaklık %5 daha büyüktür. Büyük kütleli bileşenin yarıçapı aynı kütledeki yıldızlarınkiyle uyumlu olsa da, yoldaş bileşen kuramın öngörüsünden %50 daha büyük görülmektedir. Yoldaş yıldızın *log* T_e - *log g* diyagramında tahminlerden sapmasının asıl nedeni budur. Morales ve ark. (2008), kromosferik aktif yıldızların benzer ışınıma sahip aktif olmayan yıldızlardan daha büyük yarıçapa sahip ve daha soğuk olduğunu göstermiştir. Daha düşük sıcaklık genç yaşın sonucu olarak *log* T_e - *log L* diyagramında ortaya çıkacaktır.

Şekil 5'de ayrıca Girardi ve ark. (2002)'den alınan 0.7 $M_{\odot}$ anakol yıldızları için evrim yolunu da gösterdik. Eğer NSVS 0250 anakol evresinde bir yıldız olarak varsaydığımızda olası yaşını 1.86 Gyr olarak belirledik. Bu durumda baş yıldız anakoldan evrimleşmiş bir yıldız olarak görülmektedir. NSVS 0250'nin bileşenlerinin Güneş merkezine indirgenmiş uzay hızları; pozisyonları, dikine hızları (γ), uzaklıkları (d) ve öz hareketlerinden hesaplandı. Geriye kalanlar 2MASS kataloğundan alındı (μ_α, μ_δ). Uzay hızı bileşenleri (U, V, W) sonuç olarak; U=-1.7±0.2 kms^{-1}, V=1.6±0.3 kms^{-1} ve W=2.6±0.1 kms^{-1} olarak bulundu ki buradan dizgenin toplam hızı S=4.1±0.9 kms^{-1} olarak bulunur. Sonuç olarak NSVS 02502726'nın yaşlı bir yıldız olmadığını söyleyebiliriz. Bu dizge 64 Myr'lik yaşı ile çok genç bir dizgedir.



Şekil 5. *Baş (daire) ve yoldaş (kare) yıldızın H-R diyagramındaki yerleri. Sürekli çizgiler 0.4 0.6 ve 0.8* $M_{\odot}$ *kütleliyıldızlar için evrim yollarını göstermektedir.*

KAYNAKLAR

Bayless, A. J. and Orosz, J. A., 2006, ApJ, 651, 1155
Blake, C. H., Torres, G., Bloom, J. S., and Gaudi, B. S., 2007, arXiv0707.3604v1
Claret, A., 2000, A&A, 359, 289
Coughlin, J. L., and Shaw, J. S., 2007, JSARA, 1, 7C
Creevey, O. L., Benedict, G. F., Brown, T. R., et al. 2005, ApJL, 625, 127
Delfosse, X., Forveille, T., Mayor, M., Burnet, M., and Perier, C., 1999, A&A, 341, 63
Drilling J. S., Landolt A.U., 2000, Allen's Astrophysical Quantities, Fouth Edition, ed.
A.N.Cox (Springer), p.388
Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., and Chiosi, C., 2002, A&AS, 141, 371
Hebb, L., Wyse, R. F. G., Gilmore, G. and Holtzman, J., 2006, AJ, 131, 555
Kervella, P., Segransan, D., Coude du Foresto, V., 2004, A&A, 425, 116Lacy, C. H.,
1977, ApJ, 218, 444

Leung, K. C. and Schneider, D. P., 1978, AJ, 83, 618
Lopez-Morales, M., Orosz, J. A., Shaw, J. S., et al., 2006, ApJ, submitted, [arXiv:astroph/0610225]
Lopez-Morales, M., and Ribas, I., 2005, ApJ, 631, 1120
Maceroni, C. and Montalban, J., 2004, A&A, 426, 577
Metcalfe, T., S., Mathieu, R. D., Latham, D. W., and Torres, G., 1996, ApJ, 456, 356
Morales, J. C., Ribas, I., and Jordi, C., 2008, A&A, 478, 507
Nidever, D. L., Marcy, G. W., Butler, R. P., Fischer, D. A., and Vogt, S. S., 2002, ApJS,141, 503
Penny, R. L., et al., 2001, ApJ, 548, 889
Palla, F., and Stahler, S. W., 1999, ApJ, 525, 772
Prsa, A., and Zwitter, T., 2005, ApJ 628, 426
Ribas, I., 2003, A&A, 398, 239
Southworth, J., Clausen, J. V., 2005, A&A, 461, 1077
Skrutskie, M. F., et al. 1999, AJ, 131, 1163
Torres, G., and Ribas, I., 2002, ApJ, 567, 1140
Tonry, J., Davis, M., 1979, AJ 84, 1511
Topping, J., 1972, ”Errors of Observation and Their Treatment”, (Chapman and Hall Ltd.), 89
Tokunaga, A. T., 2000, Allen’s astrophysical quantities, Fouth Edition, ed. A.N.Cox (Springer), p.143
Wozniak, P. R., et al. 2004, AJ, 127, 2436
Wilson R.E., Devinney E.J., 1971, ApJ, 166, 605
Young, T. B., Hidas, M. G., Webb, J. K., Ashley, M. C. B., Christiansen, J. L., Derekas, A., and Nutto, C., 2006, MNRAS, 370, 1529
Young, A., Skumanich, A., Stauffer, J. R., Harlan, E., Bopp, B. W., 1989, ApJ, 344, 427

TÜRKİYE'DE METEORİT / GÖKTAŞI ARAŞTIRMALARI

Mehmet Emin ÖZEL[1], Ebru ŞENGÜL[2], Özlem KOCAHAN[1]

[1]ÇOMÜ Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, m.e.ozel@comu.edu.tr, okocahan@comu.edu.tr
[2]ÇOMÜ Mühendislik Mimarlık Fakültesi Jeofizik Mühendisliği Bl. ebrusengul@comu.edu.tr

Özet

Uzaydan atmosfere giren göktaşlarının büyük çoğunluğu bu geçiş sırasında yanarak yok olduğundan, veya yeryüzüne ulaştıklarında metre-altı boyutlara indiklerinden ve parçalandıklarından, yeryüzünde göze çarpar kraterler açmazlar. Ancak, bunlar da aynı kaynaktan gelen temsilciler olduklarından, ele geçen göktaşlarının incelenmesi, gezegenlerarası ortamda dolaşmakta olan ana göktaşlarının kimyasal kompozisyonları, büyüklük ve hız dağılımları ve diğer özellikleri hakkında değerli bilgiler sağlamaktadır. Bu nedenle, döneminde (2005-2007) ülkemizde düşüşü gözlenmiş ve/veya ele geçmiş göktaşı adayları ile başka yollardan (takas, hediye, vb....) elde edilmiş göktaşı aday ve örneklerinin analiz sonuçları kısaca özetlenecektir.

***Anahtar Kelimeler**: Göktaşları, Göktaşı Kimyasal Yapısı, Türkiye.*

Abstract

Many meteorites pass through Earth's atmosphere in every day and most of them are very small particles, they haven't any chance to reach surface. Only a small number of them reaches at the ground and even less are recovered for inspection. Because they represent their main bodies, most meteors have ages approximately same as the age of solar system; so they are very important sources of information

about the magnitude, velocity, chemical composition and other characteristics of the main body. Therefore, the aspect of present search has been the chemical analysis and classification of meteorite bodies which were found in 2005 and 2007 in Turkey.

Key words: Meteorites, Chemical Composition of Meteorites, Turkey

1.Giriş

Ülkemizde göktaşı araştırmaları, 1970'lerde Ege Üniversitesinde, Prof Abdullah Kızılırmak'ın Türkiye'ye düşen bazı göktaşlarını toplanması ve bir göktaşı kolleksiyonu oluşturulmasına girişmesiyle başlamıştır. Daha sonra Çukurova Üniversitesi (ÇÜ) Fizik Bölümü'nde, benzer bir çalışma hedeflenmiş, yeni düşecek göktaşlarının bulunması ve analizini hedefleyen ÇÜ Araştırma Fonu destekli bir proje 1990'da başlatılmıştır. Ege Üniversitesindeki Prof Kızılırmak koleksiyonundan bazı örneklerin hibe olarak alınmasını ile ÇÜ Uzay Bilimleri Araştırma Merkezi (UZAYMER) bünyesinde bir meteor koleksiyonu oluşturulmuştur [1]. Bunun sonrasında ise, TUBİTAK Marmara Araştırma Merkezi (MAM) Uzay Bilimleri Bölümünde 2000 yılına kadar devam eden çalışmalarda ve Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü ile ortak bir yüksek lisans tezi gerçekleştirilmiş ve elde varolan örneklerin kimyasal ve mineralojik analizi yapılmıştır [2].

'Türkiye'nin Göktaşı Çarpma Kraterleri Envanteri: Kraterlerin Morfolojik Özellikleri ve Uydu Görüntüleriyle Bulunması' (Türkiye Krater Envanteri) projesinin TÜBİTAK'ça kabulü (Mayıs 2005) sonrasında, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fizik Bölümünde bu proje elemanlarınca bir Meteor Kraterleri ve Göktaşı Araştırma Grubu (KGAG) kurulmuştur. Grubun çalışma hedefleri olarak da, (a) daha önceki çalışmaları güncellemek, (b) yeni göktaşı krateri adayları belirlemek/incelemek, (c) proje döneminde karşılaşılacak **güncel göktaşı** düşmesi olaylarını takip etmek ve elde edilecek örneklerin analizi ve sınıflandırılmasını gerçekleştirmek ve (d) Krater ve göktaşı çalışmalarının özetlenip

duyurulacağı bir **web sitesi** oluşturarak bulgu ve sonuçları bilimsel ve popüler kamuoyu ile paylaşmak olarak belirlenmiştir. Ayrıca, (e) **tarihsel kaynaklarda** geçen, ülkemize düşmüş göktaşlarının ve bunların olası konum ve varsa kraterlerinin araştırılması ve incelenmesini de çalışma kapsamına alınmıştır. Bu çerçevede, Uluslararası Meteor Bilimi Derneği (International Meteoritical Society) veri tabanında, ülkemize ait daha fazla sayıda meteor düşmesi olayı da kısaca özetlenecektir. Büyük bölümünün yurt dışı müze ve koleksiyoncuların ellerinde olduğu bilinen bu olaylardan inceleme fırsatı bulunacakların da Projemiz çalışmaları arasında ele alınması düşünülmüştür. Bu çalışmada, yukarda adı geçen 3 hedef konusundaki bulgular özetlenecektir.

2. Tarihsel Kaynaklardaki Göktaşları ve İlgili Sonuçlar

Tarihsel kaynaklardan derlediğimiz bilgilere göre, ülkemiz için 3 önemli ve güvenilir göktaşı olayı iddiası belirlenmiştir [3]: **1-** Antik kaynaklarda geçen M.Ö.467-466 yılında büyük bir göktaşının, Çanakkale-Gelibolu bölgesinde bulunan antik bir yerleşim olan Aegos Potami kıyılarına düşmesi ve olayı gözleyen Lapsekili fizikçi Anaxagoras'ın "güneşten düşen taş" olarak yorumladığı olay [4]. (Bu olay için yörede yapılan çalışmalardan, olayın bugünkü adıyla Münipderesi olarak bilinen çay yatağı civarına düştüğü genel sonucuna ulaşılmıştır ve çalışmalar halen sürmektedir.) **2-**Yine antik kayıtlara göre, Efes'te, Artemis Mabedi'nde "kutsal taş" olarak bulunduğu bilinen göktaşını olayı [5]; (Bununla ilgili olarak, 'bu taşın bulunup 1924 yılında British Museum'a götürüldüğü' yolundaki sözlü bilgi [5a], 2005 yılında bir proje elemanınca [5b] adı geçen Müzede yapılan ilk araştırmada bunu doğrulayan bilgilere ulaşılmamıştır).**3-** Kuzey Afrikalı gezgin İbn Batuta'nın, Beylikler döneminde Anadolu'da yaptığı gezide, Aydınoğlu Mehmet Bey tarafından İzmir-Birgi bölgesine 1332 yılında kendine gösterilen, "gökten düşmüş taş" olayı [6]; (Bu taşla ilgili bilgi toplamak ve mümkünse bunu elde etmek amacı ile yöreye yapılan ilk 2 gezide, bu yönde pozitif bir bulguya rastlanmamıştır [6a]). Uluslararası Meteor Derneği (International Meteoritics Society) web sitesinde Türkiye kaynaklı meteorların listesi ise yukarda, Tablo 1'de verilmektedir. Bu listede bulunan 4 ve 11 numaralı olaylar, yukarda verilen tarihsel kayıtlarla

uyuşma halindedir. MÖ 466-67 Gelibolu olayı bu listede yer almamaktadır.

3. Güncel Göktaşı Toplama Çalışmaları

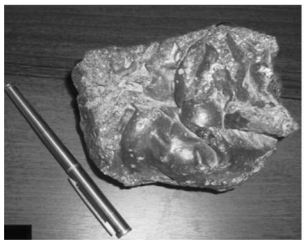
Bu kapsamda, çeşitli kanallardan elimize geçen göktaşı örneklerinin temel kimyasal yapıları araştırılmış, bazıları için literatürde bilinen ana göktaşı gruplarının kimyasal bileşimleri ile karşılaştırılarak sınıflandırma yapılmaya çalışılmıştır. Çalışmalarımız süresinde, bir tanesi 1 Şubat 2007'da Didim-Aydın'a, diğeri 3 Mart 2008'de Fethiye-Muğla'ya 2 adet meteor düşmesi olayı yerel ve ulusal basında duyulmuş, bunun üzerine, projemiz olanakları kullanılarak adı geçen yörelere gidilmiş [8], toplamda, 3 + 3'er adet olmak üzere toplam 6 göktaşı toplanarak bunların bir bölümünün analizine yurtiçi ve yurtdışı olanaklarla başlanmış ve sonuçlandırılmıştır. Şekil 1'de göktaşı adaylarının, Didim göktaşının ve Bursa göktaşı örneğinin fotografları sunulmaktadır.

4. Göktaşlarının Analizleri ve Sınıflandırılması

Göktaşlarının içerdikleri kimyasallara, minerallere, kristal yapı ve diğer özelliklerine bağlı olarak, meteor bilimi uzmanlarınca çeşitli sınıflama sistemleri geliştirilmiştir [8]. Göktaşlarıyla ilgili, özellikle kimyasal analizleri ve mineralojik araştırmalardaki gelişmeleri içeren ilk çalışmaların tarihsel özetini Sears (1975) vermiştir (özetleyerek belirten, Jarosewich, 1990). Daha önce, Van Schmus ve Wood (1967) kimyasal grupları petrografik özellikler göz önüne alınarak alt gruplara bölmüş, geniş kullanımı olan kimyasal–petrografik sınıfları yayınlamıştır. Benzer olarak göktaşları, Ni, Ga, Ge ve Ir içerikleri ve yapısal bilgilere dayanarak farklı kimyasal gruplara ayrılmıştır [9]. Bu bilimci, (1990) yürüttüğü göktaşı çalışmalarında daha önce yayınlanmış 74 makalede yeralan; 196 analiz ile 61 taşıl ve 20 demir göktaşı üzeride ilk defa gerçekleştirilen analiz sonuçlarını toplu olarak değerlendirmiştir.

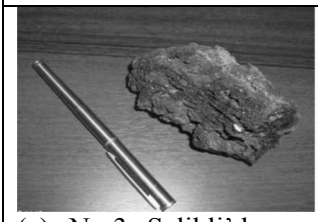
Tablo 1. *"International Society for Meteoritics and Planetary Science" veri tabanında yer alan Türkiye'deki göktaşlarının listesi [7].*

	İSİM	DURUM	YIL	YER	Tipi	KÜTLE (kg)
1	Antalya (Adalia)	Onaylı	1883	Antalya	Taşıl-Eucrite	0,001
2	Aydın (Aidin)	Şüpheli	1340	Aydın	Şüpheli	
3	Akyumak	Şüpheli	1981	Ağrı	Demir Göktaşı-IVA	50
4	Birgi	Şüpheli	1332	İzmir	Şüpheli-Demir	50,8
5	Bursa	Onaylı	1946	Bursa	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary)-L	25
6	Çanakkale	Onaylı	1964	Çanakkale	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary)-L	4
7	Karataş (Caratash)	Onaylı	1902	İzmir	Taşıl-Düzenli Kondrit (orditnary)-LL	0,008
8	İstanbul	Şüpheli	1805	İstanbul	Şüpheli-Taşıl	
	Didim	Onaylı	2007	Aydın	H3-5	0.5
10	Domaniç (Domanitch)	Onaylı	1907	Bursa	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary)-L	0,438
11	Efes (Ephesus)	Şüpheli	Antik dönem	İzmir	Şüpheli	
12	İbrişim	Onaylı	1949	Niğde	Taşıl	
13	Kayakent	Onaylı	1961	Eskişehir	Demir- IIIAB	85
14	Magnezya (Magnesia)	Onaylı	1899	Aydın-Ortaklar	Demir	5
15	Seydiköy (Sedikoy)	Onaylı	1917	İzmir	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary)-L	0,240
16	Sivas	Onaylı	1989	Sivas-Şeyh Halil	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary)-H	40

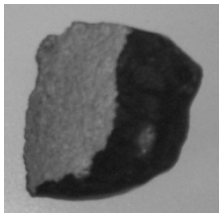


(a) No:1 Edremit adayı

(b) No:2 Alaçatı adayı



(c) No:3 Salihli'den volkanik kayaç, (d) No:4 Bursa göktaşı örnekleri



(e)Didim 1(D1) göktaşı adayı

(f) Didim 2 (D2) göktaşı adayı

Şekil 1: *Kimyasal yapıları tarafımızdan incelenen örneklerin fotoğrafları.*

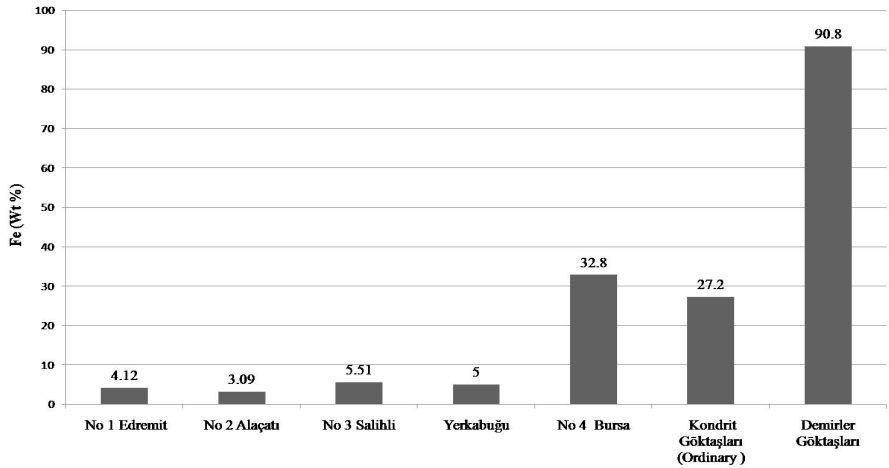
Grubumuzca, ilk olarak (aday göktaşı örnekleri ile karşılaştırma amacıyla) No:3 volkanik kayaç ve No:4 Bursa göktaşı örnekleri incelenmiştir. Edremit, Alaçatı, Salihli örnekleri ve Bursa göktaşının kimyasal analizleri KALE MADEN AŞ. olanakları kullanılarak 'NETZSCH Simultaneous Thermal Analyser (STA 409 EP)' cihazı ile gerçekleştirilmiştir. Buna göre, bize ulaşan Edremit ve Alaçatı örneklerimiz, Bursa göktaşından farklı özellikler göstermekte ve bunların göktaşı değil yersel kayaçlar olduğu kesinlik kazanmaktadır. Salihli-Derinkuyu Barajı yakınlarındaki volkanik araziden bizzat temin ettiğimiz 3 nolu yersel kayacın özellikleri ise 1 ve 2 nolu kayaçların özelliklerine çok yakın olması da bunu ayrıca desteklemektedir. Mart 2007 içinde Didim'den (Aydın) toplanan 3 meteor parçası için ise (i) Ankara Üniversitesi Biyoloteknoloji Enstitüsü Enstrumental Analiz Laboratuarı'nda; (ii) ODTÜ Fizik Bölümünde X-ışın Girişim Laboratuarı olanakları kullanılarak yapılan analizlerden elde edilen kimyasal sonuçlar, aşağıda, ayrı başlıklar altında sunulmuştur. Didim örnekleri, bu konuda uluslararası akreditasyona sahip Paris Doğa Tarihi Müzesi (Muséum National

d'Histoire Naturelle Département Histoire de la Terre – MNHN), Yer Tarihi Bölümü (DHT) Yerötesi Malzemeler İnceleme Laboratuarı (Laboratoire d'étude de la matière extraterrestre, LEME) araştırıcıları ortaklığında uluslararası topluma duyurulmuş ve bu örnek için çok daha ayrıntılı bir analiz gerçekleştirilmiştir.

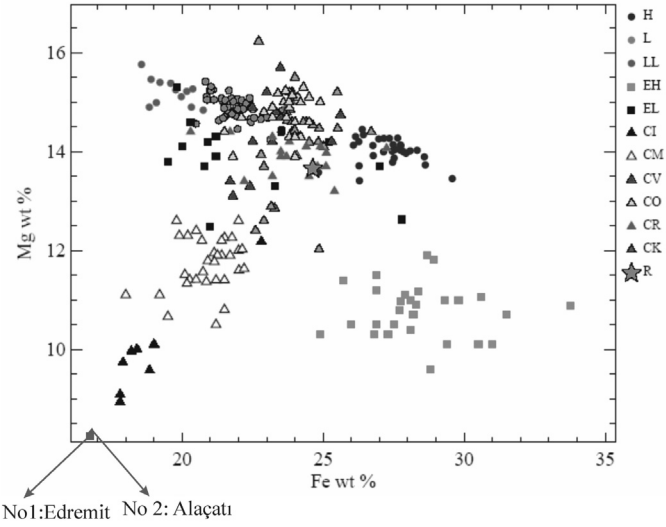
4.1 Göktaşların Kimyasal/Mineralojik Sınıflandırılması

Çalışmamız sırasında elde edilen göktaşı ve göktaşı adaylarının analizleri 2 farklı şekilde yürütülmüştür. Evre 1: Kendi olanaklarımızla ve yurt içi kurumlarımızın işbirliği ile yürütülen çalışmalar Evre 2: Yurt dışı kurumlarla, özelde Paris Doğa Tarihi Müzesi ile işbirliği halinde yürütülen analiz çalışmaları. Özellikle Didim göktaşının ulusal ve uluslararasaı basında yer almasından sonra, yurt dışı işbirliği olanakları daha yakından takip edilerek bu kurum ile yazışma yoluyla temasa geçilmiş ve Didim ve Fethiye göktaşlarının analizi, Orlean (Fransa) Müzesindeki Türk görevli ve amatör meteor toplayıcısı Sn. Mesut KAŞIKÇI ve daha sonra da internet yoluyla başlayan ve gelişen işbirliği çerçevesinde ele alınmışlardır. Çalışmalar sonucunda adaylardan Didim örneklerinin gerçek birer göktaşı olduğu kesinlik kazanmıştır. Ayrıca Didim göktaşları literatürde yer alan göktaşları ile karşılaştırılarak ayrıntılı bir sınıflandırma çalışması yapılmış ve Didim örneklerinin ilginç özellikler taşıyan **özel bir kondrit** türü göktaşı olduğu belirlenmiştir. İlk analizlerde, başlangıç evresinde, göktaşı adaylarının temel kimyasal yapılarının belirlenmesi amaçlanmış, doğası (kökeni) bilinen Salihli volkanik kayacı ve Bursa göktaşının çeşitli element bolluk analizleri elde edilmiştir. Daha sonra, bu değerler literatürde yer alan ve "The Meteoritical Society" veri tabanında bulunan diğer bazı göktaşı örnekleri ile karşılaştırılmıştır. Elde edilen bolluk değerleri, bazı element bolluk değerlerine göre grafiklenmiştir. Bu bağlamda Şekil 2'te farklı göktaşları ve adaylarımız için demir (Fe) elementinin ağırlık olarak yüzdesi [Fe (wt%)] verilmektedir. Buna göre, Bursa göktaşının demir miktarı kondrit göktaşlarıyla yaklaşık olarak aynı düzeydedir; ancak, (No:1) Edremit ve (No:2) Alaçatı aday örnekleri oldukça düşük miktarda demir içeriğine sahiptir ve oranlar yer kabuğunda bulunan demir oranlarına çok yakındır. Salihli volkanik kayaç örneğinde, yer kabuğundaki ortalama Fe değerinin hemen

hemen aynısıdır. Kimyasal sınıflama çalışmalarında demire (Fe) karşı mağnezyum (Mg) değişiminin, göktaşı gruplarını ve jeolojik süreci belirlemede en önemli iki ana element olduğunu belirtilmektedir [10]. Buna göre kondrit gruplarda demir ve magnezyum ağırlık oranları, sırası ile (~18-34 wt %) ve (~8-16 wt %) aralıklarındadır. Düzenli kondritlerde bazı saçılmalar olsa da, çoğunlukla LL-L-H doğrultusunda, demir oranı artarken magnezyum oranı azalmaktadır. Karbonlu kondritlerin alt sınıflarında ise, sırasıyla CI'dan CK'ya doğru Mg azalırken Fe de azalır [8]. Diğer bir belirteç de 'enstatit kondrit' alt sınıfında EH için Fe konsantrasyonu artarken Mg'nin azalmasıdır [10]. Aday taşlardan Edremit ve Alaçatı'nın Fe-Mg oranları çok küçüktür ve bu ikisi, diğer göktaşlarından belirgin bir şekilde ayrılmaktadır (Şekil 3). Bu ise adaylarımızın "göktaşı olmadığı, yerel kayaçlar olduğu" gerçeğini işaret etmektedir. Diğer bir kimyasal sınıflama çalışması, SiO_2 (%Ağırlık)'a karşı MgO (%Ağırlık) grafiklerinden H kondritlerin, L ve LL kondritlerden açık bir şekilde ayrıldığını göstermiştir [9]. Şekil 4'te verilen bu grafikte, demir göktaşları için bu değişimin, kondritlere oranla oldukça dağınık olduğu görülmektedir.

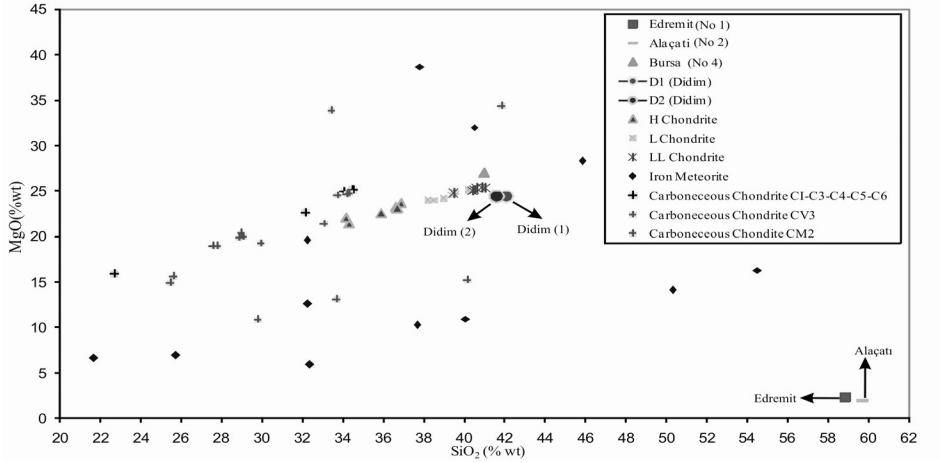


Şekil 2: *Kayaç adayların, Bursa göktaşının ve bilinen göktaşı örneklerinin demir ağırlık oranları [Fe (wt%)] değişimi.*

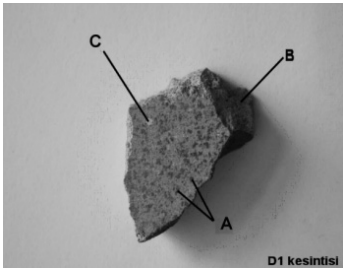


Şekil 3: *Edremit ve Alacatı adayların ve göktaşı örneklerinin, ref[10] verileri ışığında, demire karşı magnezyum ağırlık oranları [Fe vs Mg (wt%)] değişimi.*

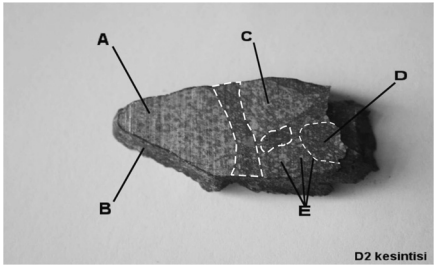
Ayrıca bu grafikte dünyada bulunan göktaşları içinde en çok bulunma sıklık sayısına sahip 'sıradan (ordinary) kondrit' grubundan 93 tane göktaşı örneği ile D1, D2 örnekleri ve Bursa göktaşının kimyasal analiz sonuçları ilişkilendirilmektedir. Sonuçta, incelemeler, göktaşı adaylarından Edremit ve Alaçatı adaylarının, yersel kayaç olduğunu kesin olarak bildiğimiz Salihli örneği (No 3) gibi, yersel kayaç malzemeler olduğunu, göktaşı olduğu kesin olarak bilinen Bursa örneğinin, uluslararası veri tabanında da belirtildiği gibi 'kondrit' sınıfında yer aldığını göstermektedir. Didim ve Fethiye göktaşlarının ise, görünüşlerine bakarak yapabileceğimiz genel sınıflama, bunların 'kondrit' genel grubuna dahil edilebileceğini göstermektedir. Aday göktaşlarını tanımlama ve sınıflama çalışmalarında, malzemelerin temel kimyasal yapısının belirlenmesi başlangıç için yeterli bir belirteçtir. Ancak alt sınıfların belirlenmesinde örneklerin petrografik özelliklerinin de ayrıntılı olarak incelenmesi gerekmektedir.



Şekil 4: *Adayların, Bursa göktaşının ve göktaşı örneklerinin SiO_2'a karşı MgO ağırlık oranları değişimi.*



(a)



(b)

Şekil 5: *Didim Göktaşları D1 ve D2'den görüntüler: (a) D1 kesiti, A: Demir parçaları, B: Yanma kabuğu (göktaşının atmosfere girişinden itibaren sürtünmeden dolayı oluşan yüzeydeki yanma kabuğu, siyah renkli, kaygan ve parlak yapıdadır), C: kondrül (1 adet beyaz nokta); (b) D2 kesiti, A: Demir parçaları, B: Yanma kabuğu, C,D ve E: kondrül. Kesik çizgilerle işaretli bölümler ikinci bir göktaşına ait olduğu düşünülen kısımlardır.*

4.2. Paris Doğa Tarihi Müzesi ile İşbirliği Halinde Yürütülen Analizler

Bu analizler için Didim'de ele geçen göktaşlarından D1'den 30,5 g ve D2'den 83,50 g kütleli örnekler Fransa'da çalışan TC vatandaşları olan Sn. Alime DARILMAZ ve Sn.Mesut KAŞIKÇI

tarafından 2007 yılı içinde Paris Doğa Tarihi Müzesine ulaştırılmış ve yapılan anlaşma ve ortak yayın sözü karşılığı, Yer Tarihi Bölümü-Yerötesi Malzeme Laboratuarı (DHT/LEME) olanakları ile incelenmiştir [11].

5.Web sitesi hazırlama çalışmaları

Grupça gerçekleştirilen çalışmaların, analiz rapor ve sonuçlarının, göktaşları ile ilgili çeşitli bilgilerin sunulduğu bir web sitesinin ilk versiyonu (v1) Mayıs 2008'de ulaşıma açılmıştır (www.meteorit.comu.edu.tr). Halen gözden geçirilmekte olan sitenin ikinci sürümü (v2) Eylul 2008 içinde hizmete girmiş olacaktır.

6.Sonuçlar

Çalışmalarımız kapsamında elde dilen 10 adet göktaşı ve göktaşı adayı örneği ele alınmıştır. Bunlardan 1, 2 ve 3 numaralı adayların yersel kayaç olduğu kesinlikle tespit edilmiş, bu örnekler ve "International Society for Meteoritics and Planetary Science" veri tabanında yer alan 4 numaralı Bursa göktaşı, yeni adaylar için karşılaştırma amaçlı kullanılmıştır. D1 ve D2 Didim örneklerinin analizleri çeşitli yurtiçi ve yurtdışı olanaklar kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Buna göre göktaşı olduğu kesinleşen Didim örneklerinden, **D1; kondrit sınıfı H-L5 tipindedir. D2 için ise her ikisinde de kondrit olan fakat türleri farklı (H-L5 ve H-L3) olan iki göktaşının birbirine çarpışarak kaynaşması sonucu oluşan karma bir göktaşı olduğu gibi çok önemli bir bilgiye** ulaşılmıştır. Birbirleri içine girmiş durumdaki parçaların erime sıcaklıkları, çarpışan ana parçaların hızları ve enerjileri konusunda yeni bilgiler verecektir. Didim göktaşı düşüşü olayını anlatan bir bilgi notu, Paris Doğa Tarihi Müzesi ile ortak olarak "International Bulletin of Meteoritical Society" dergisine gönderilmiş olup yayına kabul edilmiştir [12]. Göktaşları ile ilgili ayrıntılı kimyasal ve minerolajik analizler ayrıca teknik bir yayın olacak biçimde Paris grubuyla birlikte yayına hazırlanmaktadır [13].

Kaynaklar

[1] ÖZEL, M.E., 'Türkiye'de Meteor Krateri Var mı? I', *Cumhuriyet Bilim Teknik,* 530, (1997), p. 9.

[2] DAĞCI, M., *Türkiye'de Meteorit Kraterlerinin Landsat Uydu Görüntülerinde Aranması*, Yüksek Lisans Tezi, (Danışmanlar: C.Sezer, M.E.Özel), Ege Üniversitesi Astronomi Böl., İzmir, (1997).

[3] KOCAHAN, Ö., Özel, M.E, Şengül, E., 'Meteorite Impact Crater Inventory of Turkey', *2nd International Conference on Recent Advances in Space Technologies – RAST*, (2005), 710 – 713.

[4] THEODOSSIOU E., Niarchos P.G. and Manimanis V.N., The Fall of a Meteorite at Aegos Potami in 467 BC, *in the Proceedings of New Directions for Close Binary Studies : Royal Road to Stars*, Çanakkale Onsekiz Mart University, Vol.3, (2003), 277-280.

[5] SAGAN, C., "Broka's Brain", Balletine Books, (1993), p.234-238.

[5a] BUDDING; E., özel görüşme (private communication), 2005.

[5b] ÖZEL, M.E., özel haberleşme, 2005.

[6] AYKUT A.S.(çeviri ve yorum), *Ibn Battuta Seyahatnamesi,* Yapı Kredi Yayınları, (2000). p. 418-420.

[6a] ALTINOLUK, Ü., 2007, 'Geleneksel Kent Dokusu: Birgi', Ege Yayınları, İstanbul, s. 39.

[7] http://meteoriticalsociety.org, 2008.

[7a] TUBITAK Bilim Teknik, Nisan 2008 sayısı,

[8] McSWEEN H.Y., *Meteorites and Their Parent Planets*, Second Edition, Cambridge University Pres., New York, (1999). Pp: 310.

[9] JAROSEWICH, E., Chemical Analyses of Meteorites: A compilation of Stony and Iron Meteorite Analyses, *Meteoritics*, 25, 323-337, (1990).

[10] NITTLER, L.R., Mccoy, T.J., Clark, P. E., Murphy, M.E., Trombkal, J.I., Jarosewich,E., 'Bulk Element Compositions of Meteorites: A Guide For Interpreting Remote-Sensing Geochemical Measurements of Planets and Asteroid', *Antarctic Meteorite Research*, (2003).

[11] KOMOROWSKI, C.C., KAŞIKÇI, M., Didim 1 ve 2 meteoritleri analiz sonuçları ile ilgili yazışmalar ve özel görüşmeler (2008).

[12] KOMOROWSKI, C.C., Ozel, M.E., et al., Didim Meteorite Fall Announcement, International Meteoritical Society Bulletin, issue 94, 2008.

[13] 'Chemical Analysisi of Recent Meteorite Falls in Turkey', Komorowski, Özel, Kocahan, Şengül, et al., hazırlanıyor.

15 Vul YILDIZININ TAYFSAL ANALİZİ: İLK SONUÇLAR

Ayşegül F. TEKER[1], Saul J. ADELMAN[1,2]

1İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ataköy Kampüsü, 34156 Bakırköy, Istanbul. Tel: 0212 498 4320, Faks: 0212 465 8310, e-posta: a.teker@iku.edu.tr
2The Citadel, Department of Physics, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, United States of America, email: adelmans@citadel.edu
Guest Investigator, Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of Canada, 5071 W. Saanich Road, Victoria V8X 4M6, Canada

Özet

Bu çalışmada A4 III sınıfından özel bir metal çizgili Am yıldızı olan 15 Vulpecula'nın ayrıntılı tayfsal analizi yapılmıştır. Dominion Astrofizik Gözlemevi (DAO)'nde 122 cm'lik teleskobu ve Coude spektrografı ile 15 Vul yıldızına ait yüksek ayırma güçlü (2.4 mm^{-1}) ve yüksek sinyal/gürültü oranına (S/N $\geq$ 200) sahip 3898-8833 Å dalgaboyları arasındaki taysfal bölgede 17 adet CCD spektrogram alınmıştır. İnteraktif bilgisayar grafik programı REDUCE kullanılarak normalizasyon yapılmıştır. VLINE programı ile spektrogramlardan eşdeğer genişlik ölçümleri, dönme hızı ve radyal hız hesaplarının ardından çizgi tanısı yapılmıştır. WIDTH9, ATLAS9 ve SYNTHE programları kullanılarak LTE (yerel termodinamik denge) varsayımı ile model atmosfer tayini ve bolluk analizi aşamaları gerçekleştirilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Özel yıldızlar, yıldız atmosferleri, tayf*

Abstract

In this work, high quality spectral analysis of the marginal Am star 15 Vul (A4 III) is established. High dispersion (2.4 mm^{-1}) and high S/N ($\geq$ 200) spectrograms with wavelength coverage of 63, 147, 294 Å in the specral range of 3898-8833 Å are obtained with CCD detectors at the long camera of the 1.22-m Dominion Astrophysical Observatory telescope's coud´e's spectrograph. We used the interactive computer graphics program REDUCE to rectify the exposure. The spacra is measured using the fix parameter mode of VLINE program while rotational, radial velocity estimates are done. The stallar lines are identified in the observed spectrum of 15 Vul. Calculations using ATLAS9 LTE plane parallel model atmospheres and Program SYNTHE are done and some elemental abundance analysis is accopmlished using WIDTH9.

Keywords: *peculiar stars, stellar atmospheres, spectral analysis*

20 CVn YILDIZININ KİMYASAL BOLLUK ANALİZİ

Tolgahan KILIÇOĞLU[1], Kutluay YÜCE[1], Saul J. ADELMAN[2,3]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, ANKARA, Tel: 312-2126720 / 1350 , Faks: 312-223 23 95, e-posta: tolgahan@astro1.science.ankara.edu.tr, kyuce@astro1.science.ankara.edu.tr
[2] The Citadel, Physics Department of Physics, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, USA, e-posta: adelmans@citadel.edu
[3] Guest Investigator, Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institude of Astrophysics, National Research Council of Canada, 5071 W. Saanich Road, Victoria V8X 4M6, Canada

Özet

Bu çalışma, HR diyagramının Sefeid kararsızlık kuşağında bulunan ve düşük genlikli bir δ Scuti yıldızı olan 20 CVn (F3III)'nin detaylı tayfsal analizidir. Dominion Astrofizik Gözlemevi'ndeki 1.22-m lik teleskoba bağlı Coude tayfçekeriyle elde edilen yüksek kaliteli tayflarını kullanarak yıldızın atmosfer parametrelerini ve element bolluklarını belirledik. Tayflar normalize edildikten sonra çizgi profilleri üzerinde ölçümler yapıldı. Çizgi tanısı yöntemiyle bu çizgilerin hangi atom ve iyonlara ait oldukları tespit edildi. Atmosfer parametrelerinin belirlenmesi için üç farklı method kullanıldı. Bulunan sonuçlar birbirleriyle uyumlu olup T_e = 6950K ve log g = 2.80 değerlerinde birleşmektedir. Mikrotürbülans ve dönme hızları, sırasıyla, 2.6 ve 5.6 km/sn olarak bulundu. Model atmosfer kullanılarak gerçekleştirilen element bolluk hesapları 20 CVn'nin atmosferindeki 26 elementin kimyasal bolluklarını ortaya koydu. Genel olarak Güneş'in değerlerine yakın bolluklar elde edilmekle beraber Normal yıldızlarınkine benzeyen bazı bolluk farklılıkları

bulundu. Bu çalışma 20 CVn'nin Dev Kolu'na çıkmaya hazır yaşlı bir *Am* yıldızı olduğunu ortaya koymuştur. Bu tür yıldızların element çalışmaları literatürde az bulunmaktadır.

Anahtar Kelimeler: *20 CVn, atmosfer parametreleri, model atmosfer, element bollukları*

Abstract

This investigation is a detailed spectral analysis of the low amplitude δ Scuti type star 20 CVn (F3 III) which is in the region of classical Cepheid instability strip in the HR diagram. We determined the atmosphere parameters and the chemical abundances using high quality spectral data taken by Coude spectrograph of the 1.22-m telescope at the Dominion Astrophysical Observatory. Spectral line profiles were measured after normalization of spectra. The line identification method was made to determine lines of which atoms and ions. Three different methods are used to determine the atmosphere parameters. The results are consistent with each other and the values of T_e=6950K ve log g = 2.80 are adopted. The microturbulance and rotational velocity were found to be 2.6 ve 5.6 km/s, respectively. An abundance analysis using a model atmosphere found the chemical abundances of 23 elements in the atmosphere of 20 CVn. In generally the abundances are close to the solar but some discrepancies were found similar to those of Normal stars. This study suggest that 20 CVn is an old *Am* star which is ready to go up the giant branch. Elemental studies of such stars are scarce in the literature.

Key words: *20 CVn, atmosphere parameters, model atmospheres, elemental abundances*

1. Giriş

Normal geç B tayf türünden erken F ve *Am* türüne kadar olan yıldızların element bolluk çalışmaları, bu yıldızların element bolluklarının birbirleri ile bazı benzer özellikler sergilediğini göstermektedir. (Adelman 2004). A2 ve F0 tayf türü aralığında anakol bandı, Kararsızlık Kuşağı ile kesişir (Wolff 1983). Bu bölgedeki

yıldızların tamamı, δ Scuti yıldızlarının değişim karakteristiğine sahiptir (Breger 2005). Bu bölgedeki yıldızlar, kimyasal bollukları, dönemleri ve genlikleri bakımından; kütlelerine, başlangıç kimyasal bileşimlerine ve evrim durumlarına göre çeşitlilik gösterirler. Bu bakımdan kararsızlık kuşağı, astrofizik ve astrosismoloji için çok uygun bir laboratuvardır. Bu bölgede bulunan yıldızlara ilişkin detaylı tayfsal çalışmalar, geç B ve erken A tayf türü yıldızlarınkinden daha azdır. Kararsızlık Kuşağı'nın alt kısmında bulunan yıldızlar arasındaki ilişkiyi anlayabilmek için geç tayf türü ve kimyasal tuhaf yıldızların çalışılmasına ihtiyaç vardır.

Bu çalışmamızda incelenen ve Kararsızlık Kuşağı'nın soğuk kısmında bulunan 20 CVn yıldızının, yüksek çözünürlüklü tayflar ile gerçekleştirilmiş detaylı bir tayfsal analizi bulunmamaktadır (Dickens *et al.* 1971, Ishikawa 1975, Hauck *et al*. 1985). Yıldız, erken F tayf türü ve keskin çizgili olduğundan, element bolluk analizi için iyi bir adaydır. Aynı zamanda bir bünyesel değişen olan 20 CVn'nin genliği düşük olduğundan, yıldızın atmosfer parametreleri, büyük genliklilere nazaran daha iyi belirlenebilir.

Çalışma, 20 CVn yıldızının Dominion Astrofizik Gözlemevi'nde elde edilen yüksek ayırma gücüne (0.072 Å) ve yüksek sinyal-gürültü oranına (200+) sahip tayfsal verileri ve modern ölçüm teknikleri kullanılarak, model atmosfer yöntemiyle gerçekleştirilen element bolluk analizini içermektedir. Düşük genlikli 20 CVn'nin en son detaylı tayfsal analizinin 1985'de yayınlanmış olduğu dikkate alındığında, bu çalışma, yıldız için elde edilen sonuçları daha güvenilir kılar. Yıldız astrofiziğinde öneme sahip olan ve kararsızlık kuşağında bulunan yıldızların bu türden tayfsal çalışmaları, onların evrim durumlarının ortaya konulmasında değerlidir.

2. δ Scuti Türü Yıldızların Genel Özellikleri

"δ Scuti" terimi fotometrik bir sınıflamayı işaret eder. δ Scuti yıldızları, HR Diyagramı'nın kararsızlık kuşağında bulunan bünyesel değişenlerdir. İsmini prototip yıldızı δ Scuti'den alan bu sınıfın varlığı ilk olarak Eggen (1957) tarafından keşfedilmiştir. δ Scuti yıldızlarının tayf türleri, A2 ile F0 arasındadır (Rodrigues *et al*. 1994). HR Diyagramı'ndaki yerleri anakoldan başlar ve yaklaşık 2 kadir daha yukarıda bulunan dev koluna kadar uzanır. Zonklama dönemleri

genellikle 0.02 gün ile 0.25 gün arasındadır (Breger 2000). Işık değişim genlikleri V bandında 0.3 kadirden küçük olup, tipik olarak $0^m.02$ civarındadır (Rodriguez *et al.* 1994). Atmosfer dışı gözlemlerle daha düşük genlikli δ Scuti yıldızlarının varlıkları ortaya konulmuştur. Dikine hız genlikleri 2 ile 30 km/sn arasındadır. Bir çoğu 10 km/sn'den daha düşük genliklere sahiptir (Leung 1970). Uzay hızları düşüktür ve tipik olarak A-tayf türünden anakol yıldızları gibidirler (Eggen 1960). δ Scuti yıldızları çok sayıda zonklama frekansına sahip olabilirler.

3. Normal ve Metalce Zengin Yıldızlar

Normal yıldızların fiziksel özellikleri Adelman (2004) tarafından tanımlanmıştır. Genel olarak normal yıldızlar, sıradışı kimyasal özellikler göstermeyen yıldızlardır. Adelman'ın tanımına göre Normal A yıldızları, fotosferlerinde Güneş'tekine yakın element bollukları gösteren (süperdevler ve beyaz cüceler dışında), algılanabilir manyetik alanlara sahip olmayan, 120 km/sn'den büyük ekvatoryal hızlara sahip, tayflarında salma çizgileri görülmeyen, fotometrik olarak mümkün olduğunca değişmeyen yıldızlardır. Ayrıca bir çift sistemin üyesi ise bileşenler arası önemli ölçüde kütle aktarımları yoktur.

Am yıldızları ise, bulundukları tayf türündeki diğer normal yıldızlara nazaran çok daha şiddetli metal çizgileri içerirler. Metalik çizgili ve aynı zamanda manyetik özellikli olmayan yıldızlardır. A - F tayf türü aralığında kimyasal tuhaf olmayan yıldızların hemen hemen %70 kadarı δ Scuti değişenleri olarak sınıflandırılır. Değişen yıldız olmayanların çoğu ise *Am* türü yıldızlardır. *Am* yıldızlarının zonklamadıkları gözlemsel olarak kanıtlanamamasına karşın şu iki olasılık üzerinde durulur: *Am* türü değişen yıldızlar, ya son derece azdır ya da sahip oldukları zonklamalar çok düşük genliklidir (Carrier 2007).

4. 20 CVn Yıldızının Özellikleri

20 CVn (AO CVn, HD 115604, HR 5017, +41° 2380, SAO 44549, HIP 64844)'nin bir değişen yıldız olduğu ilk kez Wehlau *et al.* (1966) ve Danziger and Dickens (1966) tarafından keşfedildi. Yıldız, Danziger and Dickens (1967) tarafından δ Scuti türünün bir üyesi olarak sınıflandırıldı. Breger (1969a) ise yaptığı fotoelektrik

gözlemlerle 20 CVn'in ışık değişimini doğruladı. 20 CVn yıldızının görünen görsel parlaklığı, değişim genliği ve dönemi Rodriguez *et al.* 1994 tarafından, sırasıyla, $V = 4^m.73$, $\Delta V = 0^m.02$ ve $P = 0^g.1217$ olarak verilmektedir. Yıldız, Oke and Greenstein (1954) tarafından F2 III, Slettebak (1955) tarafındanF0 II – IIIp, Eggen (1962) tarafından F0 II – IIIvar, Morgan and Abt (1972) tarafından F3 III ve Abt and Morrell (1995) tarafından F3 IV tayf türleri ile sınıflandırılmıştır. Gray and Garrison (1989)'e göre, yıldızın Hidrojen Balmer çizgileri A9, metal çizgileri ise F2 tayf türü ile en iyi uyumu göstermektedir. 20 CVn'nin 2000 yılı için ekvatoryal koordinatları; $\alpha=3^s17^d32^{sn}.54$, δ = +40°34'21".4 ve galaktik koordinatları; l=102°.74, b = +75°.52' dir. Danziger and Dickens (1967), bu yıldızın Hyades-Moving-Group (HMG)'un bir üyesi olduğundan şüphelendiler. Yaptıkları çalışmada grup paralaksı ile verdikleri M_v mutlak parlaklık değeri $0^m.45$, Strömgren *uvby* fotometrisinden elde ettikleri $1^m.15$ değeri ile uyuşmamaktadır. Bununla birlikte $1^m.27$ ve $0^m.00$ değerleri, sırasıyla, Chevalier (1971, Strömgren *uvbyβ*) ve Antenello and Mantegazza (ESA 1997, Hipparcos paralaksından) tarafından verilmektedir.

4.1. Atmosfer Parametreleri

20 CVn yıldızının literatürde yer alan etkin sıcaklık (T_e), yüzey çekim ivmesi (log g) ve mikrotürbülans hızına (ξ) ilişkin değerler Çizelge 1'de sunulmaktadır.

Çizelge 1: *20 CVn'nin atmosfer parametreleri*

T_e (K)	log g	ξ (km/sn)	Kaynaklar
6503	2.72		Danziger and Dickens (1967)
7522	4.10	2.0	Dickens *et al.* (1971)
7875	3.80	3.8	Ishikawa (1975)
7522	3.70		Kurtz (1976)
7650	3.70		Lyumbikov and Rachkovskaya (1985)
7200	3.00	0.9	Hauck *et al.* (1985)
7480	3.49	3.16	Takeda and Sadakane (1997)
7540	3.54		Rodrigues *et al.* (1998)
7546	4.22		Adelman *et al.* (2000)
7534	3.68	3.0	Russell (1995)
7046	3.27		Erspamer and North (2003)
7482	3.62		Daszynska- Daszkiewicz *et al.* (2003)

4.2. Element bolluk analizleri

20 CVn yıldızının literatürdeki element bolluk sonuçları, yıldızın bolluk dağılımının Hyades veya ρ Pup türü yıldızlara benzerlik gösterdiğini işaret eder. Yıldızın detaylı element bolluk analizi Dickens *et al.* (1971), Ishikawa (1975), Kurtz (1976), Hauck *et al.* (1985) tarafından çalışılmıştır. Bu çalışmalarda kullanılan tayfların ayırma gücü 6.8–20.7 Å mm^{-1} aralığında olup Ishikawa (1975)'nın gözlediği tayfların bir bölümü 3.9 Å mm^{-1} değerine kadar ulaşmaktadır. Dickens *et al.* (1971) ve Ishikawa (1975), 20 CVn'nin metal bolluğunu bir miktar fazla bulmuş ve bu bolluk değerlerinin Hyades yıldızlarınınkine benzer olduğunu belirlemiştir. Ancak Dickens *et al.* (1971), bu δ Scuti yıldızında *Am* veya *Ap* bolluk anormalliklerine rastlanmadığı belirtilmektedir. Ishikawa (1975) buna ek olarak Sr, Zr, Ba, Ce ve Eu'nun aşırıbolluklar sergilediğini belirtmektedir. Kurtz (1976) ise yıldızın metal bolluğunun Hyades yıldızlarının sahip olduğundan çok daha yüksek olduğunu bulmuş ve yıldızın yaşlı *Am* yıldızlarının özelliklerine sahip olduğu öne sürülmüştür. Hauck *et al.* (1985)'ın çalışmasında da benzer şekilde ağır elementlerin bolluk fazlalıkları söz konusudur.

5. Gözlemler ve Tayf Ölçümleri

20 CVn'nin bu çalışmada kullanılan tayfları, 1996 ve 2002 yılları arasında, Prof. Dr. Saul J. Adelman tarafından Dominion Astrofizik Gözlemevi (DAO, Kanada)'ndeki 1.2 metrelik teleskoba bağlı Reticon ve CCD dedektörler kullanılarak yapılmıştır. Coude tayflarının dalgaboyu genişlikleri 63 Å ve 147 Å olup 2.4 Å mm^{-1}'lik ayırma gücüne sahiptir. λλ3824-4938 Å dalgaboyu aralığında gözlenen tayfların sinyal gürültü oranı (S/G) = 200+ dir.

Tayf ölçümleri, Prof. Dr. Gulliver tarafından WINDOWS ortamlı PC bilgisayarlara uyarlananan PLOTFITS, REDUCE, VLINE (Hill *et al.* 1982a,b) programları kullanılarak Yüce (2003, 2005)'nin ölçüm teknikleri ile yapıldı.

20 CVn'nin bu tayfsal çalışması sırasında yaklaşık 5000 çizgi tayf üzerinde belirlenerek ölçümleri yapılmıştır. F3 III tayf türündeki bu yıldızda çizgi sayısının önemli ölçüde fazla olduğu görülmektedir.

Çizelge 2: *Analizlerde kullanılan tayfların gözlem tarihleri, tayf bölgesinin merkezi dalgaboyu, sinyal-gürültü oranı, radyal hız hesabında kullanılan çizgi sayısı ve radyal hız değeri*

Tayf	HJD (2400000+)	Merkezi Dalgaboyu (Å)	S/N	Çizgi sayısı	Radyal Hız (km/sn)
R122_02_3692	52368.884709	3900	460	6	8.5 ± 0.2
R122_99_6088	51378.970382	3910	250	5	7.2 ± 0.2
R122_99_1495	51292.018785	3970	500	6	9.0 ± 0.3
R122_98_5370	50933.989397	4025	250	6	7.7 ± 0.2
R122_98_5296	50932.998193	4130	460	6	8.6 ± 0.5
R122_98_5567	50936.931238	4190	260	6	8.8 ± 0.6
R122_00_1680	51593.938985	4240	420	6	9.5 ± 0.6
R122_00_6679	51717.825544	4310	280	5	9.6 ± 0.6
R122_98_7118	50965.846249	4350	350	6	8.6 ± 0.5
R122_98_5471	50935.012679	4410	436	6	8.4 ± 0.2
20CVn4450	birleştirilmiş tayf	4450	340	6	8.3 ± 0.4
R122_98_5774	50938.916823	4570	380	6	7.1 ± 0.6
R122_02_3494	52367.791612	4590	500	5	8.4 ± 0.4
R122_00_2605	51609.996505	4720	250	6	9.6 ± 0.4
20CVn4864	birleştirilmiş tayf	4860	240	6	8.7 ± 0.5

20 CVn'nin analiz edilen tayflarının numaraları, Güneş merkezli Jülyen günü olarak gözlem zamanları, merkezi dalgaboyları, sinyal-gürültü oranları, radyal hız belirlemede kullanılan çizgi sayıları, ortalama radyal hız değerleri ve onların standart hataları Çizelge 2'de verilmektedir. Bu değerler, literatürde yer alan değerlerle uyumludur. Kimyasal bolluk analizinde kullanılmak üzere elde edilen ve sistematik olmayan tayfsal verilere göre, yıldızın radyal hız değişim genliği 2.5 km/sn dir.

6. Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

Etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi için başlangıç değerleri, yıldızın Strömgren uvbyβ verilerinden (Hauck and Mermilliod 1998), Napiwotzki *et al.* (1993)'ın programı yardımıyla elde edildi: T_e = 7452 K ve log g =3.66 dex.

Bu iki önemli atmosfer parametre çifti, aşağıda belirtilen üç farklı ölçütle geliştirildi:

i) 20 CVn'nin optik bölge gözlemsel spektrofotometrik verileri, Güneş bolluklu ATLAS9 model atmosferleriyle karşılaştırıldı. Gözlemsel spektrofotometrik veriler Danziger and Dickens (1967) ve Adelman (1982) tarafından elde edilmiştir. Danziger and Dickens'in elde ettiği akılar, Breger (1976) tarafından Hayes-Latham sistemi (Hayes and Latham 1975) kullanılarak düzeltilmiş ve standarda çevrilmiştir. Başlangıç değerlerinden hareketle oluşturulan tüm modeller gözlemsel verilerle tek tek çakıştırıldı. Yıldızın gözlemsel enerji dağılımlarına ilişkin en iyi uyum T_e = 6950 K - log g = 2.8 modelinden elde edilmiştir.

ii) Etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi, yıldızının gözlemsel ve kuramsal H_γ profillerinin karşılaştırılmasından belirlendi. Hem çizgi merkezi hem de çizgi profil kanatları dikkate alındığında en iyi uyum, (T_e = 6950 K ve log g = 2.8) değerleri için elde edildi.

iii) Demir elementi için, 20 CVn'nin atmosferinde iyonizasyon dengesini sağlayan T_e - log *g* çifti araştırıldı. İyonizasyon dengesini sağlayan atmosfer parametrelerini bulabilmek için farklı değerler kullanılarak WIDTH9 programı yardımıyla Fe I ve Fe II çizgilerinden demir bolluğu hesaplandı. Bunu uygularken Strömgren fotometrisinden elde edilen başlangıç değerlerinden hareketle T_e'de 50 K, log g de 0.2 dex'lik adımlarla hesaplamalar yapıldı. Fe I ve Fe II çizgilerinden elde edilen demir bollukları arasındaki en küçük fark değerini
T_e = 6950 K ve log g = 2.8 çifti sağlamıştır.

Üç farklı ölçütün ayrı ayrı detaylı irdelenmesiyle elde edilen etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi, T_e = 6950 K ve log *g* = 2.8 dex değerlerinde birleşmektedir. Bu özellik nedeniyle de Kiel diyagramının oluşturulmasına ihtiyaç duyulmamıştır.

7. Element Bolluk Analizi

Elementlerin bolluklarını hesaplayabilmek için tanımlanan her bir elementin atom ve iyon çizgileri kullanılarak ayrı ayrı çizgi kartları oluşturuldu. Güncellenmiş atomik veriler kullanıldı. Bu çizgi kartları, WIDTH9 programında girdi dosyası olarak kullanılıp fotosferdeki element bollukları aşağıdaki atmosfer parametreleri için hesaplandı:

(T_e = 6950 K, log g = 2.8 ve ξ = 2.6 km/sn).

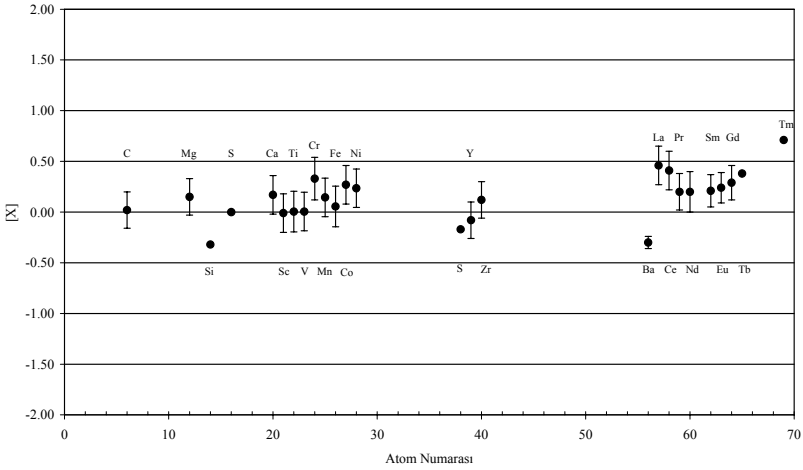
Çizgi tanısı yöntemiyle atmosferdeki varlıklarını kesin olarak belirlediğimiz C, Mg, Si, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Eu, Gd, Tb ve Tm elementlerinin bollukları elde edildi. Yıldız, görünür bölge tayflarında helyum çizgilerine sahip olamayacak kadar soğuk olduğundan bu çalışmada helyum bolluğu belirlenememiştir. Bollukları hesaplanan elemetlere ilişkin sonuçların Güneş'inkilerden olan farkları Şekil 1'de verilmektedir.

C, N, O: 20 CVn'nin dört C I çizgisinden hesaplanan karbon bolluğu ortalamalog C/H = -3.43 dex olup Güneş'in değeri ile (-3.43) benzerdir. Tayflarda oksijen elementinin herhangi bir çizgisine rastlanamadığından ve mevcut iki azot çizgisinin varlığı kesinlik kazanmadığından, bu elementlerin bolluk hesapları yapılamadı.

Hafif elementler (Mg, Si, S, Ca): Mg I ve II çizgilerinden hesaplanan ortalama magnezyum bolluğunun standart sapmanın üzerinde olması, yıldızın magnezyum bakımından Güneş'ten bir miktar daha zengin olma eğiliminde olduğunu gösterir. Tek çizgiden bulunan silisyum bolluğu Güneş'e göre 0.32 dex daha az, üç çizgiden hesaplanan kükürt ise Güneş'in değeri ile aynıdır. Atmosferindeki kalsiyum bolluğu, Güneş'in değeri ile uyumlu gözükmektedir.

Demir grubu elementler (Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni): Demir grubu elementlerden Sc, Ti, V, Mn ve Fe bollukları Güneş değerlerine yakın iken, Co ve Ni bollukları Güneş'tekinden biraz daha fazladır. Cr ise aşırıbolluk sergilemektedir. Aynı zamanda Ti, Cr, Fe ve Ni elementlerinin nötr çizgilerinden elde edilen bolluk değerleri, bir kez iyonlaşmış çizgilerinden elde edilenlere göre daha büyüktür, fakat bu farklılıklar hata sınırları içerisinde kalmaktadır.

Ağır elementler (Sr, Y, Zr, Ba): Stronsiyumun birbiriyle uyumlu sonuçlar veren iki çizgisinden bulunan ortalama bolluğu (-9.20 ± 0.01), Güneş'e göre 0.17 dex daha azdır. 20 CVn'nin daha çok sayıda çizgilerinden belirlenen yitriyum ve zirkonyum bollukları, hata sınırları içinde Güneş'in değerleriyle aynıdır. Baryum elementine ait üç çizgisinden elde edilen bolluk değerleri, yıldızın baryum bakımından Güneş'e nazaran 0.30 dex daha fakir olduğunu göstermektedir.



Şekil 1: *20 CVn'nin element bolluklarının Güneş'teki bolluklardan olan farkları*

Nadir toprak elementleri (La, Ce, Pr, Nd, Sm, Eu, Gd, Tb, Tm): Bu gruptaki elementler için elde edilen bolluk değerlerinin her biri Güneş'inkinden daha büyüktür. Bolluk hesabında La, Ce, Nd, Sm ve Gd elementlerinin çok sayıda çizgileri kullanıldığından, bunlar 20 CVn için nadir toprak elementlerinin iyi birer temsilcileridir (çizgi sayıları sırasıyla 18, 93, 48, 46, 19). Güneş'e göre La ve Ce elementleri aşırı bolluklar gösterirken Pr, Nd, Sm, ve Eu elementleri ise daha düşük düzeyde fazlalıklara sahiptir. Gd elementi için 0.29 dex'lik orta seviyede bir bolluk fazlalığı tespit edilmiştir. Sadece birkaç çizgiden hesaplanan Tb ve Tm bollukları Güneş'e göre önemli ölçüde fazladır.

8. Tartışma ve Sonuçlar

a) 3824 - 4938 Å dalgaboyu aralığındaki tayfların çizgi tanılarından H I, C I, Mg I, Mg II, Si II, S I, 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, Co I, Ni I, Ni II, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II, Ce II, Pr II, Nd II, Sm II, Eu II, Gd II, Tb II, Tm II atom ve iyonlarının varlığı tespit edildi. Bu çalışmada, Dickens *et al.* (1971), Ishikawa (1975), Hauck *et al.* (1985)'ın belirlediklerine ek olarak Ni II, Pr II, Sm II, Gd II, Tb II, Tm II elementleri bu çalışma ile ilk kez tanımlanmıştır. Tayf

çizgilerinin eşdeğer genişlikleri literatürdekilerle karşılaştırıldığında, birbirleriyle uyumlu oldukları söylenemez. Uyumsuzluklar gözlemsel verilerin kalitesi ve Coude tayflarında sürekliliğin yerleşimi arasındaki farklardan kaynaklanmaktadır. Bu çalışmanın sonuçları, çok sayıda metal çizgileri içeren F tayf türünden yıldızların detaylı tayfsal çalışmaları için kaynak oluşturacaktır.

b) Blend olmamış tayf çizgilerinden yapılan radyal hız ölçümlerine göre,20 CVn'nin en büyük ve en küçük radyal hız değerleri, sırasıyla, 9.6 ± 0.6 km/sn ve 7.1 ± 0.6 km/sn olarak bulundu. Bu değerler arasındaki fark, 2.5 km/sn'lik radyal hız değişimini işaret etmektedir. Bu fark, 20 CVn'nin radyal hız genliği olan 2K = 1.7 km/sn'lik (Chadid *et al.* 2001) değerden yüksek olmakla beraber hata sınırları içerisinde uyumludur.

c) 20 CVn'nin dönme hızı 5.6 km/sn olarak bulundu. Bu değerin, Fekel (2003) tarafından verilen 4 km/sn ile uyumlu gibi görülmektedir.

d) 20 CVn'nin atmosfer parametreleri, sonuçları birbirleriyle uyuşan üç yöntemdenT_e = 6950 K ve log g = 2.80 olarak elde edildi. Kullanılan yöntemler, Fe I ve Fe II'nin iyonizasyon dengesine, bununla beraber, gözlenen Hγ profili ve görsel akıların, Güneş bolluklu ATLAS 9 modelleri ile hesaplanmış değerlerle karşılaştırılmasına dayanmaktadır.

e) Yıldızın mikrotürbülans hızı Fe I, Fe II, Cr I, Ti II metal çizgilerinden sırasıyla 2.3, 2.8, 2.9, 2.9 km/sn olarak hesaplandı. 20 CVn için kabul edilen ortalama değer, 2.6 km/sn dir.

f) Kimyasal bolluk analiziyle elde ettiğimiz sonuçlar, 20 CVn'nin atmosferindeki element bolluklarının Güneş'in değerlerine yakın olduğunu göstermektedir. Bununla beraber buradaki sonuçlar Normal yıldızlarda beklenen bazı bolluk farklılıklarını da içermektedir. Bu bolluk farklılıkları, demir grubu elementlerde biraz fazlalık, nadir toprak elementlerinde ise aşırı bolluk olarak kendini göstermektedir. Böylece, 20 CVn yıldızının marjinal *Am* yıldızlarına benzer özellikler gösterdiği söylenebilir. Demir grubu elementlerde ve Sr, Y, Zr ağır metallerde belirgin bir bolluk anormalliğine rastlanmamıştır. 20 CVn'nin önceki detaylı bolluk çalışmalarında metaller için genel bir aşırı bolluk söz konusudur. Bu çalışma ile elde edilen bolluk sonuçları, diğer çalışmalardan farklıdır. Bu farklılık, bu çalışma sırasında kullanılan gözlemsel verilerin daha kaliteli olması,

daha gerçekçi model atmosferlerin kullanılması ve atomik verilerin daha güncel olmasının yanı sıra güvenilir yollarla elde edilen atmosfer parametrelerinin (T_e, log g, ξ) kullanılmasından kaynaklanmaktadır. 2005 yılına dayanan güncel atomik verilerle Fe I ve Fe II çizgilerinden hesaplanan [Fe/H] = 0.06 değeri, yıldızın Güneş'e göre aşırı metal bolluğu sergilemediğini göstermektedir.

g) 20 CVn, hemen hemen dev koluna çıkmaya hazırdır. Yıldız, yaşlı bir *Am* yıldızıdır. Bu tez çalışmasıyla elde edilen Ca ve Sc bollukları da bu sonucu desteklemektedir.

KAYNAKLAR

Abt, H.A., Morrell, N.I., 1995, 'The Relation Between Rotational Velocities and Spectral Peculiarities Among A-Type Stars', *Astrophysical Journal Supplement*., 99, 135.

Adelman, S. J., Shore, S. N., 1982, 'Spectrophotometry of the RS CVn stars. I - The F, G, and K standards', *Astronomical Journal*, 87, 665-669.

Adelman, S. J., Gulliver, A. F., Lodén, L. O., 2000, 'On the cobalt abundances of early-type stars', *Astronomy and Astrophysics*, 353, 335-338.

Adelman, S. J., 2004, '*The physical properties of normal A stars*', New York, Cambridge University Press, 224, 530-532.

Antonello, E., Mantegazza, L., 1997, 'Luminosity and related parameters of δ Scuti stars from HIPPARCOS parallaxes. General properties of luminosity', *Astronomy and Astrophysics*, 327, 240-244.

Breger, M., 1969, 'Short-Period Variability of B, A, and F Stars. III. a Survey of Delta Scuti Variable Stars', *Astrophysical Journal Supplement*,19, 79.

Breger, M., 1976, 'Catalog of spectrophotometric scans of stars', *Astrophysical Journal Supplemental Series*, 32, 7-87.

Breger, M., 2000, 'δ Scuti stars (Review)', *ASP Conference Series*, 210, 3.

Breger, M., 2005, '*A-Star Puzzle*', New York, Cambridge University Press, 335.

Carrier, F., Eggenberger, P., Leyder, J.,C., Debernardi, Y., Royer, F., 2007, 'A search for solar-like oscillations in the Am star HD 209625', *Astronomy and Astrophysics*, 470, 1009-1012.

Chadid, M., De Ridder, J., Aerts, C. and Mathias, P., 2001, '20 CVn: A monoperiodic radially pulsating delta Scuti star', *Astronomy and Astrophysics,* 375, 113.

Chevalier, C., 1971, 'Short-Period Variables. 8 Evolution and Pulsation of δ Sct Stars', *Astronomy and Astrophysics*, 14, 24.

Danziger, I. J., Dickens, R. J., 1966, 'Observations of Variable F-Type Stars with Short Periods', *Information Bulletin on Variable Stars*, 150, 1.

Danziger, I.J., Dickens, R.J., 1967, 'Spectrophotometry of New Short-Period Variable Stars', *Astrophysical Journal*, 197, 55.

Daszyńska-Daszkiewicz, J., Dziembowski, W. A. and Pamyatnykh, A. A., 2003, 'Constraints on stellar convection from multi-colour photometry of delta Scuti stars', *Astronomy and Astrophysics*, 407, 999-1006.

Dickens, R.J., French, V.A., Owst, P.W., Penny, A.J., Powell, A.L.T., 1971, 'An Abundance Analysis of δ SCT Variable 20 CVn', *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 153, 1-7.

Eggen O.J., 1957, 'Population type I, short-period variable stars in the Hertzsprung gap', *The Astronomical Journal*, 62, 14.

Eggen, O.J., 1960, 'Stellar groups, VI. Space motions of the dwarf A-type and giant M-type stars in the solar neighbourhood', *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.* 102, 448.

Eggen, O. J., 1962, 'Space Velocity Catalogue', *VizieR On-line Data Catalog*, 51, 79.

Erspamer, D., North P., 2003, 'Automated Spectroscopic Abundances of A and F-type Stars Using Echelle Spectrographs. II. Abundances of 140 A-F Stars from ELODIE', *Astronomy and Astrophysics,* 398, 1121.

Fekel, F.C., 2003, 'Rotational Velocities of B, A, and Early-F Narrow-lined Stars', *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 807-810.

Garrido, R., Lopez de Coca, P., Quintana, J. M., Rolland, A., Saez, M., 1980, 'Photometric variability on the lower part of the Cepheid instability strip. I - Evolved AM stars', *Astronomy and Astrophysics*, 83, 114-117.

Gray, R. O., Garrison, R. F., 1989, 'The early F-type stars - Refined classification, confrontation with Stromgren photometry, and the effects of rotation', *Astrophysical Journal Supplement Series*, 69, 301, 321.

Gulliver, A. F., Hill, G., Adelman, S. J., 1996, 'A Spectrograph's Instrumental Profile and Scattered Light', *ASP Conference Series*. 108, 232.

Hauck, B., Foy, R., Proust, D., 1985, 'Detailed analysis of the δ Del star HD 115604 = 20 CVn', *Astronomy and Astrophysics*, 149, 167-170.

Hauck, B., Mermilliod, M., 1998, 'uvbyβ Photoelectric Photometric Catalogue', *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*', 139, 431-433.

Hayes, D. S., Latham, D. W., 1975, 'A rediscussion of the atmospheric extinction and the absolute spectral-energy distribution of VEGA', *Astrophisycal Journal*, 197, 593.

Hill, G., Fisher, W. A., Poeckert, R., 1982a, 'The Reduction of Spectra - Part Two - Vline - an Interactive Line Fitting Spectrophotometric Reduction Program', Publications of Dominion Astrophisical Observatory 3, 27.

Hill, G., Fisher, W. A., Poeckert, R., 1982b, 'The Reduction of Spectra - Part Three - Reduce - an Interactive Spectrophotometric Program', *Publications of Dominion Astrophysical Observatory*, 4, 43.

Ishikawa, M., 1975, 'Spectrum of the delta Scuti variable 20 Canum Venaticorum - A model-atmosphere analysis', *Astronomical Society of Japan*, 27, 1-33.

Kurtz, D. W., 1976, 'Metallicism and Pulsation: an Analysis of the δ Del stars', *Astrophysical Journal Supplement Series*', 32, 651-680.

Leung, K. C., 1970, 'An interpretation of δ SCT stars', *Astronomical Journal*, 75, 643.

Lyumbikov, L.S., Rachkovskaya, T.M., 1985, 'Atmospheres of Delta-Scuti Type Pulsating Stars - Part One - Spectra of 20 Canum-Venaticorum and Delta-Delphini', *Bulletin of Crimean Astrophysics Observatory*, 71, 128.

Morgan, W. W., Abt H. A., 1972, 'The spectral classification of the F stars of intermediate luminosity', *Astronomical Journal*, 77, 35-37.

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 and Astrophysics*, 268, 653-666.

Oke, J. B., Greenstein, J. L., 1954, 'The Rotational Velocities of A, F, and G-Type Giant Stars', *Astrophysical Journal*, 120, 384.

Rodrígues, E., López de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., Costa, V., 1994, 'δ Sct stars: a new revised list', *Astronomy and Astrophysics*, 106, 21.

Rodriguez, E., Rolland, A., Garrido, R., Costa, V., Lopez-Gonzalez, M. J., Lopez de Coca, P., 1998, '20 CVn: simultaneous UVBY photometry', *Astronomy and Astrophysics*, 331, 171-178.

Russell, S. C., 1995, 'Lithium Abundances in delta Scuti Stars and Their Relationship with the Lithium Dip', *Astrophysical Journal*, 451, 747.

Slettebak, A., 1955, 'The spectra and rotational velocities of the bright stars of Draper types A3-G0', *Astrophysical Journal*, 121, 653-669.

Takeda, Y., Sadakane, K., 1997, 'Oxygen lambda7771--5 Triplet in Hyades A-Type Stars: A Quest for the Key to the AM Phenomenon', *Astronomical Society of Japan*, 49, 367-382.

Wehlau, W. H., Chen S. C. N., Symonds, G., 1966, 'Light Variability of 20 Canum Venaticorum', *Information Bulletin on Variable Stars*, 143.

Wolff, S.C., 1983, '*The A-Stars: Problems and Perspectives*', Washington, DC, NASA SP-463.

Yüce, K., 2003, '*4 Lac and ν Cep Yıldızlarının Tayfsal Analizleri*', Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi, Ankara.

Yüce, K., 2005, 'Spectral Analysis of 4 Lacertae and nu Cephei', *Baltic Astronomy*, 14, 51-82.

ROTSE3D GÖZLEMLERİNDE ÖRTEN DEĞİŞEN YILDIZ TARAMASI

Ahmet DEVLEN, Varol KESKİN, Kadri YAKUT

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir

Özet.

Bu çalışmada, "Bazı Yeni Uzun-Dönemli Değişen Yıldızların Gözlemi" başlıklı TUG projesi kapsamında, 'TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan Rotse3d teleskobuyla 2007 yılı içinde yapılan gözlemler kullanılmıştır. Rotse3d teleskopu beyaz ışıkta yapılmış olan gözlemleri işlemden geçirip, kaynakların R-bandına eşdeğer parlaklıklarını vermektedir. Bu gözlem verilerinden örten değişen yıldız taraması yapılmış ve ***bu çalışmayla yeni bulunan 20*** örten değişen yıldızın ışık eğrileri elde edilmiştir. Bunlardan ayrık olan sistemlerin ışık eğrileri DEBIL adlı yazılım kullanılarak çözümlenmiştir.

Anahtar Sözcükler: Örten değişenler, Ayrık sistemler

Abstract.

In this study, observations obtained using the Rotse3d telescope of 'TÜBİTAK National Observatory' for the project "The Observations of the Some New Long-period Variable Stars" during 2007, were used. Rotse3d processes the white-light observations and gives the R-band equivalent magnitudes of the sources. Eclipsing variable search were made using these observations and the light curves of the 20 eclipsing variable star were obtained. The light curves of the detached systems among them analyzed using the code of DEBIL.

Key words: Eclipsing Variables, Detached systems

1.Giriş

Bu çalışma, "Bazı Yeni Uzun-Dönemli Değişen Yıldızların Gözlemi" başlıklı TUG projesinin bir yan ürünüdür ve bu çalışmanın amacı, projede yer alan hedef gökcisimlerinin bulunduğu bölgelerde örten değişen yıldız taraması yapmak ve bulunan yeni değişen yıldızları gruplandırarak ayrık örten değişen yıldızların ilk parametrelerini belirlemek olmuştur. Önce indirgenmiş ve standart parlaklığa dönüştürülmüş gözlemlerden bölgedeki bütün yıldızların parlaklıkları okutulup dosyalar oluşturuldu. Seçilen yıldızların parlaklıkları bu dosyalardan okutuldu ve dönem bulma programıyla dönemler arandı. Bulunan örten çiftlerin elde edilen ışık eğrilerinin çözümleri DEBIL (Detached Eclipsing Binary Light Curve Fitter) (Devor, 2005) yazılımı ile yapıldı.

2.Gözlemler ve İndirgeme

Gözlemler 01 Ocak 2007 – 01 Mart 2008 dönemi içinde, Antalya Bakırlıtepe'de kurulu bulunan TÜBITAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) Robotic Optical Transient Search Experiment –IIId (ROTSE-IIId) teleskobuyla yapılmıştır. ROTSE-III teleskopları, uydular tarafından tespit edilen Gama-Işın Patlamalarına çok hızlı cevap verebilecek şekilde, ~6sn gibi bir sürede o kaynağa yönelip gözleme başlayacak şekilde dizayn edilmişlerdir, detayları Akerlof ve diğ. (2003) makalesinde anlatılmıştır (Kızıloğlu ve diğ., 2005).

TUG'da bulunan ROTSE-IIId teleskopu 45 cm çaplıdır. Gözlemler filtresiz yapılmıştır. Kullanılan Yük Eşleme Cihazı (YEC) 2048 x 2048 gözeye sahipir ve göze ölçeği ise 3".3 göze^{-1} dir. Toplam görüş alanı $1^{\circ}.85 \times 1^{\circ}.85$ dir. Bütün gözlemlerde 20 saniye poz süresi verilmiştir. Gözlem programında uygun olan gecelerde 1 - 10 adet görüntü alınmıştır. Günlük gözlem programında gözlem zamanı ayrılması mümkün olunca aynı gökcismine tekrar dönülerek gözleme devam edilmiştir. Bütün görüntülerde kara akım düzeltmesi ve düz alan düzeltmesi, görüntü alınır alınmaz hemen otomatik olarak yapılmaktadır (Kızıloğlu ve diğ., 2005). Ön indirgemesi yapılmış her bir görüntü için, Sextractor yazılımıyla (Bertin ve Arnouts, 1996) 5 göze çaplı açıklık kullanılarak aletsel parlaklıklar elde edilmiştir. Daha

sonra alandaki bütün yıldızlar, üçgen-eşleme yöntemi kullanılarak USNO A2.0 R-Süzgeci kataloğu ile karşılaştırılıp parlaklıklar kalibre edilmiştir (Kızıloğlu ve diğ., 2005).

Bu çalışmada, gözlem görüntülerinden bütün yıldızların parlaklıkları okutulup parlaklık dosyaları (TBL) oluşturulurken gözlem zamanlarına Güneş merkezli zaman düzeltmesi uygulanmıştır. Gözlem görüntülerinden seçilen mukayese ve diğer yıldızların standartlaştırılmış R parlaklıkları bu TBL dosyalarından PHP yazılım kodu kullanılarak okutulmuştur. Bu işlem sırasında bulutlu ve görüş kalitesi düşük olan geceler yıldızların FWHM değerlerine bakılarak ayıklanmıştır. Gözlem bölgeleri alfabenin harfleri kullanılarak isimlendirilmiştir (A, B, D, E, vb.). Gözlem yapılan bölgelerdeki yıldız sayısı 4000 – 20000 arasında değişmektedir. Daha sonra SIMBAD ve GCVS (http://www.sai.msu.su/gcvs/) veri tabanları taranarak her bir gözlem bölgesinde bilinen değişen yıldızlar işaretlenmiştir. Bilinen ve bu bölgelerde işaretlenen değişen yıldızlar dışında kalan ve o bölgeden seçilen yıldızlar görüntülerdeki (x,y) koordinatlarına göre sırayla numaralandırılmıştır (A0262, D044, G1245, M4496 vb.).

Seçilen yıldızların USNO-A2.0 katalog isimleri, katologta verilen R parlaklıkları ve 2000 yılına ait koordinatları, gözlemlerde elde edilen nokta sayısı ve kullanılan mukayese yıldızlarının USNO-A2.0 numaraları Çizelge 1'de verilmiştir. Yıldızların koordinatları ve USNO-A2.0 numaraları Aladin veri tabanı (Bonnarel, F., ve diğ., 2000) kullanılarak belirlenmiştir. Çizelge 2'de ise çözüm sonucunda bulunan parametreler verilmiştir. Elde edilen ışık eğrileri ve çözüm sonucu oluşturulan kuramsal eğriler Şekil 1 – Şekil 20'de verilmiştir. Şekillerde üstteki grafikler gözlemle kuramsal eğri arasındaki farkı göstermektedir. Alttaki grafiklerde ise: Kırmızı noktalar: gözlem noktalarını, Yeşil bar: gözlem noktalarının hatalarını ve Mavi noktalar: kuramsal ışık eğrisini temsil etmektedir.

3.Dönem Belirlenmesi

Kullanılan yazılım, Schwarzenberg-Czerny (1989, 1996) tarafından geliştirilen ve varyans analizine dayalı bir algoritma ile çalışmaktadır. 0.1 ile 1000 gün arasında tarama yapılmakta, 8 evre

bölümü için 2. derece bir polinom çakıştırması etrafında varyansı en küçük yapan dönem seçilmektedir. Aliaslar, dönem taramasında zayıf dönemlilikleri ve aliasa yakın dönemleri bastırabildiği için sorun olmaktadır. Aliaslardan en kuvvetli 12 tanesi, yanlış belirlenen dönemleri içerecek biçimde elenmekte ve bundan sonraki en iyi dönem alınmaktadır. Çok sayıda farklı veri için %1 kadar gerçek dönem elemesi olmaktadır. Sonuç olarak dönem belirlendiğinde, 1'den 19'a kadar oranlı katları da, daha iyi dönem verip vermeyeceğini görmek için ayrıca denenmektedir.

Verilen dönem kullanılarak saçılma miktarı belirlenmektedir. Eğer dönem doğruysa, saçılma da minimum olmaktadır. Eğer ışık eğrisi yanlış dönem ile katlanırsa, saçılma artmakta ve verinin dağılımı rastgele olmaktadır. Bu aşamada, test edilen her dönem için saçılmalar hesaplanmakta ve ortalama saçılmadan en az ayrılan sigma değerleri hesaplanmaktadır.

Çok benzer minimumları olan ya da ikinci minimumları çok sığ olduğu için belirlenemeyen ışık eğrilerinde dönem genellikle gerçek değerin yarısı olarak belirlenmektedir.

4.Işık Eğrisi Çözümlemesi

DEBIL (Detached Eclipsing Binary Light Curve Fitter) yazılımı, çok sayıda örten çiftin ışık eğrisini analiz için tasarlanmış bir yazılımdır. Ancak, bu işlemle bulunan parametreler, bilinen daha iyi yöntemler için başlangıç parametreleri olarak kullanılmalı ve asıl çözümler WD gibi yazılımlarla yapılmalıdır. DEBIL temel olarak, adından da anlaşılacağı gibi ayrık sistemler için yazılmıştır. Bunlarda da, kenar kararması gösteren küresel yıldızlar, yansıma ya da 3. ışık olmayan klasik çift sistem yörüngesi olduğu varsayımı yapılmıştır. Yazılıma gözlenen ışık eğrisinin yanında dönem ve kuadratik kenar kararma katsayıları verilerek, baş yıldızın yarıçapı, yoldaş yıldızın yarıçapı, baş yıldızın parlaklığı, yoldaş yıldızın parlaklığı, yörünge dışmerkezliği, yörünge eğikliği, periastron geçişi, periastron argümanı olarak 8 parametre hesaplanmaktadır. Salt ölçekler bilinmediği için, yarıçaplar yörünge yarıbüyük eksen uzunluğu cinsinden bulunmaktadır. Yöntemle yarıayrık ve değen çifler de çözülebilmesine karşın, bunların sonuçları daha kabadır.

DEBIL başlangıçta parametreler için başlangıç değerleri belirlemektedir. Işık eğrisinden evre hesaplanarak minimumların derinlikleri ve genişlikleri hesaplanmaktadır. Ayrık sistemler için basitleştirilmiş analitik çözümlere (Danby 1964; Mallen-Ornelas ve diğ. 2003; Seager ve Mallen-Ornelas 2003) dayanan bir dizi denklem kullanılarak, çakıştırma optimizasyon işlemi için DEBIL bir başlangıç noktası oluşturmaktadır. Bundan sonra parametreler, en iyi çakıştırmayı bulmak amacıyla, farkların karelerinin minimum olacak biçimde, optimizasyon algoritmasına göre sistematik olarak değiştirilmektedir. Seçilen optimizasyon algoritması downhill simplex yöntemidir ve bu simule edilmiş annealing (Nelder 1965; Kirkpatrick ve diğ. 1983; Vanderbilt ve Louie 1983; Otten ve van Ginneken 1989; Press ve diğ. 1992) ile birlikte kullanılmaktadır. Bu algoritma, basitliği, hızı ve uzun zamandan beri benzer çözümler için güvenli olarak kullanılıyor olması nedeniyle seçilmiştir. Nerede durulacağını belirlemek zor olduğundan, 10000 iterasyon yapılarak, minimum bunların içinden belirlenmektedir. Bu yolla olması gereken minimumdam en çok % 0.1 sapılmaktadır. Bu aşamadan sonra DEBIL bulunan parametrelerin belirsizliklerini hesaplamaktadır. En son olarak ta dalgalılık ve saçılma parametreleri hesaplanmakta, böylelikle de zonklayan yıldızlar gibi örten olmayan değişenler ayıklanabilmektedir (Devor, 2005).

Çözümlerimizde yörünge dış merkezlik (e) değerini sıfır olarak aldık. Yalnızca bir sistemde (M259) yörünge dış merkezliğinin sıfırdan çok farklı olduğu açıkça görülmektedir (Bkz. Şekil 16). Bu yıldızın ışık eğrisini çözerken yörünge dış merkezlik değerini serbest bıraktık. Ayrıca bir tane de β lyr türü örten değişen (K2790) için çözüm denemesi yaptık. Elde edilen kuramsal eğri ve gözlemsel ışık eğrisi Şekil 11'de verilmektedir. Çözüm sonuçlarında bazı sistemlerde hatalar yüksek çıkmıştır (örneğin; iki sistemin (D044 ve E517) r2 yarıçaplarının hatası kendisinden yüksektir), bu durum yan minimumların saçılmalı olmasından veya bant şeklinde olmasından kaynaklanmaktadır. Kenar kararma katsayıları $x_1(R)=0.4465$ ve $x_2(R)=0.1855$ olarak sabit alınmıştır.

Çizelge 1: Seçilen Yıldızlar

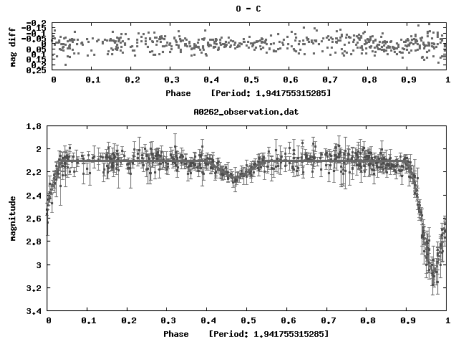
Yıldız Adı	USNO-A2.0 Numarası	R (kadir)	α (2000)	δ (2000)	N. Say.	Mukayese (USNO-A2.0)
A0262	1125-17586161	13.6	20:59:24.80	27:24:24.2	539	1125-17618110
D044	1275-00290726	11.7	00:28:09.59	41:40:19.9	565	1275-00285358
E246	1350-17053466	12.0	22:38:28.39	47:20:22.3	532	1350-17104672
E517	1350-17033002	10.7	22:37:51.49	48:11:00.2	735	
F120	1425-04782400	12.0	04:02:41.58	55:18:51.1	492	1425-04794255
G401	1425-00825278	12.2	00:34:56.39	54:13:54.7	739	1425-00757032
G1487	1425-00964274	13.2	00:41:11.66	54:41:45.4	647	
G1884	1425-00685816	12.6	00:29:05.45	54:53:57.8	568	
J90	1425-03324675	12.0	02:22:03.28	55:17:39.8	491	1425-03125027
J1339	1425-03363379	13.5	02:23:30.37	55:56:42.6	449	
K2337	1425-01649652	12.0	01:12:09.61	53:22:06.7	426	1425-01680711
K2790	1425-01732416	12.9	01:16:00.43	53:36:56.5	417	
L2355	1425-02621028	12.3	01:54:37.20	57:49:34.7	427	1425-02568626
L3021	1425-02646518	12.6	01:55:36.71	58:06:05.5	427	
L3030	1425-02615609	11.8	01:54:24.75	58:06:38.6	442	
M259	1425-02833897	9.6	02:02:44.04	58:07:02.3	554	1425-02759447
M2220	1425-02918269	13.2	02:06:01.40	58:51:32.1	501	
M2471	1425-02795585	12.7	02:01:16.26	58:58:03.5	532	
M2564	1425-02994340	12.7	02:08:59.17	58:58:39.9	562	
M4496	1425-02878948	12.7	02:04:28.72	59:45:48.0	538	

Çizelge 2: Elde edilen parametreler

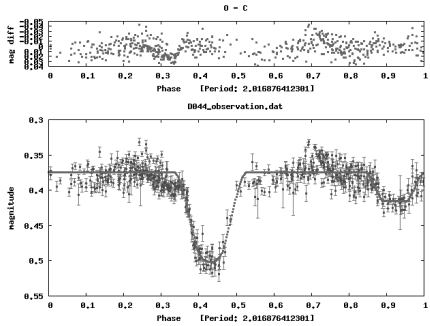
Yıldız Adı	T_0 (HJD) 2454000 +	P (gün)	*i* (°)	r1 (a)	r2 (a)	m1 (R) (kadir)	m2 (R) (kadir)
A0262	328.3069	1.941755315	89.55 ± 056	0.265±0.067	0.195±0.019	15.13±0.93	14±2
D044	325.4244	2.016876412	77 ± 3	0.419±0.015	0.137±0.229	11.21±0.31	15±3
E246	454.2724	2.662269637	85.22 ± 0.26	0.207±0.022	0.138±0.026	11.53±0.29	12.42±0.54
E517	254.4810	2.851891726	78.95 ± 0.36	0.226±0.027	0.072±0.133	11.30±0.43	12±4
F120	107.2873	2.648290318	85.65 ± 0.42	0.180±0.026	0.134±0.051	12.93±0.55	14±1
G401	110.3289	2.137893877	89.71 ± 0.38	0.212±0.020	0.152±0.032	12.64±0.36	13.26±0.65
G1487	110.3515	1.270618248	79 ± 1	0.278±0.021	0.188±0.123	13±1	14±3
G1884	363.4475	1.49117189	78 ± 1	0.350±0.042	0.262±0.164	12.71±0.45	13±2
J90	107.3457	4.224860849	89.31 ± 0.15	0.096±0.002	0.060±0.015	11.56±0.26	13.40±0.89
J1339	388.4270	2.711766175	87.47 ± 0.23	0.127±0.002	0.066±0.037	12.78±0.16	16±1
K2337	393.2304	4.399139432	90.00 ± 0.12	0.113±0.005	0.068±0.010	11.57±0.13	12.53±0.34

K2790 [1]	374.3606	0.574306067	83 ± 1	0.535±0.051	0.418±0.037	12.99±0.23	14.26±0.32
L2355	366.3014	1.347064668	74.06 ± 0.92	0.290±0.007	0.238±0.049	12.55±0.11	14.33±0.68
L3021	359.4453	2.131553616	81.81 ± 0.37	0.188±0.011	0.130±0.054	12.75±0.39	14±1
L3030	361.4960	2.947866967	81.88 ± 0.29	0.146±0.019	0.145±0.018	13.05±0.32	13.27±0.29
M259 [2]	332.4539	7.453003631	87.31 ± 0.45	0.202±0.02	0.132±0.032	10.20±0.37	11.28±0.73
M2220	463.2583	4.82101616	87.36 ± 0.32	0.161±0.011	0.104±0.032	13.69±0.56	14.62±0.77
M2471	357.4518	3.352661071	85.56 ± 0.47	0.201±0.025	0.149±0.077	13.44±0.95	14±2
M2564	451.3356	3.068550137	83.23 ± 0.44	0.181±0.006	0.112±0.046	12.94±0.50	14±1
M4496	463.3005	0.916758511	73 ± 2	0.463±0.012	0.249±0.165	12.87±0.23	15±2

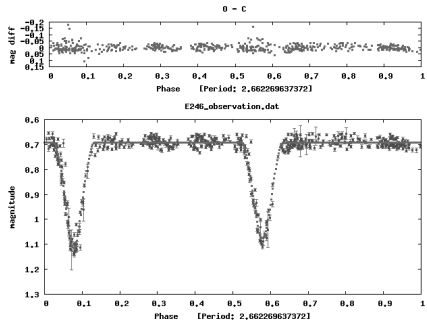
(1) β lyr türü örten değişen yıldız.
(2) e=0.34±0.06



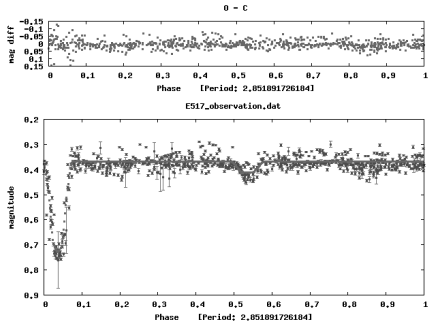
Şekil 1: USNO-A2.0 1125-17586161



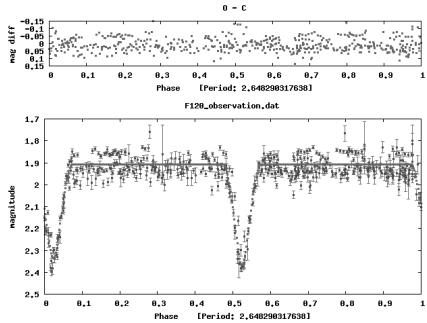
Şekil 2: USNO-A2.0 1275-00290726



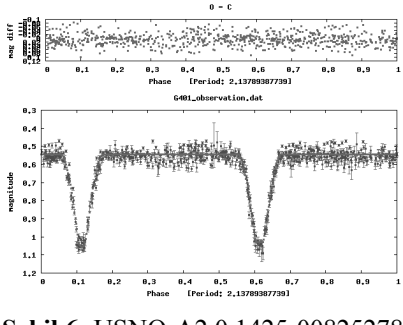
Şekil 3: USNO-A2.0 1350-17053466



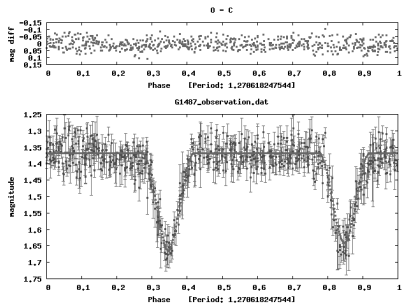
Şekil 4: USNO-A2.0 1350-17033002



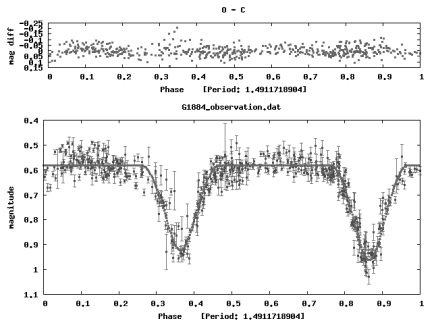
Şekil 5: USNO-A2.0 1425-04782400



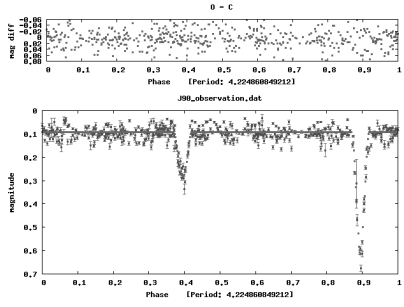
Şekil 6: USNO-A2.0 1425-00825278



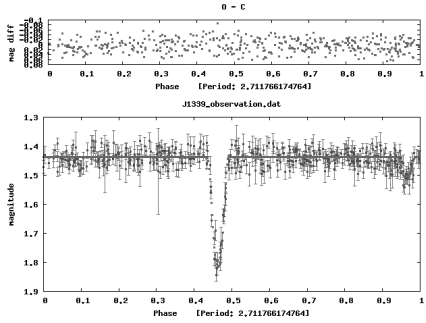
Şekil 7: USNO-A2.0 1425-00964274



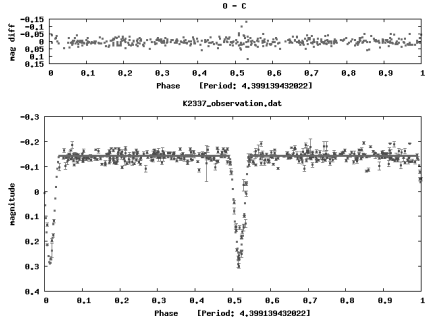
Şekil 8: USNO-A2.0 1425-00685816



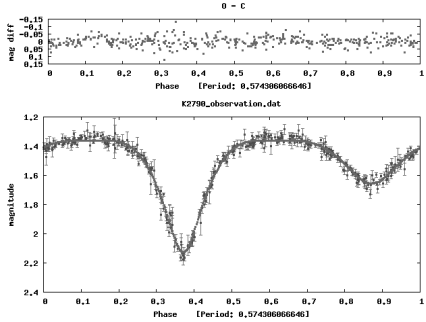
Şekil 9: USNO-A2.0 1425-03324675



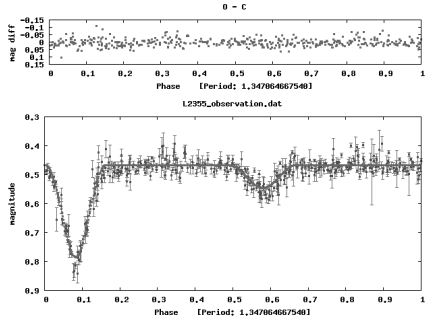
Şekil 10: USNO-A2.0 1425-03363379



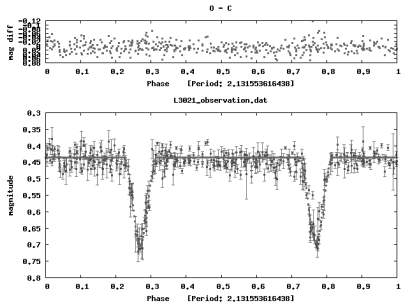
Şekil 11: USNO-A2.0 1425-01649652



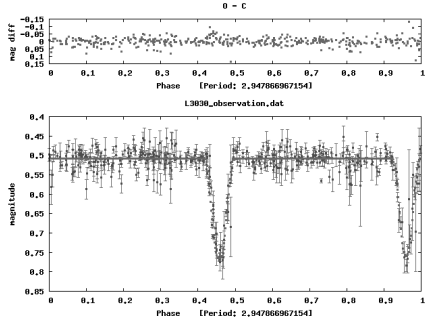
Şekil 12: USNO-A2.0 1425-01732416



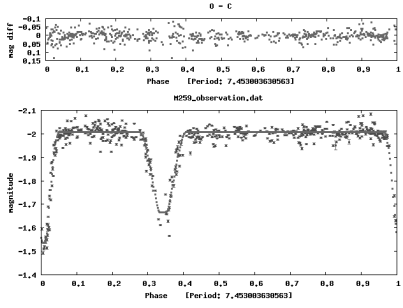
Şekil 13: USNO-A2.0 1425-02621028



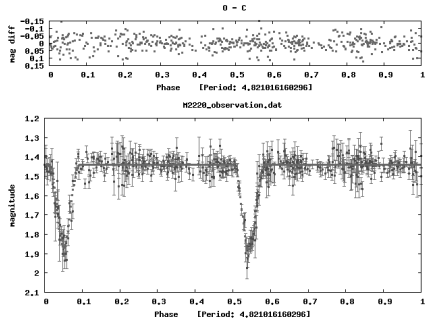
Şekil 14: USNO-A2.0 1425-02646518



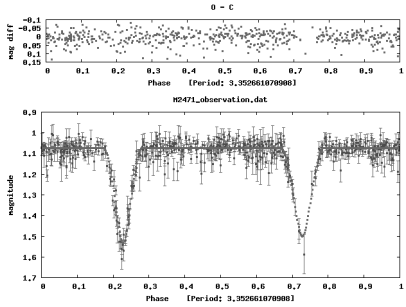
Şekil 15: USNO-A2.0 1425-02615609



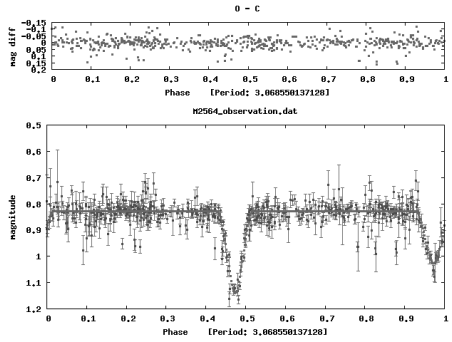
Şekil 16: USNO-A2.0 1425-02833897



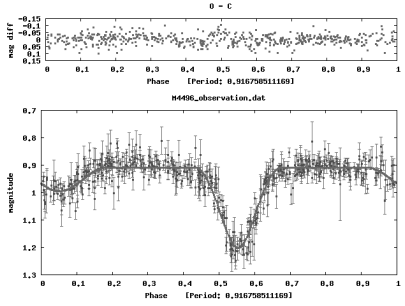
Şekil 17: USNO-A2.0 1425-02918269



Şekil 18: USNO-A2.0 1425-02795585



Şekil 19: USNO-A2.0 1425-02994340



Şekil 20: USNO-A2.0 1425-02878948

Bu çalışma için gözlem zamanı sağlayan TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne teşekkür ederiz. Ayrıca bu çalışmada yıldızların konum ve katolog numaralarını belirlemek için SIMBAD veri tabanından (CDS, Strasburg, Fransa) yararlanılmıştır.

Kaynaklar

Akerlof, C. W., ve diğ., 2003, PASP, 115, 132

Bertin, E. ve Arnouts, S., 1996, A&AS, 117, 393

Bonnarel, F., Fernique, P., Bienaymé, O., Egret, D., Genova, F., Louys, M., Ochsenbein, F., Wenger, M., Bartlett J. G., 2000, A&AS, 143, 33

Danby, J. M. A., 1964, Fundamentals of Celestial Mechanics (New York: Macmillan)

Devor, J., 2005, *ApJ*, 628, 411

Kirkpatrick, S., Gelatt, C. D., Vecchi, M. P., 1983, Science, 220, 671

Kızıloğlu, Ü., Kızıloğlu, N., Baykal, A., 2005, *AJ*, 130, 2766

Mallén-Ornelas, G., Seager, S., Yee, H. K. C., Minniti, D., Gladders, M. D., Mallén-Fullerton, G. M., Brown, T. M., 2003, ApJ, 582, 1123

Nelder, J. A., Mead, R., 1965, Computer Journal, 7, 308

Otten, R. H. J. M., van Ginneken, L.P.P.P., 1989, The Annealing Algorithm (Dordrecht: Kluwer)

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P., 1992, (2nd ed.; Cam-bridge: University Press)

Schwarzenberg-Czerny, A., 1989, MNRAS, 241, 153

Schwarzenberg-Czerny, A. , 1996, ApJ, 460, L107

Seager, S., Mallén-Ornelas, G., 2003, ApJ, 585, 1038

Vanderbilt, D., Louie, S. G., 1983, Journal of Comp. Phys., 56, 259

ASAS 25832+0552.4 ÖRTEN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN İLK TAYFSAL VE FOTOMETRİK ANALİZİ

Yahya DEMİRCAN, Birol GÜROL, Gökhan GÖKAY, Ethem DERMAN ve Zahide TERZİOĞLU

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara,
Tel:312.2126720/1352, e-posta: demircan@ankara.edu.tr

Özet

Kısa dönemli W UMa türü örten değişen sistem olan ASAS 25832+0552.4'ün BVR bandlarındaki yeni ışık eğrileri ve dikine hız eğrisi analizinden sisteme ilişkin ilk fiziksel ve geometrik parametreler elde edildi. Fotometrik ve tayfsal gözlemler, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde bulunan T40 ve RTT150 teleskopları kullanılarak 10-11 Eylül 2007 tarihleri arasında fotometrik ve 18-24 Aralık 2007 tarihleri arasında ise TFOSC 9+11 eşel tayfçekeriyle elde edilmiştir. Sistemin ASAS tarafından 2002 ile 2006 yılları arasında yayınlanmış fotometrik gözlemlerinden belirlenmiş ışık elemanları ve *NOMAD* kataloğunda yayınlanmış BVRJHK bandlarındaki parlaklıkları dışında literatürde bilgi bulunmamaktadır. Fotometik ve dikine hız eğrileri analizi Wilson-Devinney 2003 kodu kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Analizlerimiz sonucunda ASAS 25832+0552.4'ün tayfsal kütle oranı q=1.356 ve W-türü değen bir sistem olduğu ortaya çıkmıştır. Sisteme ait mutlak ve geometrik parametreler çalışma içerisinde verilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *çift yıldız: örten değişen, yıldız: ASAS 25832+0552.4, mutlak parametreler, dikine hız eğrisi.*

Abstract

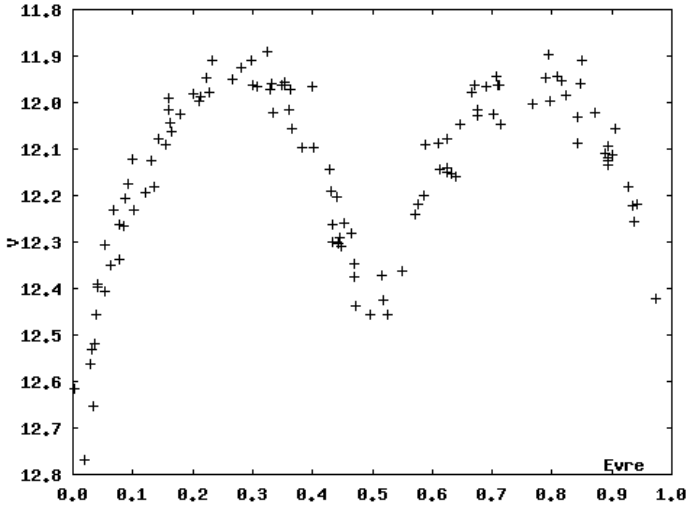
New BVR and Radial Velocity curves were analyzed for the short period W UMa type eclipsin binary system ASAS 25832+0552.4 to derive the first physical and geometrical parameters. The photometric and spectral observations were obtained at TUBITAK National Observatory (TUG) using T40 and RTT150 telescopes during 10-11 September 2007 using BVR filters and 18-24 December 2007 using the TFOSC 9+11 Echelle Spectrograph. There is no any information except the published fotoelectric observations by ASAS (The All Sky Automated Survey Data) between the years 2002 and 2006 and BVRJHK magnitudes by *NOMAD* catalogue. The analysis of the light and radial velocity curves is made using the Wilson-Devinney 2003 code. The present solution reveals that ASAS 25832+0552.4 has an spectral mass ratio q=1.356 and W-type contact binary. The derived absolute and geometric parameters of the system are given in the text.

Key Words: *binaries: eclipsing, stars: individual (ASAS 25832+0552.4), absolute parameters, radial velocity curve*

1. Giriş

ASAS robotik teleskopu[1] ile keşfedilen ASAS 25832+0552.4 (GSC 00575-00429, NOMAD 0958-0641136) çift sistemi; ASAS-3(V)[2] veritabanında $\alpha=22^{sa}58^{d}32.0^{s}$, $\delta=+05^{o}52'23".9$ koordinatlarına ve görsel parlaklığı $V=11^{m}.89$ (ASAS) olan bir sistemdir. Sistemin JHK parlaklıkları sırasıyla $10^{m}.22$, $9^{m}.73$, $9^{m}.63$ (2MASS) olarak verilmiştir. ASAS tarafından verilen ışık elemanı $HJD(Min.I)=2451875.7+0^{d}.234277$ dır. 2002-2006 yılları arasında ASAS tarafından gözlenen ışık eğrisi Şekil 1'de verilmiştir.

Şekil 1'den sistemin değen veya değmeye yakın bir sistem olduğu anlaşılmaktadır. Minimum seviyeleri arasındaki farktan bileşen yıldızların sıcaklıklarının veya ışınım güçlerinin birbirinden önemli derecede farklı olması gerektiğini göstermektedir. Sisteme ilişkin NOMAD[3] kataloğunda BVRJHK bandları için verilen parlaklıkları sırasıyla; $13^{m}.029$, $11^{m}.646$, $10^{m}.790$, $10^{m}.224$, $9^{m}.732$ ve $9^{m}.631$ şeklindedir.



Şekil 1. *ASAS tarafından V bandında 2002 ile 2006 yılları arasındaki gözlemlerinden oluşturulmuş ışık eğrisi. Uzun bir zaman aralığına dağılmış gözlemsel noktalardan oluşturulan ışık eğrisinde saçılmanın da fazla olduğu dikkati çekmektedir. Birinci minimum ile ikinci minimum seviyeleri arasındaki fark bariz bir şekilde görülebilirken, maksimum seviyeleri arasında saçılmadan dolayı seviye farklılığı belirgin değildir.*

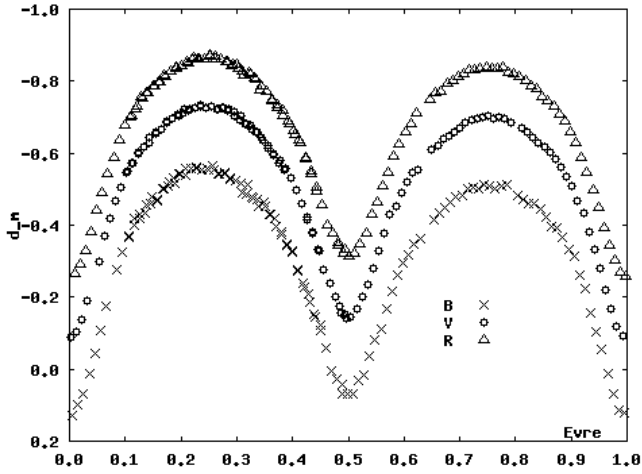
2. Gözlemler

2.1. Fotometrik Gözlemler

ASAS 25832+0552.4 sistemi, TUG'da bulunan 40 cm'lik Schmidt-Cassegrain türü teleskop'a bağlı Apogee ALTA U47 CCD'si kullanılarak 10-11 Eylül 2007 tarihlerinde B,V ve R bandlarında 60 sn poz süresi verilerek gözlenmiştir. B, V ve R bandlarında sırasıyla 131, 132 ve 134 adet görüntü alınmıştır. Diferansiyel parlaklık değerleri, ham CCD görüntülerinden bias, dark ve flat etkisi giderildikten sonra açıklık fotometrisi yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır.

Mukayese yıldızı olarak GSC 00575-00086 (α=22^{sa} 58^{d} 42^{sn}.02, δ=+05^{o}51'33".22) kullanılmış ve indirgemeler sırasında farklı denet yıldızları seçilerek sistematik bir değişime sahip olup olmadığı incelenmiştir. Şekil 2'de B,V ve R bandlarındaki diferansiyel parlaklık değerlerinin değişimi gösterilmiş, ayrıca B-V renk değişimi şeklin altında verilmiştir.

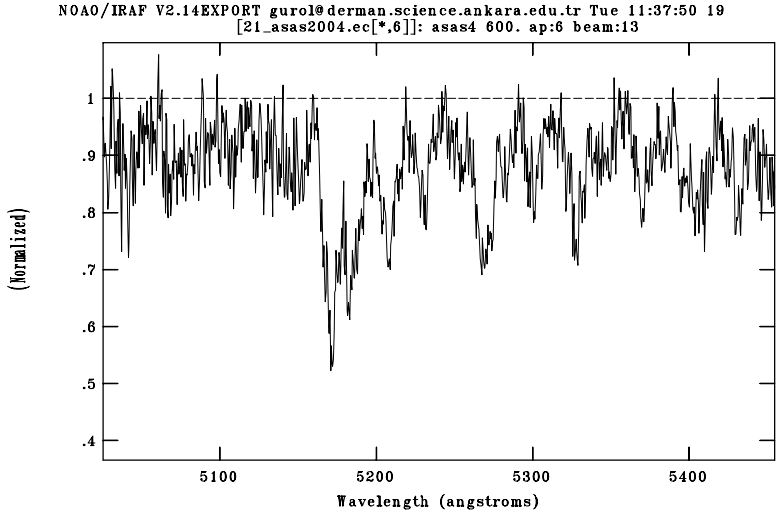
Şekil 2'nin ASAS gözlemleri ile karşılaştırılması sonucunda birinci minimum seviyesi ile ikinci mimimum seviyeleri arasında çok büyük bir farkın bulunmadığı açık bir şekilde görülmektedir. Ayrıca gözlemsel verinin kalitesinin artması nedeniyle birinci maksimum seviyesi ile ikinci maksimum seviyesi arasında seviye farklılığın bulunduğu açık bir şekilde görülmektedir. Bu çıkarım ise Şekil 1 dikkate alınarak yapılan çıkarıma göre tam aksi bir durumu göstermektedir.



Şekil 2. *ASAS 25832+0552.4 örten değişen çift sisteminin B,V ve R bandlarında gözlenen ışık eğrisi görülmektedir.*

2.2. Tayfsal Gözlemler

Sistemin ilk tayfsal gözlemleri 18-24 Aralık 2007 tarihleri arasında TUG'da bulunan RTT150 teleskopuna bağlı TFOSC 9+11 Eşel tayf çekeri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Bu tarihlerde sistemin 6 adet tayfsal gözlemi yapılmıştır. Tayfsal indirgeme işlemleri IRAF programı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Tayfsal görüntüler üzerinde ham düzeltmeler gerçekleştirildikten sonra tayflar tek boyutlu hale getirilmiş ve dalgaboyu kalibrasyonu FeAr lamba tayfları kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Ayrıca dalgaboyu kalibrasyonu gerçekleştirilmiş tayfsal gözlemlerimiz üzerinde hız düzeltmesi uygulanarak Güneş merkezine taşınmıştır. Şekil 3'de ASAS 25832+0552.4 sistemine ilişkin tayfın bir kesiti verilmiştir.



Şekil 3. *ASAS 25832+0552.4 örten değişen sisteminin 6 nolu açıklığa karşılık gelen normalize edilmiş tayfın bir kesiti (Poz süresi = 600 sn ve S/N ~ 25 civarındadır).*

Gözlemlerimizde bulunan ve S/N değeri en yüksek olan tayfsal gözlemlerimizin, çeşitli tayfsal kataloglarda verilen tayflar ile karşılaştırılması sonucunda sistemin tayf türünün K0V civarında olduğu belirlenmiştir. Özellikle kısa dönemli çift yıldızlarda dönme/dolanma kilitlenmesi nedeniyle bileşen yıldızların hızlı dönmeleri nedeniyle soğurma çizgilerinin aşırı genişlemiş olmaları ve buna ilaveten hızlı dolanmaları nedeniyle bu genişlemiş çizgilerin daha geniş blend çizgiler oluşturmaları, tayf türü belirleme işleminde çeşitli güçlüklere neden olmaktadır. Bu nedenle yoğun emek harcamamıza rağmen karşılaştırmada kullandığımız tek yıldızların tayfları ile tam bir örtüşme sağlanmıştır. Bu durumda genel olarak tayfta aynı soğurma çizgilerinin bulunup bulunmadığı gibi bazı kriterler dikkate alınarak sistemin K0V tayf türünden bir sistem olduğuna karar verilmiştir. K0V tayf türüne karşılık literatürde verilen sıcaklık değerleri Çizelge 2'de verilmiştir.

***Çizelge 2**. K0V tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değerleri*

	Allen[4]	**Popper[5]**	**Straizys[6]**
T (°K)	5150	5188	5047

Çizelge 2'de farklı araştırmacılar tarafından K0V tayf türünden bir yıldız için vermiş oldukları sıcaklık değerleri görülmektedir. Birbirlerinden çok farklı olmayan bu sıcaklık değerlerinin ortalaması alınarak (T_1=5128 °K) ışık eğrisi analizinde kullanılması tercih edilmiştir.

3. Yeni Işık Elemanı

Fotometrik gözlemlerimizden B, V ve R bandlarında olmak üzere üç adet birinci ve üç adet ikinci minimum zamanı, Kwee van Wooerden[7] yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. Ayrıca ASAS gözlemlerinden yararlanarak (survey gözlemleri olması nedeniyle) gözlemler ortak bir zamana taşınarak bir adet minumum zamanı hesaplanmıştır. Çizelge 3'de hesaplanan minimum zamanları hataları ile birlikte verilmiştir. Sistemin dönemi, Demircan ve Derman[8] tarafından internet ortamı için Java diliyle hazırlanmış olan programda Dwortesky[9] yöntemi kullanılarak $P=0^g.234275$ olarak hesaplanmıştır.

***Çizelge 3.** Sisteme ait hesaplanan minimum zamanları*

HJD ± σ	**Min. Türü**	**Band**	**Kaynak**
2451875.7	I	-	ASAS
2454354.304288 ± 0.000235	II	B	Bu çalışma
2454354.304464 ± 0.000307	II	V	Bu çalışma
2454354.304583 ± 0.000204	II	R	Bu çalışma
2454354.422006 ± 0.000102	I	B	Bu çalışma
2454354.422080 ± 0.000170	I	V	Bu çalışma
2454354.422074 ± 0.000166	I	R	Bu çalışma

Çizelge 3'de verilen minimum zamanları dikkate alınarak gerçekleştirilen O-C analizi sonucu sisteme ilişkin yeni ışık elemanları aşağıdaki gibi hesaplanmıştır:

$$\text{Min I (HJD)} = 2454354.422036 + 0.^g234284 \times E$$

4. Işık Eğrisi Analizi

Sistemin ışık eğrisi analizinde Wilson-Devinney[10] (WD) kodlarını kullanan Phoebe 0.29d[11] arayüzü kullanılmıştır. Şekil 2'den de görülebileceği gibi O'Connell etkisi görülmektedir. İkinci maksimum yaklaşık olarak birinci maksimumdan $0^m.05$ (B bandı) daha sönüktür. Bu etkinin bileşen yıldızlardan biri üzerinde bulunan ve manyetik alan kaynaklı soğuk lekeden kaynaklanabileceği düşünülmektedir.

Baş bileşenin sıcaklığı K0V tayf türüne karşılık 5128 °K olarak alındı. Kenar kararma katsayıları, Phoebe programı tarafından Van Hamme[12] tablolarından alınmaktadır. Çekim kararma sabitleri $g_{1,2}$=0.32 Lucy 1967 [13] (konvektif atmosferler), yansıma katsayıları $A_{1,2}$=0.5 Rucinski[14] (konvektif atmosferler) olarak alındı. Analiz sırasında dairesel yörünge (e=0) ve senkronize dönme ($F_{1,2}$=1) kabul edilmiştir.

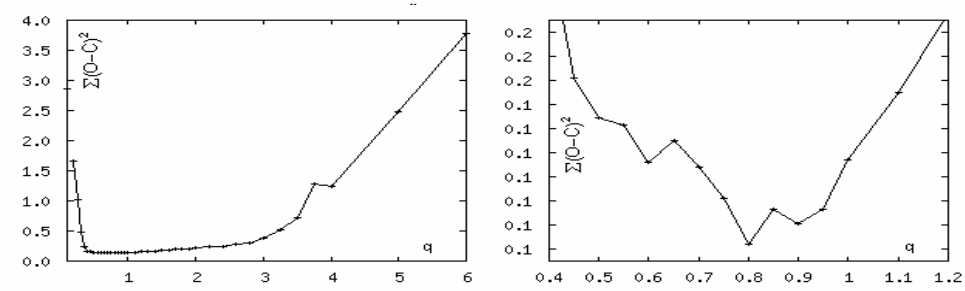
Kütle oranı taraması için WD'de Mod-3'e karşılık gelen "Overcontact binary not in thermal contact" mod seçildi.

Sistemin ışık eğrisindeki asimetrik yapıyı leke ile modelleyebilmek için, sisteme ait başlangıç parametreleri elde edilerek, ışık eğrisinde asimetrik yapıyı en iyi temsil eden leke modeli gerçekleştirildi. İkinci bileşen üzerinde konulan leke modeline ait parametreleri Çizelge 6'da verilmiştir.

Sistem üzerinde çalışma gerçekleştirilirken elimizde tayfsal gözlemleri yoktu bu nedenle fotometrik kütle oranı taraması gerçekleştirilmiştir.

Kütle oranı taramasında B, V ve R bandları kullanılarak q değeri $0.1<q<9.0$ aralığında 0.1 artımlarla i, T_2, Ω_1 ve L_1 parametreleri serbest bırakılarak çözümler elde edildi.

Kütle taramasına ilişkin fark kareler toplamı ile q değerleri Şekil 3'de verilmektedir. Bu tarama sonucuna en iyi q değeri, 0.8 de olabileceği görülmektedir. Bu kütle oranı değeri ve buna ilişkin (i, T_2, Ω_1 ve L_1) parametrelerle iterasyon sayısı artırılarak çözümler yapıldı. Başlangıçta 0.8 olarak alınan kütle oranı değeri, çözüm sonucunda 0.74 elde edilmiştir.



Şekli 3. *Fotometrik kütle oranı taraması sonucu, q ile $\sum(O-C)^2$ değişimi*

5. Tayf Çözümü

Sistemin tayf gözlemlerinden "broadening functions" yöntemini kullanan ve Bob Nelson tarafından programlanmış olan BRAOD15[15] yöntemi kullanılmıştır. Analiz sonuçları Çizelge 5'de verilmiştir.

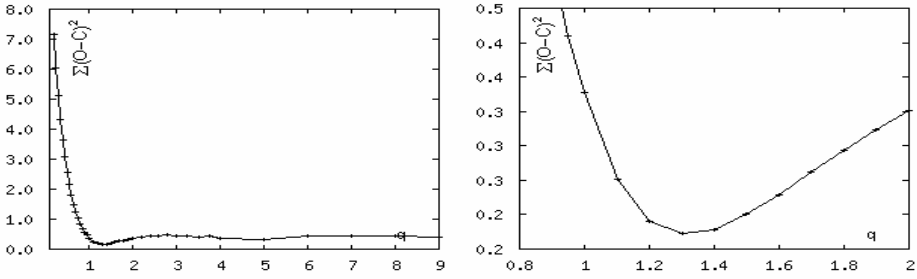
Çizelge 5. *Broadening Function programı kullanılarak hesaplanan dikine hız değerleri*

HJD	Evre	V_1(km/sn)	V_2(km/sn
2454453.241616	0.809	-58.67	240.36
2454456.177280	0.340	174.90	-108.06
2454456.242146	0.617	-76.26	196.55
2454458.162470	0.814	-65.07	236.63
2454458.190801	0.935	7.35	178.31
2454459.209522	0.283	196.32	-110.89

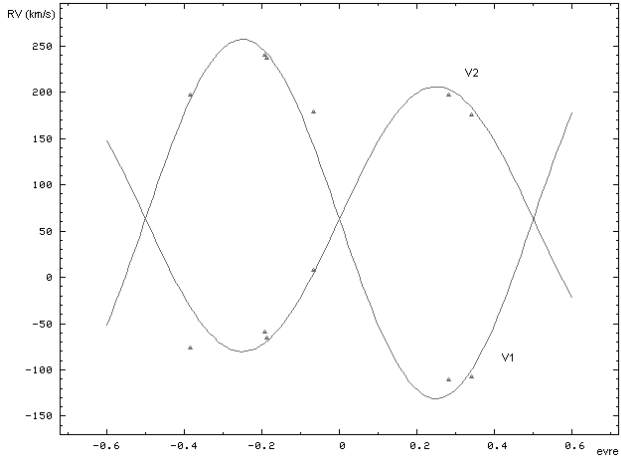
Fotometrik B, V ve R süzgecleri ile radyal hız değerleri beraber alınarak yeniden phoebe'de kütle taraması, $0.1<q<9.0$ aralığında 0.1 artımlarla i, T_2, Ω_1, L_1 ve a parametreleri serbest bırakılarak çözümler elde edildi. Bu tarama sonucu elde edilen fark kareler toplamı ($\sum(O-C)^2$) ile q değerleri Şekil 4'de verilmektedir. Bu çözümler sonucunda en iyi q değerinin 1.3 olduğu görülmektedir.

Radyal hız değerlerinin de kullanılmasıyla elde edilen tarama sonucundaki kütle oranının, fotometrik kütle taraması ile elde edilen kütle oranını desteklediği görülmektedir. Tarama sonucunda elde edilen en iyi q değerine karşılık gelen i, T_2, Ω_1, L_1 ve a değerleri phoebe programına konuldu. Bu parametreler (q, i, T_2, Ω_1, L_1 ve a)

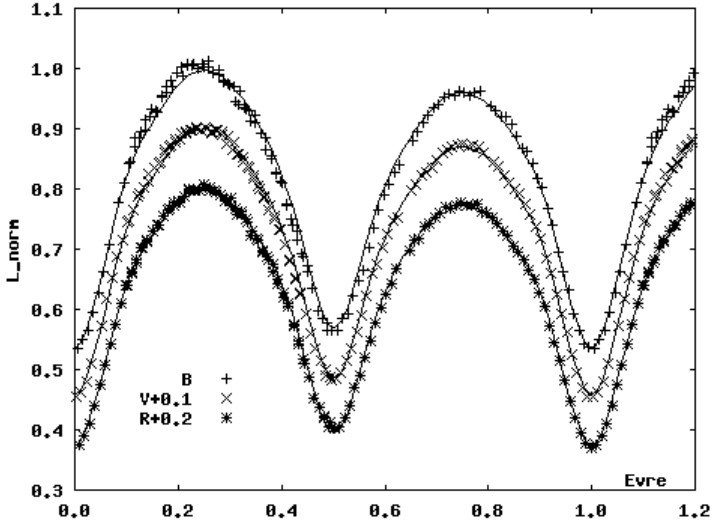
serbest bırakılarak yapılan iterasyon sonucunda sistemin mutlak parametreleri hesaplandı. Sistemin kütle oranın 1.356 ve W-türü bir örten sistem olduğu görüldü. Sistemin gözlemsel ve kuramsal radyal hız eğrisi Şekil 5'da, fotometrik gözlemsel verilerle kuramsal verilerden oluşan eğri Şekil 6'de, 0.25 evresi için sistemin geometrik yapısıyla modellenen leke, Şekil 7'de verilmiştir. Sisteme ilişkin hesaplanan parametreler Çizelge 6'da verilmiştir.



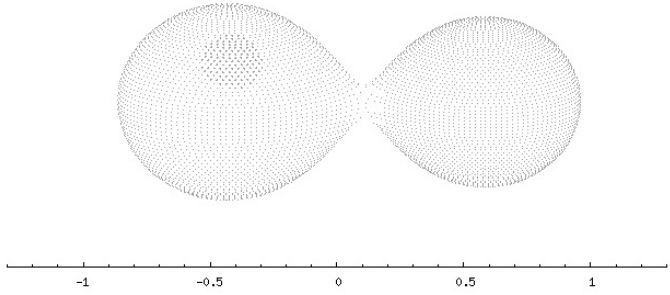
Şekli 4. *Forometrik ve Tayfsal kütle oranı taraması sonucu, q ile* $\sum(O\text{-}C)^2$ *değişimi*



Şekil 5. *Sistemin gözlemsel ve kuramsal dikine hız eğrisi*



Şekil 6. *Fotometrik gözlemsel verilerle kuramsal verilerden oluşan eğri*



Şekil 7. *Sistemin 0.75 evresi için geometrik yapısı ve 2. bileşen üzerindeki leke konumu*

Çizelge 6. *Işık eğrisi analizi sonuçları*

	B	**V**	**R**
Sabit Tutulan Parametreler			
T_1°K	5128		
$A_1=A_2$	0.5		
F1=F2	1.0		
$g_1=g_2$	0.32		
X_1, X_2	0.826, 0.875	0.489, 0.532	0.291, 0.321
Y_1, Y_2	0.029, -0.026	0.353, 0.308	0.479, 0.449
Serbest Bırakılan Parametreler			
a	1.605 ±0.047		
q	1.356 ±0.0189		
i	76.317 ±1.506		
T_2°K	5030 ±366		
$\Omega_1=\Omega_2$	4.247 ±0.278		
$L_1/(L_1+L_2)$	0.459±0.097	0.453±0.077	0.448±0.061
$L_2/(L_1+L_2)$	0.541	0.547	0.552
Vg (km/sn)	0.629 ±0.009		
Kesirsel Yarıçaplar			
r_1 (pole)	0.270 ±0.038		
r_1 (side)	0.283 ±0.039		
r_1 (back)	0.326 ±0.058		
r_2 (pole)	0.470 ±0.031		
r_2 (side)	0.509 ±0.039		
r_2 (back)	0.538 ±0.055		
$\sum(O-C)^2$	0.331	0.150	0.137
Leke Parametreleri			
Enlem(rad)	0.9		
Boylam(rad)	4.75		
Yarıçap(rad)	0.31		
Sıcaklık Faktörü	0.87		

6. Sonuçlar

ASAS 25832+0552.4 sisteminin, TUG da yapılan fotometrik gözlemlerinden elde edilen minimum zamanları kullanılarak yeni ışık elemanı bulundu.

Bu çalışmada, phoebe de yazdığımız programda fotometrik kütle oranı değerini 0.74 (1/q=1.35) değeri elde edildi. Dikine hız verileri ile birlikte kütle oranı taraması yapıldığında da kütle oranı1.356 hesaplandı. Bu da fotometrik kütle oranı taramasının başarılı bir şekilde gerçekleştiğini göstermektedir. Sistemin TUG da yapılan tayfsal gözlemleri kullanılarak, W UMa W-türü örten bir sistem olduğu ve mutlak parametreleri ilk kez hesaplanarak Çizelge 7'de verildi. Gözlenen tayfsal verilerin S/N oranın düşük olması sebebiyle, sistemin daha duyarlı tayflarının gözlenmesiyle, bulunan bu parametrelerin teyit edilmesi sağlanmalıdır.

***Çizelge** 7. ASAS 25832+0552.4 sisteminin mutlak parametreleri*

Parametre	Değer
$a(R_\odot)$	1.605 ±0.010
$R_1(R_\odot)$	0.580
$R_2(R_\odot)$	0.670
$M_1(M_\odot)$	0.431
$M_2(M_\odot)$	0.585
Log g_1	4.54
Log g_2	4.55
M^1_{bol} (kadir)	6.48
M^2_{bol} (kadir)	6.26

Kaynaklar

[1] Pojmanski, G., Pilecki, B., Szczygiel, D.(2005), 'The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. V. Declinations 0 arcd - +28 arcd of the Northern Hemisphere',*Acta Astronomica,* v.55, pp.275-301.

[2] Pojmanski, G.(1997),'All Sky Automated Survey', *Acta Astronomica*, **47**, 467

[3] Zacharias, N., Monet, D., Levine, S., Urban, S., Gaume, R., Wycoff, G. (2005),'The Naval Observatory Mergered Astrometric Dataset (NOMAD)', *AAS meeting in San Diego*
[4] Cox, Arthur N.(2000),'Allen's astrophysical quantities', 4th ed. Publisher: New York: AIP Press; Springer, 2000. Editedy by Arthur N. Cox. ISBN: 0387987460
[5] Popper, D. M., 'Stellar masses', *Annual Review of Astronom and Astrophysics*, 18 (1980) pp. 115-164
[6] Straizys, V.; Kuriliene, G.(1981), 'Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks',*Astrophysics and Space Science*, vol. 80, no. 2, Dec. 1981, p. 353-368
[7] Kwee, K.K., van Woerden, H., (1956), 'A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable',*BAN*, V12, 327.
[8] Demircan, Y., Derman, E.,(2007),' Period Search Application', http://derman.science.ankara.edu.tr/Contact-Binary/period/
[9] Dwortesky, M. M., 1983, "A period-finding method for sparse randomly spaced observations or How long is a piece of string?", *Mnthly Not. R. Astron. Soc.,* **203**, 917–924.
[10] Wilson, R.E., Devinney, E.J.,(1971),'Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni', *The Astrophysical Journal*, 166, 605
[11] Prša., Zwitter T., (2005),'A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives', *The Astrophysical Journal*, 628, 426
[12] W. van Hamme,(1993) 'New Limb-Darkening Coefficients for Modeling Binary Star Light Curves', *The Astronomical Journal*,106 (1993) pp. 2096-2117
[13] Lucy L. B., 1967, 'Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes' *Zeitschr. F. Astrophys*.,65, 89
[14] 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
[15] Nelson, 2005 Nelson, R.H., 2005. 'Software by Bob Nelson', http://members.shaw.ca/bob.nelson/software1.htm

ST Boo ve RR Leo'nun FREKANS ANALİZLERİNİN ÖN SONUÇLARI

Lale Çelik[15], Fehmi EKMEKÇİ[1], H.Volkan ŞENAVCI[1]

Özet

RR Lyrae türü değişenler ST Boo ve RR Leo'nun ışık eğrileri Mart 2007 ile Eylül 2007 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG) ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde elde edildi. Bu zonklayan yıldızların V bandı gözlemlerine Period04 programı kullanılarak çoklu-frekans analizi yapıldı. Bu analizin sonucunda ST Boo ve RR Leo için yirmi-frekans çözümlerinin gözlemsel verilerle uyumlu olduğu görüldü. Ancak S/N oranları, gözlemsel hatalar ve aliasing etkisi dikkate alınarak yapılan incelemede her iki yıldız için elde edilen bu yirmi-frekans çözümündeki doğru ve güvenilir olan frekansların seçimi yapılabildi. Ayrıca, diğer bir çoklu-frekans analiz programı olan AutoSignal V1.7, bu yıldızların aynı gözlemsel verilerine uygulandı. Elde edilen sonuçlar, ST Boo için on-frekans çözümü ve RR Leo için yedi-frekans çözümü şeklinde oldu. Period04 programının sonuçları ile AutoSignal V1.7 programının sonuçlarının bir karşılaştırması, AutoSignal V1.7 frekans analiz programının RR Lyrae türü zonklayan yıldızların frekans analizinde daha güvenilir sonuçlar verdiğini göstermiştir.

Anahtar Kelimeler: *RR Lyr türü, Bünyesel Değişenler, Zonklama*

[5] *Ankara Üniversitesi, Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara*
e-postalar : lalecelik81@gmail.com, ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr , volkan@astro1.science.ankara.edu.tr

Abstract

The light curves of RR Lyrae type variables ST Boo and RR Leo were obtained between March and September 2007 at Ankara University Observatory (AUG) and at TÜBİTAK National Observatory (TUG). Appllying multiple-frequency analysis using Period04 program to V band observations of these pulsation stars showed that twenty- frequency solutions were found to be fitted well to the obsevational data of ST Boo and RR Leo. But the examinations using S/N ratios, observational errors and aliasing effects gave the possibility for selecting the true and reliable frequencies to represent the pulsational phenomena of these stars. In addition, the other multiple-frequency analysis using AutoSignal V1.7 program were applied for the same data of these pulsation stars. The achievement results are ten-frequency solution for ST Boo and seven- frequency solution for RR Leo. Comparing the results of Period04 program with those of AutoSignal V1.7 program shows that AutoSignal V1.7 program gave the most reliable evaluation for RR Lyrae type pulsation stars in multiple-frequency analysis.

Key Words: *RR Lyr type, Intrinsic Variables, Pulsation*

1. Giriş

ST Boo yıldızı (HIP 75942), tayf türü F2 (GCVS) , RRab alt sınıfından olup bir RR Lyrae türü değişen yıldızdır. Bu yıldızın koordinatları $\alpha_{2000} = 15^{sa}\ 30^{dk}\ 39^{sn}.231$ ve $\delta_{2000} = 35°\ 47'\ 04''.3$'dır. Parlaklığı $V = 10^{m}.68$ ve genliği $\sim 1^{m}.21$ yöresindedir. ST Boo'nun ilk ışık eğrisi Zessewitsch tarafından [1] yayınlanmıştır. MC Namara and Langford [2] ST Boo'nun dönemini $0^{g}.622$ olarak bulmuştur. Clementini *et al.* [3] tarafından bu yıldız için $E(B-V) = 0^{m}.00$ olarak hesaplanmıştır. Clementini *et al.* [4] yatay kolda bulunan RR Lyrae yıldızları ile ilgili çalışmalarında ST Boo'nun etkin sıcaklığını $T_e = 6081 \pm 115$ K ve yüzey çekim ivmesini $\log g = 2.71 \pm 0.20$ olarak bulmuşlar. Clementini *et al.* [5] ST Boo'nun 5160 - 5200Å dalgabouyu aralığında tayfından bir kesit vererek bu yıldızın RRab alt sınıfına ait olduğunu belirtmişler. Pena *et al.* [6] ise uvby β

gözlemlerini kullanarak ST Boo için T_e = 6444, M_v = 0.71 ve log L ($L_\odot$) =1.62 olarak kestirmişler.

RR Leo yıldızı (BD +24 2183; HIP 049628), tayf türü A7 - F5 (GCVS) olan RRab alt sınıfından tipik bir RR Lyrae türü değişen yıldızdır. Bu yıldızın koordinatları α_{2000}= 10^{sa} 07^{dk} $43^{sn}.46$ ve δ_{2000} = 23° 59' 30".3'dır. Parlaklığı V = $10^m.7$ ve genliği ~ $1^m.65$ yöresindedir. MC Namara ve Langford [2] RR Leo yıldızının dönemini $0^g.452$ olarak bulmuştur. Clementini *et al*. [3] RR Leo için renk artığını E(B-V) = 0.05 ± 0.02 olarak bulmuşlardır ki bu değer kızarma etkisinin ihmal edilebilir değerde olduğunu ifade etmektedir. Carney *et al.* [7] M_{bol}'u $0.^m8$, yarıçapı R ($R_\odot$) = 4.35, kütlesi M ($M_\odot$) = 0.536 ve sıcaklığı T_e(K) = 6869 olarak bulmuşlardır. Kovacs [8] RR Lyrae ve Sefeid yıldızları ile ilgili çalışmasında RR Leo için T_e = 6458 K, R ($R_\odot$) = 4.85 ve M_v = $0^m.87$ bulmuştur.

Bu çalışmada Mart 2007 ile Eylül 2007 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG) ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde CCD gözlemi yapılan RR Lyrae türü bünyesel değişenler olan RR Leo ve ST Boo'nun V bandı verilerine uygulanan çoklu-frekans analiz sonuçları verilmektedir. Bu sonuçlar Lenz ve Breger [9]'in Period04 ve Lomb [10] - Scargle [11] yöntemini uygulayan AutoSignal V1.7 programları kullanılarak elde edildi. Her iki programın verdiği sonuçlar karşılaştırılarak ST Boo ve RR Leo için olası zonklama frekansları tartışıldı. AutoSignal V1.7 programını daha güvenilir sonuçlar verdiği ortaya çıkmıştır. Bununla beraber, gözlem verilerinin az olması AutoSignal V1.7 analiz sonuçlarının da tartışmalı olmasına neden oldu. Daha güvenilir sonuçların elde edilebilmesi için bu yıldızların ek gözlem verilerine ihtiyaç vardır.

2.Gözlemler ve Işık Eğrileri

Bu çalışmada RR Leo Mart-Mayıs 2007 ve ST Boo'nun Nisan-Eylül 2007 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi (AÜG)'deki 40 cm'lik Kreiken teleskoba ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'ndeki 40 cm'lik teleskoba bağlı Apogee Alta U- 47 CCD kullanılarak Johnson B, V ve R bandlarında gözlemleri yapıldı. Burada sadece V bandı verileri kullanılarak yapılan çoklu-frekans analiz sonuçları üzerinde durulmaktadır.

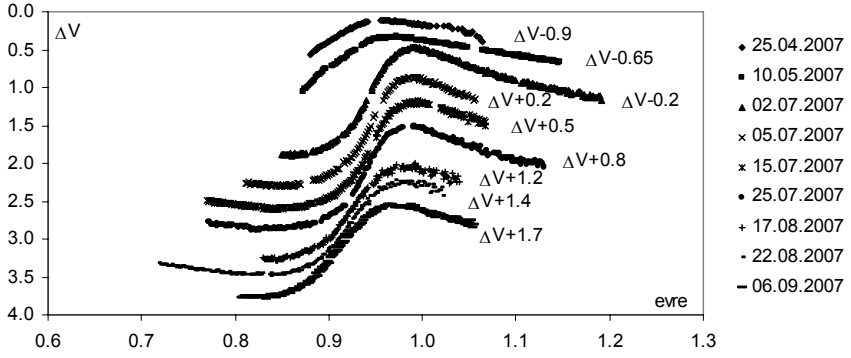
Gözlemlerde kullanılan muayese yıldızlarına ait ayrıntılı bilgi Çizelge 1'de verilmektedir.

Çizelge1. *RR Leo ve ST Boo yıldızlarının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızlar*

Yıldız	BD/HIP	α_{2000}	δ_{2000}	V
RR Leo	BD+24 2183	$10^{sa}\ 07^{dk}\ 43^{sn}.46$	23° 59' 30".3	10.7
Mukayese	BD+24 2179	$10^{sa}\ 07^{dk}\ 07^{sn}.58$	23° 55' 07".2	9.46
ST Boo	HIP 75942	$15^{sa}\ 30^{dk}\ 39^{sn}.23$	35° 47' 04".3	10.68
Mukayese	BD+36 2612	$15^{sa}\ 30^{dk}\ 32^{sn}.56$	35° 53' 38".5	9.6

2.1 ST Boo

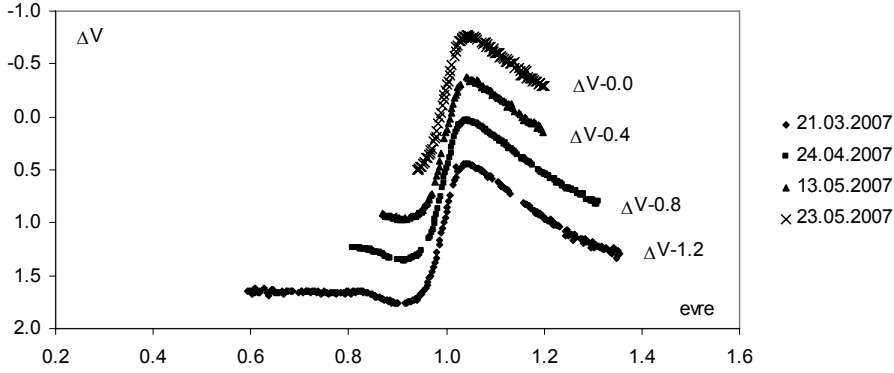
ST Boo yıldızının ışık elemanları için $T_0 = 2453137.485$ ve $P = 0^g.6223$ (Wu [12]) değerleri kullanıldı. 25 Nisan - 06 Eylül 2007 tarihleri arasında AÜG'nin Kreiken Teleskobu'nda toplam 9 gecelik gözlem verisi elde edildi. Şekil 1'de CCD gözlemlerinden elde edilen 9 geceye ait ışık eğrileri sunulmaktadır.



Şekil 1*. ST Boo'nun 10 Mayıs, 02-05-15-25 Temmuz, 17-22 Ağustos ve 06 Eylül 2007 tarihlerindeki V bandı AÜG Kreiken Teleskobu gözlemleri*

2.2 RR Leo

RR Leonis yıldızının ışık elemanları için T_0 = 2453145.4225 ve P = 0^g.452393 (Liu ve Janes [13]) değerleri kullanıldı. 24 Nisan- 23 Mayıs 2007 tarihleri arasında 3 gece AÜG'nin Kreiken Teleskobu ve 21 Mart 2007 tarihinde bir gece TUG'da toplam 4 gecelik gözlem verisi elde edildi. Şekil 2'de CCD gözlemlerinden elde edilen 4 geceye ait ışık eğrileri sunulmaktadır.



Şekil 2. *RR Leo'nun 21.03 TUG ve 24.04.ve 13 - 23.05.2007 tarihlerindeki V bandı AÜG Kreiken Teleskobu gözlemleri*

3. Frekans Analizi

Bu çalışmada RR Leo ve ST Boo yıldızlarının AÜG ve TUG'da yapılan V bandındaki gözlem verileri, Period04 analiz programı kullanılarak yapılan frekans analiz hesabında kulanıldı. Analizlerde denetleme parametresi olarak sinyal/gürültü (S/N) değerleri dikkate alındı. Period04 ile yapılan analizin denetlenmesi ve bir karşılaştırması için Lomb [10] ve Scargle'nin [11] yöntemini uygulayan AutoSignal V 1.7 adlı bir program daha kullanıldı. Bu analiz programı Period04'ten farklı olarak sinüs terimleri dışında kosinüs terimleri de kullanmaktadır. Bu yöntem ışık eğrileri simetrik olmayan yıldızlarda da güvenilir sonuç vermektedir ki bu yüzden RR Lyrae yıldızlarında yaygın olarak kullanılmaktadır. Analiz sonuçlarının ilk denetlemesi, B, V, ve R bantları için elde edilen frekans ve genliklerin (sahip olduğu hata değerleri ile birlikte) karşılaştırması ile yapıldı.

3.1 ST Boo

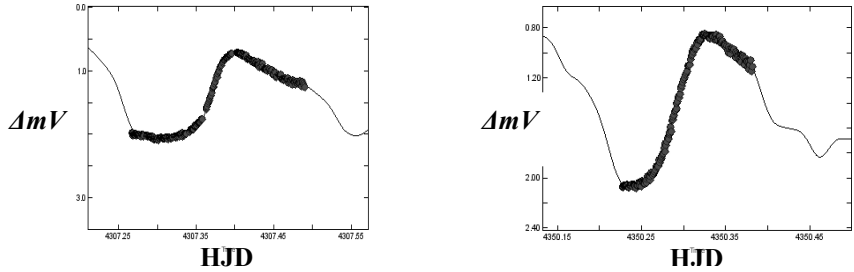
Period04 programı ile V bandı verileri için frekans analizi: ST Boo'nun V bandında 1814 noktayı kapsayan toplam 9 gecelik gözlem verilerine yapılan frekans analizi hesabında Nyquist frekansı için, programın önerdiği 611 değeri seçildi. Frekans analizinde, gözlemsel ışık eğrilerine en iyi uyan teorik ışık eğrileri 20-frekanslı bir çözüm ile elde edildi. Bulunan frekansların doğruluğu, ilgili frekanstaki gürültü değerleri dikkate alınarak "significance noise level" denen düzey sınırlaması ile frekans ve genlikteki hata miktarlarının ölçüsü dikkate alınarak denetlendi. Şekil 3'de ST Boo'nun Period04 programı ile elde edilmiş 9 gecelik ışık eğrilerinden örnekler sunulmaktadır. Şekil 4'te Period04 programında 20-frekanslı analiz sonucunda elde edilen f1 frekansına ait peryodogram ve tayfsal pencere gösterilmektedir. Çizelge 2'de ST Boo'nun 20-frekans analiz sonuçları verilmektedir.

Çizelge 2. *Period04 programı ile ST Boo'nun V bandı için belirlenen 20-frekans analiz sonuçları*

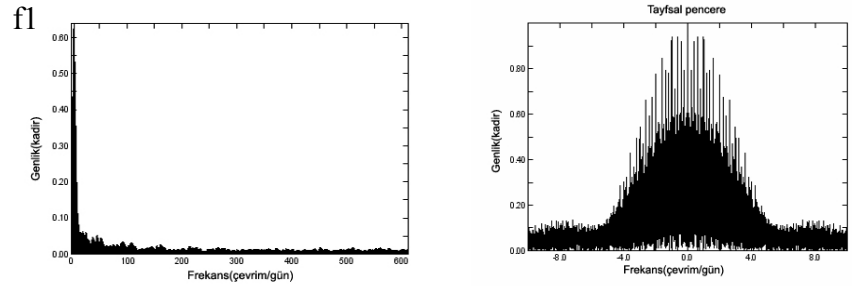
#	**Frekans (gün^{-1})**	**Genlik(kadir)**	**S/N**
f1	4.215365 ± 0.000338	0.602520 ± 0.049696	11.179
f2	6.941648 ± 1.167450	0.167823 ± 0.047814	3.258
f3	3.508280 ± 0.005314	0.132167 ± 0.036912	5.686
f4	10.251188 ± 0.002741	0.075351 ± 0.032436	4.734
f5	0.419292 ± 0.003810	0.089463 ± 0.036677	5.120
f6	8.015165 ± 0.072695	0.109422 ± 0.146863	5.503
f7	7.913386 ± 0.005322	0.191600 ± 0.180601	5.000
f8	15.466690 ± 0.001339	0.050502 ± 0.012677	4.520
f9	8.516565 ± 0.002152	0.156679 ± 0.126728	14.755
f10	12.450923 ± 0.174904	0.041463 ± 0.025743	4.830
f11	0.477690 ± 0.072893	0.029109 ± 0.084587	14.240
f12	21.505290 ± 0.157694	0.014321 ± 0.007131	4.110

f13	13.432341 ± 0.077413	0.021453 ± 0.020136	6.200
f14	20.887693 ± 0.009303	0.023012 ± 0.005322	5.580
f15	5.738776 ± 0.046654	0.045128 ± 0.083052	16.900
f16	16.837580 ± 0.074262	0.013230 ± 0.009442	4.216
f17	18.476095 ± 0.092419	0.016568 ± 0.010837	7.185
f18	10.186129 ± 4.727387	0.025638 ± 0.042376	15.430
f19	29.722565 ± 0.738638	0.008385 ± 0.002667	3.454
f20	33.061535 ± 0.003833	0.007294 ± 0.002563	3.940

ST Boo'nun V bandı için yapılan frekans analizinde sıfır noktası 1.43870 ve artıklar 0.02031'dir.



Şekil 3. *ST Boo'nun 25 Temmuz, 06 Eylül 2007 tarihli V bandında Fourier fitleri*

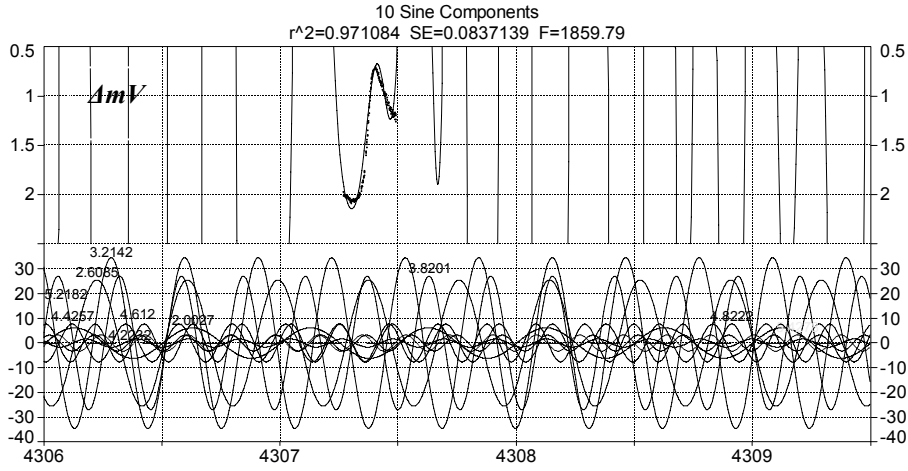


Şekil 4. *ST Boo'nun V bandında f1 frekansına ait peryodogram ve tayfsal pencere*

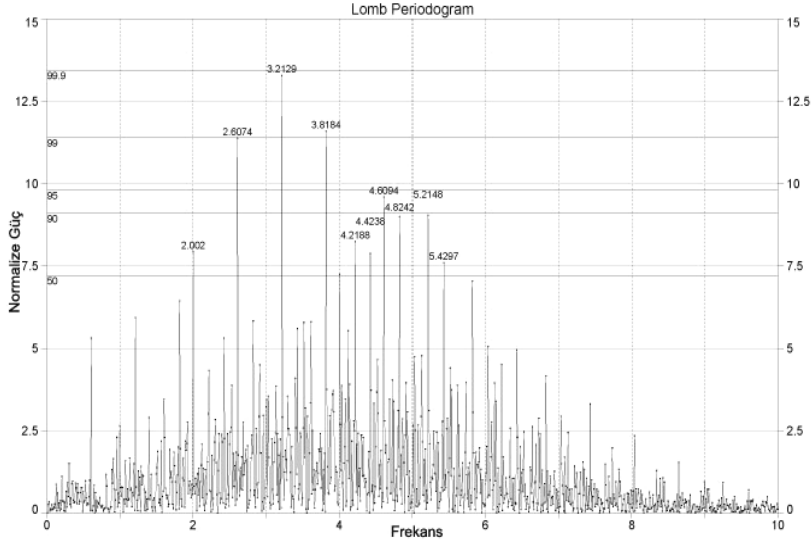
Lomb – Scargle AutoSignal V1.7 programı ile V bandı verileri için frekans analizi: ST Boo'nun Period04 programında kullanılan aynı veriler, Lomb-Scagle AutoSignal V1.7 programında da kullanılarak frekans analizi yapıldı. Şekil 5'de bu analiz sonucunda elde edilen fit sonuçları için ST Boo'nun 9 gecelik gözlem verilerinden bir örnek verilmiştir. Şekil 6 ve 7 'de grafikteki y ekseninde (Normalize Güç ve Genlik) yer alan 50, 90, 95 vb.rakamlar analizin sonucunda elde edilen frekansların doğruluğuna ilişkin yüzdelik düzeylerdir. Çizelge 3'te ST Boo'nun AutoSignal V1.7 programı ile elde edilen 10-frekanslı çözüm sonuçları verilmektedir. Bu programın, Period04 teki 20-frekans sonucu ile uyuşmayan 10-frekanslı çözümü vermesi dikkat çekicidir.

Çizelge 3. *AutoSignal frekans analiz programı ile ST Boo'nun V bandına ilişkin sonuçlar*

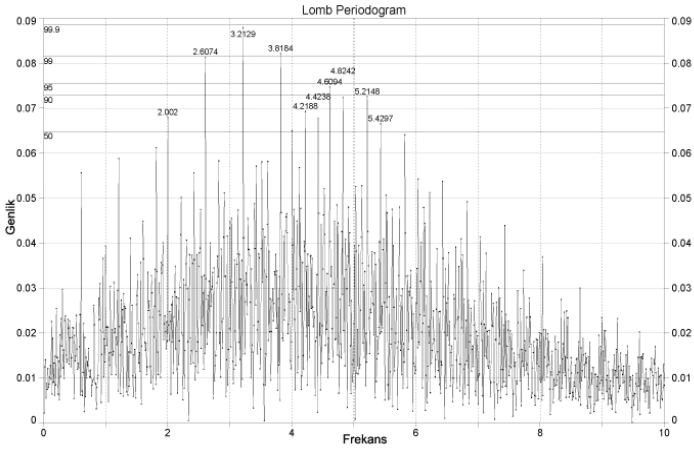
Frekans	Hata	Genlik	Hata	Evre
2.0019531250	0.00032261	1.86149806	0.35248760	4.12750164
2.6074218750	0.00021114	12.5773987	1.49948614	0.73001050
3.2128906250	0.00030695	18.1680499	2.61753665	3.86167133
3.8183593750	0.00044859	13.5126778	2.17840656	0.80320189
4.2187500000	0.00113502	1.20773660	0.39158888	4.50468050
4.4238281250	0.00058800	4.20616347	0.69839384	4.09052520
4.6093750000	0.00010269	1.59224001	0.09616434	2.95315148
4.8242187500	0.00091700	2.07630043	0.60240485	1.63217431
5.2148437500	0.00019623	0.86325344	0.08446668	0.43733053
5.4296875000	0.00062817	1.13530821	0.25736293	5.14234034



Şekil 5*. ST Boo'nun 25.07.2007 tarihli V bandı ışık eğrisine AutoSignal programı ile yapılan frekans analizi sonuçları*



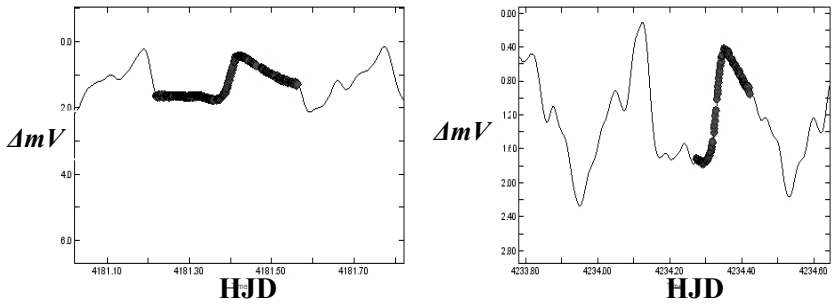
Şekil 6. *ST Boo'nun V bandına ilişkin Normalize Güç- Frekans grafiği*



***Şekil 7** . ST Boo'nun V bandına ilişkin Genlik- Frekans grafiği*

3.2 RR Leo

Period04 programı ile V bandı verileri için frekans analizi: RR Leo'nun V bandında 634 noktayı kapsayan toplam 4 gecelik gözlem verilerine yapılan frekans analizi hesabında Nyquist frekansı için, programın önerdiği 447 değeri seçildi. Frekans analizinde, gözlemsel ışık eğrilerine en iyi uyan teorik ışık eğrileri 20-frekanslı bir çözüm ile elde edildi. Şekil 8'de RR Leo'nun 21 Mart ve 13 Mayıs 2007 tarihindeki ışık eğrileri, fit sonuçları ile birlikte örnek olarak sunulmaktadır. Çizelge 4'de RR Leo'nun 20-frekans analiz sonuçları verilmektedir.

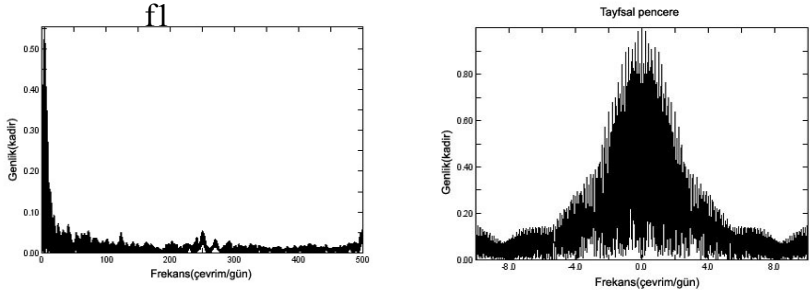


***Şekil 8.** RR Leo'nun 21 Mart ve13 Mayıs 2007 tarihli V bandında Fourier fitleri*

Çizelge 4. *Period04 programı ile RR Leo'nun V bandı için belirlenen 20-frekans analiz sonuçları*

#	**Frekans (gün^{-1})**	**Genlik(kadir)**	**S/N**
f1	3.419041 ± 0.000513	0.643219 ± 0.027444	2.710
f2	8.633268 ± 0.001203	0.270553 ± 0.030393	9.452
f3	13.469922 ± 0.008224	0.128533 ± 0.068535	8.851
f4	19.476440 ± 2.186325	0.058595 ± 0.068181	5.485
f5	4.017859 ± 0.007016	0.067704 ± 0.022030	4.941
f6	6.913687 ± 0.004789	0.083286 ± 0.017479	6.673
f7	23.932974 ± 0.224334	0.031186 ± 0.025798	4.903
f8	1.762632 ± 0.636852	0.038568 ± 0.016459	4.185
f9	10.122543 ± 0.006541	0.074221 ± 0.054035	8.621
f10	21.869495 ± 0.012667	0.032594 ± 0.044472	5.148
f11	11.691392 ± 0.699318	0.047772 ± 0.064741	11.137
f12	16.851660 ± 0.005728	0.045830 ± 0.036456	5.750
f13	27.372225 ± 0.344698	0.012811 ± 0.027546	4.418
f14	30.111222 ± 0.119474	0.011935 ± 0.009559	5.268
f15	14.868579 ± 0.013418	0.026440 ± 0.043918	13.663
f16	20.290664 ± 0.080795	0.020071 ± 0.085190	11.815
f17	32.666915 ± 0.003077	0.012077 ± 0.006928	4.552
f18	44.411437 ± 0.016011	0.004157 ± 0.002202	4.530
f19	26.653012 ± 0.191633	0.010867 ± 0.033515	11.481
f20	35.140877 ± 0.133498	0.006255 ± 0.004750	5.352

RR Leo'nun V bandı için yapılan bu analizde sıfır noktası 1.26817 ve artıklar 0.01230 olarak bulunmuştur.

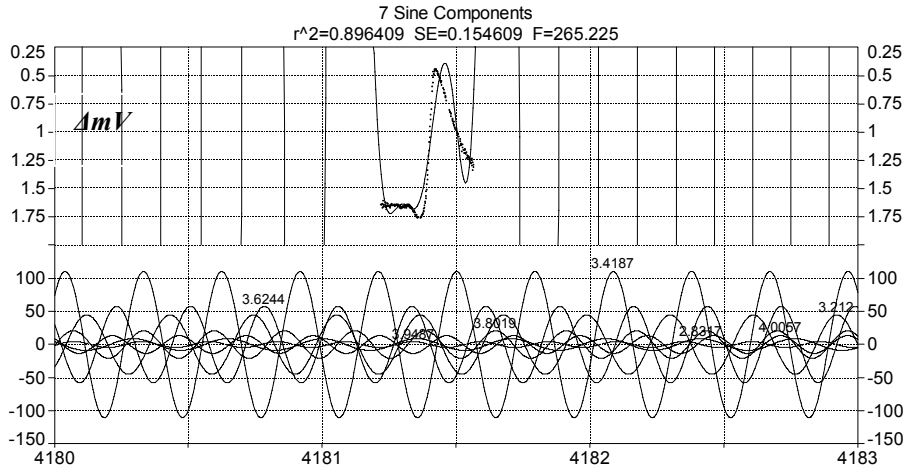


Şekil 9. *RR Leo'nun V bandında f1 frekansına ait peryodogram ve tayfsal pencere*

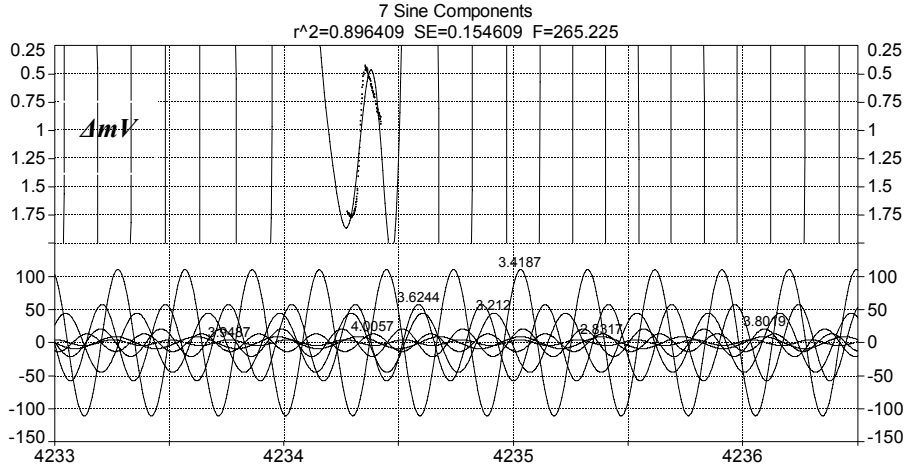
Lomb – Scargle AutoSignal V1.7 programı ile V bandı verileri için frekans analizi: RR Leo'nun Period04 programında kullanılan aynı veriler, Lomb-Scargle AutoSignal V1.7 programında da kullanılarak frekans analizi yapıldı. Şekil 10 ve 11'de sırasıyla 21 Mart 2007 ve 13 Mayıs 2007 ışık eğrileri, 7-frekans fit sonuçları ile birlikte örnek olarak verilmiştir. Şekil 12 ve 13'de ise Normalize Güç-frekans ve Genlik-frekans grafikleri sunulmaktadır.
Çizelge 5'te RR Leo'nun AutoSignal V1.7 programı ile elde edilen 7-frekanslı çözüm sonuçları verilmektedir.

Çizelge 5*. AutoSignal frekans analiz programı ile RR Leo'nun V bandına ilişkin sonuçlar*

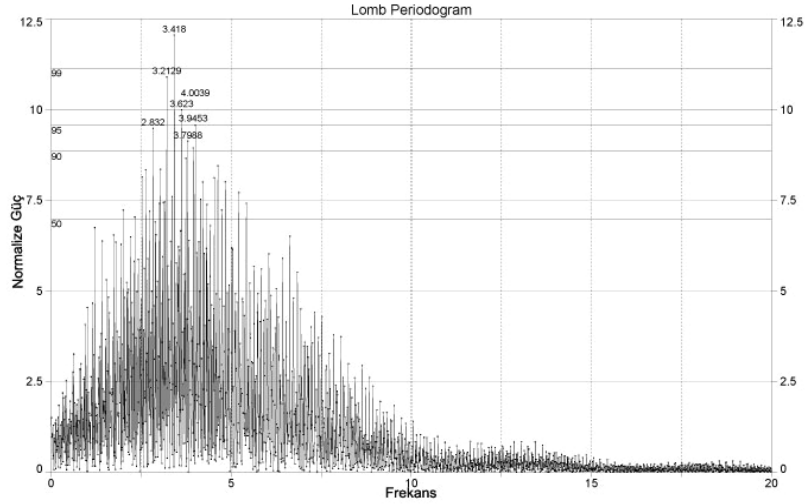
Frekans	Hata	Genlik	Hata	Evre
2.8320312500	0.00107371	52.4610367	7.54098279	4.76618431
3.2128906250	0.00207928	101.895510	15.4334407	1.04882472
3.4179687500	0.00152709	516.741302	54.2214327	1.44185771
3.6230468750	0.00157119	352.047617	31.3623423	1.81137775
3.7988281250	0.00107289	272.120958	21.8644277	0.85988978
3.9453125000	0.00086851	41.1860498	3.09507829	5.40295759
4.0039062500	0.00105491	212.935134	17.0203921	1.34025331



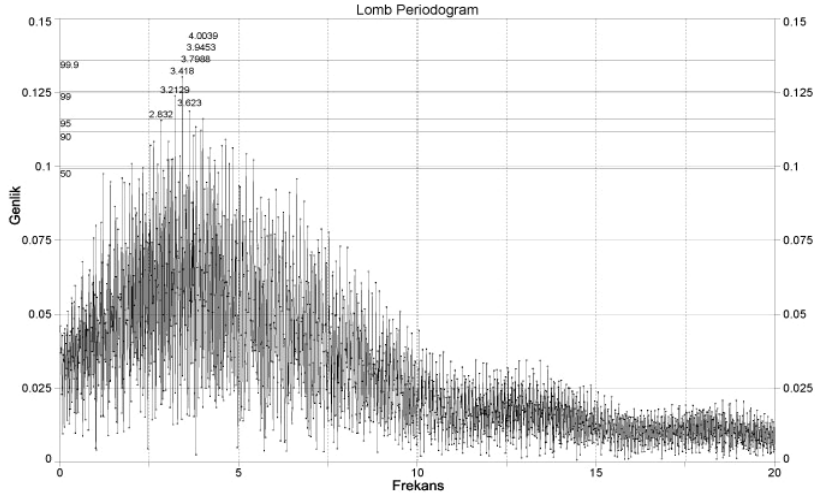
Şekil 10. *RR Leo'nun 21.03.2007 tarihli V bandı ışık eğrisine AutoSignal V1.7 programı ile yapılan frekans analizi sonuçları*



Şekil 11. *RR Leo'nun 13.05.2007 tarihli V bandı ışık eğrisine AutoSignal V1.7 programı ile yapılan frekans analizi sonuçları.*



Şekil 12. *RR Leo'nun V bandına ilişkin Normalize Güç-Frekans grafiği*



Şekil 13. *RR Leo'nun V bandına ilişkin Genlik- Frekans grafiği*

4. Tartışma ve Sonuç

Period04 programı ile **ST Boo** yıldızı için elde edilen V bandına ilişkin 20-frekans analiz sonuçları Çizelge 2'de verilmektedir.Yapılan değerlendirme sonucunda 4.215365, 6.941648

değerlerindeki frekansların ST Boo için dikkate alınabileceği görüldü. Ayrıca f10 - f20 arasındaki frekansların V den farklı renklerdeki (B, ve R de, burada verilmemiştir) uyumsuzluğu ve özellikle genliklerine ait hataların büyük olması nedeniyle bu frekans değerlerinin güvenilir olmadıkları ve bu nedenle dikkate alınmaması gerektiği sonucuna varıldı. Bu frekansların uyumsuzluğundan ve hata miktarlarının yüksekliğinden onların yalancı frekans olabileceği düşünüldü. f6 ve f8 frekansları V ve R bantlarında uyumlu olmasına rağmen genliklerine ait hata miktarlarının büyük olmasından dolayı bu frekanslar da dikkate alınmadı. Sonuçta, V bandı baz alınarak, frekansların bandlara göre uyumu ve genlik değerlerindeki hata miktarları gözönünde tutularak 4.215365, 6.941648 frekanslarının yıldızın zonklama frekansı olabileceği görüldü. Çizelge 7'de bu 2 frekans değerine karşılık gelen dönemler ve dönemlerin hataları verilmektedir.

Çizelge 7. *ST Boo'nun V ve R bantlarında uyum gösteren frekanslar*

Frekans(gün^{-1})	P (gün)	σ (gün)	S/N
4.215365	0.237227	$1.9*10^{-5}$	11.179
6.941648	0.144058	$2*10^{-2}$	3.258

Lomb-Scargle yöntemi ile **ST Boo** yıldızının frekans analizinde V bandı için elde edilen sonuçlar Çizelge 3'te verilmektedir. Çizelge 3'te elde edilen sonuçlar bu çalışmada verilmeyen B ve R bandı gözlem verileri kullanılarak elde edilenlerle uyumlu olmuştur. Frekansların güvenilirlik düzeyleri %90 ve üzeri olduğundan bu 10 frekansın ST Boo için zonklama frekansı olabileceği görülse de Şekil 5'te görülen teorik fit ile gözlemsel ışık eğrisinin tümü istenen uyumu sağlayamadığından dolayı bu 10-frekans çözümünün yıldızın zonklama doğasını tam olarak temsil edemeyeceği anlaşılmaktadır. Bu uyumsuzluğun en önemli sebebi aliasing etkisi olarak bilinen kesintili ışık eğrileri ve eksik kalan evre aralıklarıdır.

Period04 programı ile **RR Leo** yıldızı için elde edilen V bandına ilişkin 20-frekans analiz sonuçları Çizelge 4'te verilmektedir.

Elde edieln frekanslardan birincisi olan f1 frekansının S/N oranı 3.5 'tan küçük olması nedeniyle gerçek ve güvenilir olamayacağı anlaşılmıştır. Diğer frekanslar farklı renklerde elde edilen sonuçlarla karşılaştırıldığında B, V ve R bandları için (B ve R'de elde edilen sonuçlar burada verilmemektedir) f1, f2, f3, frekanslarında uyumlu iken V ve R bandları f5, f6 frekanslarında da uyum göstermektedir. f4 frekansına karşılık gelen genlikteki hata miktarının büyük olmasından dolayı f4 frekansı dikkate alınmamıştır. f11-f20 frekanslarının tüm bantlarda uyum göstermemesi ve genliklerine ait hataların büyük olması da bu frekansların gerçek frekanslar olmadığının bir göstergesi olmuştur. Sonuçta, V bandı baz alınarak, frekansların bandlara göre uyumu ve genlikteki hata miktarları gözönünde tutularak 8.633268, 13.469922 frekansları yıldızın zonklama frekansı olabileceği görüldü. RR Leo'ya ilişkin gecelik gözlem kadir hataları $0^m.002$'dir. Çizelge 6'da bu frekans değerlerine karşılık gelen dönemleri ve dönemlerin hataları verilmektedir.

Çizelge 6. *RR Leo'nun B,V ve R bantlarında uyum gösteren frekanslar*

Frekans(gün^{-1})	**P (gün)**	**σ (gün)**	**S/N**
8.633268	0.115830	$1.6*10^{-5}$	9.452
13.469922	0.074239	$4.5*10^{-5}$	8.851

Lomb-Scargle yöntemi ile **RR Leo** yıldızının 7-frekans analiz sonuçları her üç renkte birbirine oldukça yakın olmuştur. **AutoSignal** programı kullanılarak yapılan analiz sonucunda elde edilen V bandına ait 7 frekans değeri Çizelge 5'te verilmektedir. ST Boo'de olduğu gibi RR Leo'da da teorik ve gözlemsel ışık eğrilerindeki beklenen uyum görülemediğinden (Şekil 10 ve 11) bu 7-frekans çözüm sonucunun yıldızın zonklama doğasını tam olarak temsil edemeyecektir.

Bu yıldızlara ilişkin gecelik gözlemlerin frekansı analiz sonuçları gözlem verilerinin yeter sayıda olmaması nedeniyle pek güvenilir olmamıştır. Güvenilir sonuçların elde edilebilmesi için daha çok sayıda ve kesintisiz olarak elde edilen gözlem verisine ihtiyaç

vardır. Bu olumsuz durum ancak kampanya gözlemleri ile giderilebilir.

Özetle, bu frekans analizi çalışmasında RR Leo ve ST Boo yıldızları için Period04 programında elde edilen frekans değerlerinin farklı bandlarda belirgin bir uyum göstermediği, ilgili frekanslara karşılık gelen genlikteki hataların bazen genliklerden daha büyük değerlere sahip olduğu sonucu ortaya çıkmıştır. Period 04 programından elde edilen bu sonuçların uyumsuzluğundan ve değerlerin sahip olduğu hata miktarlarının büyüklüğünden dolayı RR Lyrae yıldızlarında Period04 programının pek güvenilir sonuçlar üretmediği görülmüştür. Buna karşın Lomb [10], Scargle [11] yöntemini uygulayan AutoSignal V 1.7 programının gerek tüm bandlardaki frekans uyumu ve gerekse frekansların güvenilirlik düzeylerine ilişkin değerlendirmenin etkin bir şekilde yapılarak sonuca ulaşılması, bu programın RR Lyrae türü yıldızların frekans analizinde Period04'e bir üstünlük sağladığını göstermiştir. Bu nedenle AutoSignal V 1.7 proramının sonuçları dikkate alınarak RR Leo için Çizelge 6'daki, ST Boo için Çizelge 7'deki frekanslarının bu yıldızlara ilişkin zonklama frekansları olabileceği sonucuna varılmıştır. Ancak bu iki yıldız için Lomb [10] – Scargle [11] yöntemi ile elde edilen teorik ışık eğrilerinin, gözlemsel ışık eğrilerine göre takip eden zamanlarda uyumsuzluk göstermeleri bu sonuçların güvenirliğini tartışmalı hale getirmiştir. Bu uyumsuzluğun en önemli sebebi aliasing etkisi olarak bilinen kesintili ışık eğrileri ve eksik kalan evre aralıklarıdır. Bu durum nedeniyle programda kullanılan veriler, program tarafından beklendiği ölçüde modellenememiş ve gerçekçi bir çözüm elde edilememiştir. Bu bağlamda çalışmada irdelenen her üç yıldız için daha güvenilir sonuçların elde edilebilmesi için, bu verilerin başka gözlemevlerinde yapılacak kampanya gözlemleri ile birleştirilerek, gecelik kadir hataları gözlem verilerindeki zaman boşlukları, aliasing etkisi vb. gibi olumsuz etkilerden kaçınmak üzere değerlendirme yapılması bu sonuçların doğrulanması ve desteklenmesi bakımından önem kazanmaktadır.

KAYNAKLAR

[1] Zessewitsch, W., (1931), "Über die Veranderlichen vom RR Lyrae-Typus ST Bootis und ST Leonis", AN, 241,115

[2] MC Namara, D. H., Langford, W.,R., (1969), "The Intrinsic Color indices of the RR Lyrae stars and the reddening near the galactic poles", PASP, 81, 141

[3] Clementini, G., R., Merighi, Tosive, M., (1991), "CaII K Line: New metallicity indicator for RR Lyrae stars", AJ, 101, 6

[4] Clementini, G., Caretta, E. , Gratton, R., Merighi, Mould, J. R. and McCarthy, J. K., (1995), "The Composition of HB Stars: RR Lyrae variables", arXiv:astro-ph/9507056V1

[5] Clementini, G., Di Tomaso, S., Di Fabrizio, L., Bragaglia, A., Merighi, R., Tosi, M., Carretta, E., Gratton, R. G., Ivans, I. I., Kinard, A., Marconi, M., Smith, H. A., Wilhelm, R.; Woodruff, T. and Sneden, C., (2000), "CU Comae: A New Field Double-Mode RR Lyrae Variable, the Most Metal-poor Discovered to Date", AJ, 120, 2054-2064.

[6] Pena, J. H., Arellano, Sareyan, J. P., Pena, R., Alvarez, (2007), "Physical parameter determination of seven RR Lyrae stars in Bootes", Comm.in Asteroseismology Vol. 150.

[7] Carney, W., B., Storm, Jesper and Jones, R. V., (1992), "The Bade Wesselink Method And Distance to RR Lyrae Stars.VIII. Comparisons With Other Techiques And Implications For Globular", PASP, 104, 44-56

[8] Kovacs, G., (2003), "Consistent distaces from Baade-Wesselink analyses of Cepheids and RR Lyraes", MNRAS, 342, L58-L62

[9] Lenz, P. and Breger, M., (2005), Comm. in Asteroseismology , Vol. 146

[10] Lomb, N. R., (1976), "Least-squares frequency analysis of unequally spaced data", Ap&SS, 39, 447

[11] Scargle, J. D., (1982), "Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data", ApJ, 263, 835

[12] Wu, C., Qiu, J. L., Derg, J. S., Hu, J. Y. , Zhao, Y. H, (2006), "[Fe/H] derived from the light curves of RR Lyrae stars in the Galactic Halo", A&A, 453, 895-902

[13] Liu, T. and Janes, K., (1989), "The Luminosity Scale of RR Lyrae stars with the Baade-Wesselink Method I. Photometry and Radial Velocities", ApJS, 69, 593-650.

BAZI ANA KUŞAK ASTEROİDLERİN IŞIK EĞRİLERİ VE IŞIK EĞRİLERİNDEN BELİRLENEN PARAMETRELER

Afşar KABAŞ[1], İbrahim BULUT[2], S.Serkan DOĞRU[1], Tamer AKIN[1]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu kampusü , Fen - Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100 Çanakkale, e-posta: akabas@comu.edu.tr, dogru@comu.edu.tr, tamer_akn@hotmail.com.
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu kampusü, Meslek Yüksek Okulu, 17100 Çanakkale, e-posta: ibulut@comu.edu.tr

Özet

Seçilen üç ana kuşak asteroidin fotometrik gözlem sonuçları sunulmuştur. Gözlemler 2006 ve 2007'de Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde gerçekleştirilmiştir.

Anahtar Kelimeler: *Asteroidler, Asteroid Fotometrisi, Asteroid Işık Eğrileri*

Abstract

The results of photometric observations of selected three main-belt asteroids are presented. The observations were carried out at the Observatory of Çanakkale University in 2006 and 2008.

Key Words: *Asteroids, Asteroid Photometry, Asteroid Light Curves*

1. Giriş

Asteroidler, Güneş Sisteminin şekillenmesinden sonra arda kalan ve gezegen oluşturmak üzere birleşemeyecek olan kalıntılardır. Bir teoriye göre ise Jüpiter'in 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 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. Fotometrik gözlemlerin neticesinde asteroidlere ilişkin sinodik dönme dönemi, ışık eğrisi genliği, H ve G parametreleri, taksonomik sınıf ve albedo değer aralığı, yüzey renk değişimi gibi çeşitli fiziksel özelliklere ulaşılabilmektedir.

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 2006-2008 yılları arasında TÜBİTAK destekli 106T051 no'lu proje çerçevesince literatürde veri eksiği olduğu bilinen ve parlaklıkları $10^m.0$-$12^m.5$ yöresinde ana kuşaktan bazı kısa dönemli (4-8 saat arası) asteroidlerin fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Bu çalışmada bu asteroidler arasından seçilen üç asteroidin elde edilen ışık eğrileri ve çeşitli fiziksel parametreleri sunulmuştur.

2. Asteroidler

2.1. 201 Penelope

Opozisyon konumuna 29.07.2006 tarihinde gelmiş olan ve Temmuz, Ağustos, Eylül 2006'da gözlemleri yapılan ana kuşak asteroid 201Penelope'ye ilişkin diferansiyel ışık eğrileri, belirlenen H, G parametreleri, taksonomik sınıf ve albedo değerleri ile opozisyon etkisinin genliği sunulmuştur. Asteroidin 03.08.2006 tarihli ışık eğrisinden sinodik dönme dönemi ve o tarihe ilişkin genlik değeri belirlenmiştir.

2.2. 51 Nemausa

02.07.2008 ve 03.02.2008 tarihlerinde gözlemi yapılan 51Nemausa'nın sinodik periyodu, ışık eğrisi genliği ve yüzey renk değişimi belirlenmiştir.

2.3. 126 Velleda

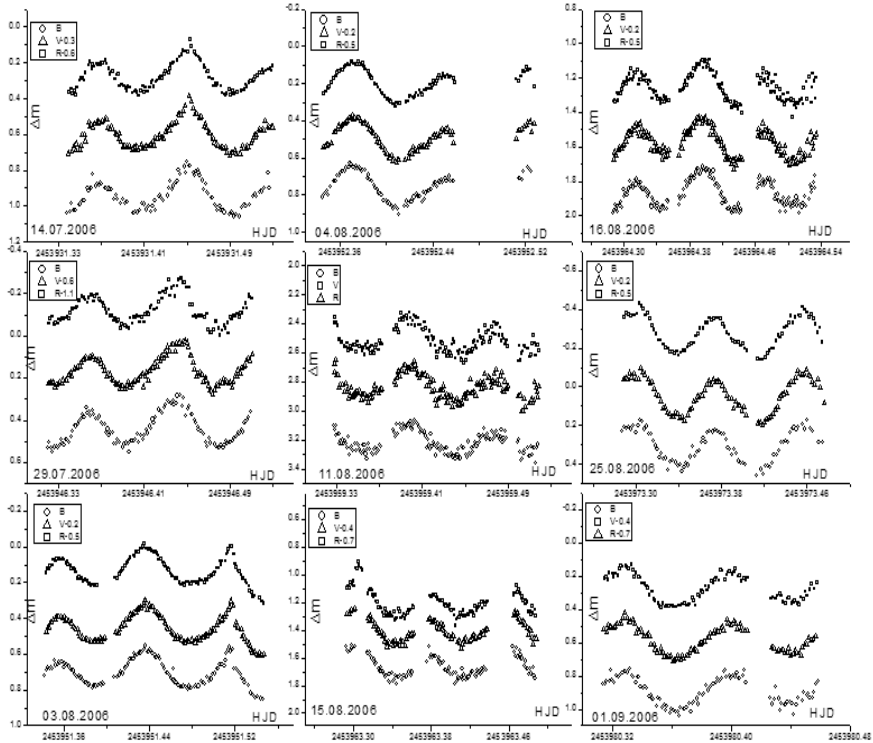
15.08.2008 ve 16.08.2008 tarihlerinde gözlenen 126Velleda'nın sinodik periyodu, genliği ve yüzey renk değişimi belirlenip sunulmuştur.

3. Gözlemler ve Analiz Sonuçları

Sunulan asteroidlerin ilki V filtresinde grafike edilmiştir. Sinodik dönme periyotlarını ve ışık eğrisi genliklerini belirleme konusunda V filtresindeki grafikler yeter şarttır. Son iki asteroid ise V ve R filtrelerinde grafike edilmiş, V-R yüzey renk değişimlerine de bakılmıştır.

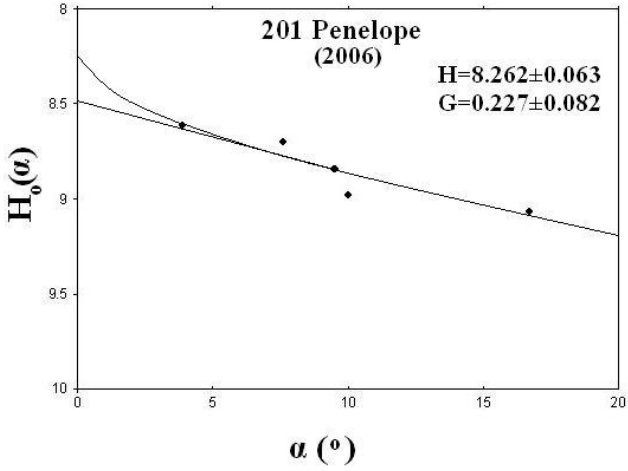
Asteroidlerin geometrik yönelim parametreleri sürekli değiştiği için ışık eğrisi genlikleri belli bir aralıkta tanımlanır. Bu nedenle belirlenen genlik değerlerinin o asteroid için literatürde belirlenen aralığa düşüp düşmediğine bakılmıştır.

3.1. 201 Penelope



Şekil 1. *201 Penelope'nin Temmuz 2006 opozisyonu süresince elde edilen diferansiyel ışık eğrileri.*

Asteroid hareket halindeyken Yer'e ve Güneş'e olan uzaklığını sürekli değiştirecektir. Bu, asteroidin ışık eğrisini etkileyen bir faktördür ve dolayısıyla mesafe farklılaşmasından meydana gelen ışık değişiminin ışık eğrisinden düşülmesi ve geriye sadece asteroide ilişkin ışık değişimini veren ışık eğrisinin kalması gerekmektedir. Bu düzeltme sonrası elde edilen parlaklıklar indirgenmiş parlaklık (reduced magnitude) olarak isimlendirilir.
Şekil 1'deki ışık eğrilerinden beş tanesi seçilmiş ve maksimumdaki parlaklık değerleri kadir birimine çevrilip indirgenmiş parlaklık düzeltmesi yapılmıştır. Şekil 2'de, elde edilen indirgenmiş parlaklıklar solar evre açısına (Yer-Asteroid-Güneş açısı) göre grafike edilmiş ve solar evre eğrisi adı verilen eğri elde edilmiştir.



Şekil 2. *201 Penelope'nin 2006 solar evre eğrisi. $H_0(\alpha)$, α solar evre açısında ışık eğrisindeki maksimum parlaklık için indirgenmiş parlaklıktır.*

Noktalara yapılan üstel fite ilişkin denklem Bowell (1989) tarafından tanımlanmıştır. H ve G sırasıyla mutlak parlaklık ve asteroidin taksonomik sınıfı ve albedosuyla ilişkisi olan eğim parametresi olmak üzere Bowell (1989) tarafından önerilen denklemin parametreleridirler. Yaptığımız bu fit sonucunda bu parametrelere ilişkin sonuçlar aşağıdaki gibidir:

H = 8.262±0.063 kadir
G = 0.227±0.082

201Penelope'nin önceki çalışmalarda hesaplanan (H, G) parametreleri aşağıda verilmiştir:

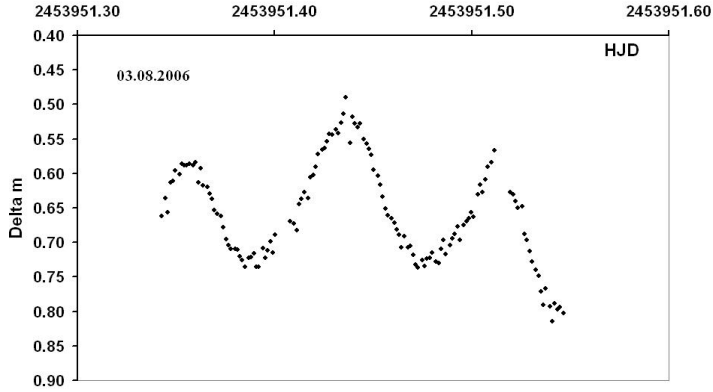
(8.54, 0.17) (Haris and Young, 1989)
8.55, 0.20) (Lagerkvist and Magnusson, 1990)
8.20, 0.26) Shevchenko (2002)

Taksonomik sınıflar düşük albedodan yüksek albedoya doğru şu şekilde sıralanmaktadır: C, G, B, F, P, T, D, M, S, Q, E, V, R. Belirlediğimiz G parametresi (0.227±0.082), taksonomik sınıf olarak M tipi ile S tipi ortasında bir bölgeye denk düşmektedir (Piironen ve diğ., 1997). Gözlemsel istatistikler, 201Penelope'nin M tipi taksonomiye sahip bir asteroid olduğunu söylemektedir. Taksonomi tahminlerinin çok daha sağlıklı yapılabilmesi, elbetteki çok daha fazla sağlıklı gözlemin bir arada değerlendirilmesiyle mümkün olabilir.
M tipi ve S tipi asteroidlerin ortalama albedo değerlerinin sırasıyla 0.14 ve 0.19 olduğu literatürde bilinmektedir. M ve S arasındaki albedo değişimini lineer kabul edecek olursak (M ve S iki ardışık sınıf olduğundan dolayı), M ve S ortasını öngören G parametremiz için olası ortalama albedo değeri 0.14 ve 0.19 değerlerinin ortalaması olarak düşünülebilir. Bu ortalama değer 0.165'tir. 201Penelope'nin albedo değeri 0.16 olarak verilmiştir (Tedesco and Veeder, 1992).

Opozisyon konumuna yaklaşan bir asteroidin parlaklığında bir artış gözlenir. Bu artışa birincil katkıyı veren, gözlediğimiz aydınlanmış alanın zamanla artması durumudur. Ancak parlaklık artışında, özellikle solar evre açısı $\alpha \leq 7.5^{\circ}$ olan bölgede, geometrinin öngördüğü artıştan biraz daha büyük bir artış meydana gelir ki bu olaya opozisyon (karşı konum) etkisi denir (Scaltriti and Zappala, 1980). $\alpha \leq 7.5^{\circ}$ bölgesindeki üstel artışın, $\alpha \geq 7.5^{\circ}$ bölgesindeki veriye uygulanan lineer fitten farkı (Şekil 2) 'opozisyon etkisinin genliği' olarak isimlendirilir ve bu genlik değerinin miktarı asteroidin taksonomik sınıfı ve albedosuyla ilişkilidir (Belskaya and Shevchenko, 2000).

Lineer fitin eğimi evre katsayısı olarak isimlendirilir ve V filtresi için β_v olarak gösterilir. Lineer fitin düşey ekseni kestiği nokta, lineer ilişkiye göre mutlak parlaklık değeridir.

Şekil 2'deki lineer ilişkiye göre 201 Penelope'nin mutlak parlaklık değeri 8.52 kadir, evre katsayısı β_v = 0.034 ve opozisyon etkisinin genliği (OE) = 0.26 kadir yöresinde belirlenmiştir. Belirlenen bu β_v ve (OE) değerleri literatürde M taksonomik sınıfından bir asteroid için belirlenen değerlerle örtüşmektedir (Shevchenko ve diğ., 2002), (Belskaya and Shevchenko, 2000).



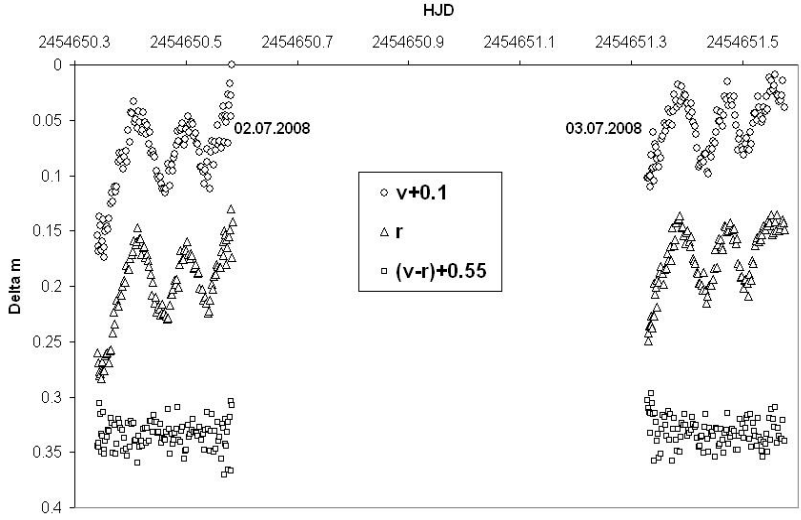
Şekil 3. *201Penelope'ya ilişkin 03.08.2006 (asteroid 29.07.2006'da opozisyona gelmiştir) tarihli V filtresindeki diferansiyel ışık eğrisi. Bu ışık eğrisi, asteroidin bir tam dönme süresinden uzun bir zaman diliminde elde edilmiştir.*

Ortalamasını 0.30 kadir yöresinde belirlediğimiz genlik değeri, 0.15-0.73 kadir aralığı içerisinde yer almaktadır (Minor Planet Lightcurve Parameters). Grafikte, en sol ve en sağdaki tepeler aynı tepelerdir. Bu tepelere ilişkin maksimumlara denk gelen zamanlar arasındaki fark doğrudan 201Penelope'nin sinodik dönme dönemini vermiştir.

201Penelope için belirlenen sinodik dönme periyodu 3.744±0.024 saattir. Bu değer literatürde 3.7474 saat (Shevchenko ve diğ., 2002), (Minor Planet Lightcurve Parameters) ve 3.7476±0.0022

saat (Surdej ve diğ., 1983), Guide 7.0'da ise 3.747 saat olarak verilmiştir.

3.2. 51 Nemausa



Şekil 4. *51Nemausa'ya ilişkin 02.07.2008 ve 03.07.2008 tarihli (asteroid 19.07.2008 tarihinde opozisyona gelmiştir) V ve R filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrileri ve V-R yüzey renk değişimi. Bu eğriler, asteroidin bir tam dönme süresinden yaklaşık 2 saat daha kısa bir zaman dilimini kapsamaktadır.*

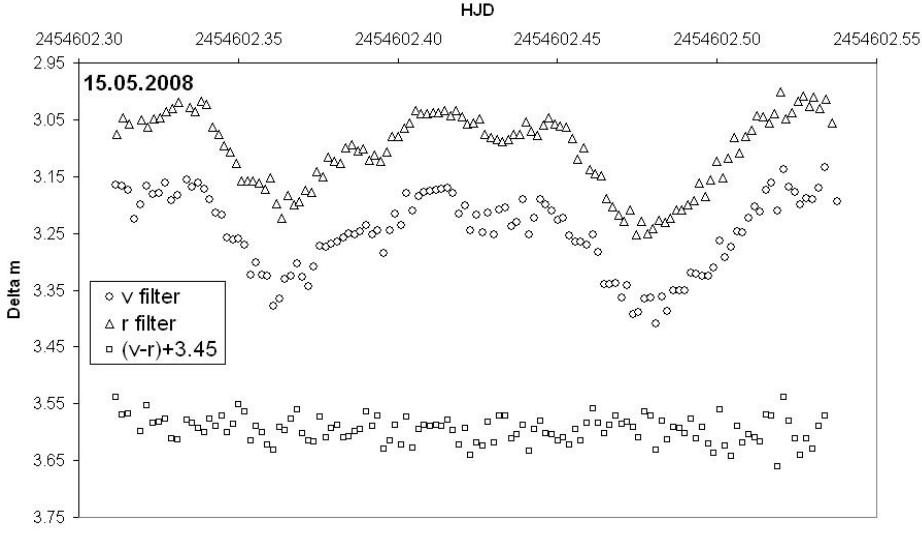
Ortalamasını 0.13 kadir yöresinde belirlediğimiz V filtresindeki genlik değeri, (Belskaya and Dovgopol, 1992)'de 51Nemausa için verilen 0.10-0.18 kadir aralığı içerisinde yer almaktadır. Elde edilen ışık eğrileri Şekil 4'den de görüldüğü üzere üç tepeye ve üç çukura sahip ışık eğrileridirler (ışık eğrilerinin tam ışık eğrisi olmayıp tama yakın ışık eğrileri olduğu göz önünde bulundurulursa bu kolayca anlaşılabilmektedir) ve bu durum yine (Belskaya and Dovgopol, 1992)'de bahsi geçen bir özelliktir.

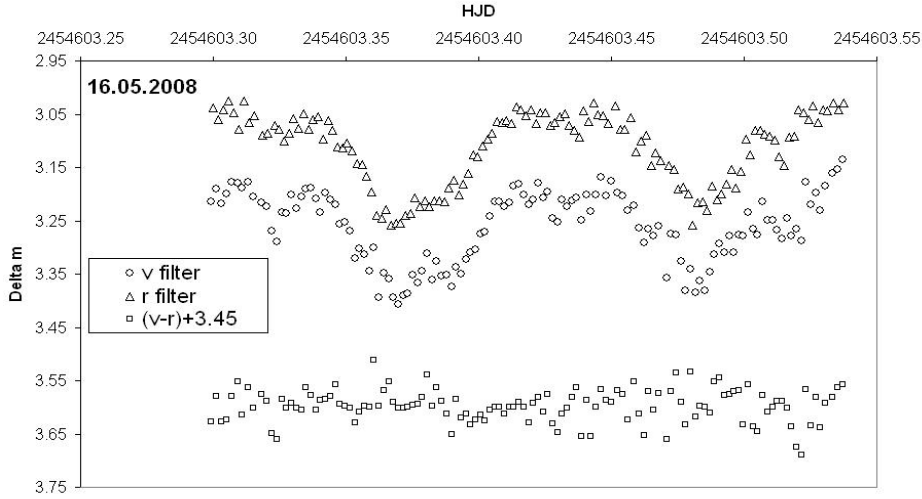
51Nemausa'nın yaklaşık 8 saatlik (neredeyse 8 saat) bir sinodik dönme periyodu olduğu literatürden bilinmektedir. Karakteristik olarak bu asteroidin ışık eğrisinde derin bir çukur bulunmaktadır (Kristensen and Gammelgaard, 1985), Şekil 4'de

özellikle 02.07.2008 tarihli R bandındaki ışık eğrisinde bu çukur daha belirgin görülmektedir. Bu derin çukurun hemen sağındaki çukur için 02.07.2008 ve 03.07.2008 tarihlerine ilişkin minimum zamanları okunmuştur (V bandından). Minimum zamanları arasındaki fark süresince 51Nemausa tam dönüş yapmış olmalıdır. Bu zaman farkı, 8 saate oranlandığında dönüş sayısı değeri tam sayı olmayıp ondalıklı çıkmıştır. Gerçekte asteroidin 8 saatten hemen az bir sinodik dönme dönemine sahip olduğunu bildiğimiz için, ondalıklı çıkan dönüş sayısının tam kısmının +1 fazlası tam ve doğru olan dönüş sayısı değerini vermelidir. Zaman farkı bu dönüş sayısına oranlanmış ve 51Nemausa için bu yolla sinodik dönme periyodu 7.7791±0.0010 saat olarak belirlenmiştir. Bu değer (Belskaya and Dovgopol, 1992)'de 7.78296±0.00002 saat, (Kristensen and Gammelgaard, 1985)'te 7.7827±0.002 saat ve Guide 7.0'da 7.785 saat olarak verilmiştir.

Elde edilen bu ışık eğrilerine V-R rengine bağlı bir albedo değişimi katkıda bulunmamaktadır. Çünkü bir dönme dönemi süresince bu gözlenen kutup açısında (aspect açısında) V-R yüzey renk değişimi Şekil 4'den de anlaşılacağı üzere görülmemektedir.

3.3. 126 Velleda





Şekil 5. *126Velleda'ya ilişkin 15.05.2008 ve 16.05.2008 tarihli (asteroid 05.05.2008 tarihinde opozisyona gelmiştir) V ve R filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrileri ve V-R yüzey renk değişimleri. Bu eğriler, asteroidin bir tam dönme süresinden biraz daha uzun bir zaman dilimine ilişkindir.*

126Velleda'ya ilişkin bu gözlem Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevinde 15.05.2008 ve 16.05.2008 tarihli gözlemlerin sonuçlarını göstermektedir. Ortalamasını 0.22 kadir yöresinde belirlediğimiz V filtresindeki genlik değeri, (Dovgopol ve diğ., 1992)'de ve Licchelli (2006)'da sırasıyla 0.22 ve 0.12 kadir yöresinde verilmiştir.

Elde edilen bu ışık eğrilerine V-R rengine bağlı bir albedo değişimi katkıda bulunmamaktadır. Çünkü bir dönme dönemi süresince bu gözlenen kutup açısında (aspect açısında) V-R yüzey renk değişimi Şekil 5'den de anlaşılacağı üzere görülmemektedir.

Işık eğrilerine bakıldığında, 15.05.2008 tarihli ışık eğrisinin ilk çukurunun 16.05.2008 tarihli ışık eğrisinin ikinci çukuruna karşılık geldiği anlaşılmaktadır. Bu çukurlara ilişkin minimum zamanları okunmuştur (V bandından). Bu minimum zamanları arasındaki fark

süresince 126Velleda tam dönüş yapmış olmalıdır. 126Velleda'nın 5 saatten biraz fazla bir sinodik dönme periyodu olduğu literatürden bilinmektedir. Minimumlar arasındaki zaman farkı 5 saate oranlandığında bu zaman süresi içerisindeki dönme sayısını veren sonuç tam olmayıp ondalıklı çıkmıştır (5.371656). Sinodik dönme döneminin 5 saatten biraz fazla olması, aslında bu sonucun gerçek değerinin biraz daha küçük bir tam değer olmasını gerektirir. Ancak gerçek değer tekil olarak belirlenemez. Bu uygulamada (5,4,3,2,1) gibi bir çözüm kümesi elde edilmiştir ve gerçek değer bu kümenin içerisinden bir sayıdır. N bu çözüm kümesi içerisinde herhangi bir sayıyı ifade ediyorsa, 5 + [(5.371656 – N)*5 / N] ifadesi saat cinsinden 126Velleda'nın yukarıdaki çözüm kümesine göre hangi sinodik dönme dönem değerlerine sahip olabileceğini gösterecektir. Bu değerler yukarıdaki çözüm kümesi değerlerine paralel olarak sırasıyla (5.371656, 6.71457, 8.95276, …) biçiminde elde edilmiştir.

126Velleda için literatürde belirlenen sinodik dönme periyotları, 5.364±0.003 saat (Dovgopol ve diğ., 1992), 5.366±0.001 saat Licchelli (2006) olarak verilmiştir. Çözüm kümesi içinde elde ettiğimiz 5.372 saat değeri doğru sinodik dönme değeridir ve bu durumda 126Velleda her iki grafikteki bahsi geçen minimumlar arasındaki zaman süresince 5 kez tam dönüş yapmıştır.126 Velleda için belirlenen sinodik dönme periyodu: 5.3717±0.0040 saattir.

4. Sonuç

Opozisyon süresince elde edilen ışık eğrileri yoluyla bir asteroide ilişkin temel fiziksel parametrelere ulaşmak mümkün olmaktadır. Bu temel parametrelerin derin analiz gerektirmeden belirlenebiliyor olması, genellikle veri eksiği fazla olan asteroidlerin fotometrik gözlemlerine yönelmede bir itki oluşturmalıdır.

Belirlenen sinodik dönme döneminden ve gözlemin yapıldığı solar evre açısından yola çıkarak asteroidlere ilişkin sideral (yıldızıl) dönme dönemlerine de ulaşılabilmektedir (Taylor (1989)). Bu bilgi, asteroidin boyut ve kütlesiyle birlikte ele alındığında, dönmeden dolayı asteroide etkiyen merkezkaç kuvveti tahmin edilebilmekte ve bu kuvvet asteroidin kütle çekimi ile karşılaştırılabilmektedir. Bu karşılaştırma sonucunda, söz konusu asteroidin tek parça ya da çoklu parçalı bir yapıda olup olmadığı tartışılabilmektedir.

Bundan başka, asteroidlerde kutup eğiminin yanında, sideral dönme dönemlerinin de hassas olarak bilinmesi (bu, sinodik dönemin hassas olarak belirlenmesiyle mümkündür), asteroid geometrisini modellemede sağlıklı sonuçlar elde etmek için oldukça önemli görülmektedir (Kaasalainen ve diğ., 1992).

Kaynaklar

Belskaya, I.N., Shevchenko, V.G.: 2000, Opposition Effect of Asteroids, Icarus 147, 94-105.

Belskaya, I.N., Dovgopol, A.N.: 1992, In Lunar and Planetary Inst., Asteroids, Comets, Meteors 1991, p.45-48.

Dovgopol, A.N., Kruglyi, Iu.N., Shevchenko, V.G.: 1992, Acta Astronomica, v.42, no.1, p.67-72.

Harris, A.W., and J.W. Young 1989. Asteroid Observations from 1979-1981. *Icarus* 81, 314-364.

Kaasalainen, M., Lamberg, L., Lumme, K.: 1992, Inversion Methods for Interpretation of Asteroid Lightcurves. In Asteroids, Comets, Meteors 1991, pp.289-292.

Kristensen, L.K., Gammelgaard, P.: 1985, Astronomische Nachrichten, v.306, no.4, p.241-249.

Lagerkvist, C.-I., and P. Magnusson 1990. Analysis of Asteroid Lightcurves. II. Phase Curves in a Generalized HG-System. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series.* 86, 119-165.

Licchelli, D.:2006, The Minor Planet Bulletin, v.33, p.11-13.

Piironen, J., Magnusson, P., Lagerkvist,C.-I., Williams, I.P., Buontempo, M.E., Morrison, L.V., 1997, Physical Studies of Asteroids, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series.* 121, 489-497.

Scaltriti, F., Zappala, V., 1980, The Similarity of the Opposition Effect Among Asteroids, *Astron. Astrophys.* 83, 249-251.

Shevchenko, V.G., Belskaya, I.N., Krugly, Yu.N., Chiomy, V.G., Gaftonyuk, N.M., 2002, Asteroid Observations at Low Phase Angles. II. 5 Astraea, 75 Eurydike, 77 Frigga, 105 Artemis, 119 Althaea, 124 Alkeste, and **201 Penelope**, *Icarus* 155, 365-374.

Surdej, J., Louis, B., Cramer, N., Rufener, F., Waelkens, C., Barbier, R., Birch, P. V.: 1983, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, vol. 54, Nov. 1983, p. 371-378.

Taylor, R.C.:1979, in T.Gehrels (ed.), Astron. Astrophys., 83, 249.

Tedesco, E.F., and G.J. Veeder 1992. IMPS Albedos and Diameters Catalog. In Infrared Astronomical Satellite Minor Planet Survey Catalog (E.F.

Tedesco, Ed.), pp.243-285. Phillips Laboratory Techn. Rep. PL-TR-92-2049, Hanscom Air Force Base, MA.

Minor Planet Lightcurve Parameters
(http://cfa-www.harvard.edu/iau/lists/LightcurveDat.html)

ETKİN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİ V772 Her'in 2007 YILI CCD GÖZLEMLERİ

Neslihan ALAN ve Fehmi EKMEKÇİ

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan
e-postalar: neslihan@astro1.science.ankara.edu.tr, ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet

Kromosferik etkin çift yıldız sistemi olan V772 Her'in Mayıs ve Eylül 2007 tarihleri arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) 40 cm'lik Cassegrain teleskoba takılı CCD kamerası aracılığıyla elde edilen B ve V rengi ışık eğrileri incelendi. Işık eğrisi analizleri Wilson-Devinney (WD) programı (Versiyon 2004) kullanılarak yapıldı. Her bir bileşen üzerinde bir soğuk leke olmak üzere iki lekeli modelin sistemin ışık eğrileri ile uyumlu olan teorik sonucu verdiği bulundu. Bileşenlerin sıcaklıkları T_1=5900 °K, T_2= 4500 °K, kütleleri M_1= 1.15 $M_\odot$, M_2= 0.68 $M_\odot$, yarıçapları R_1= 0.9 $R_\odot$, R_2= 0.61 $R_\odot$, q= 0.59, i= 75°.6 olarak bulundu. V772 Her sisteminin WD analizinden elde edilen dinamik ve fiziksel parametrelerinin, daha önce diğer yazarlar tarafından verilen değerler ile yaklaşık olarak uyumlu oldukları bulundu.

Anahtar Kelimeler: *Etkinlik, örten çift, V772 Her*

Abstract

B and V light curves of chromospherically active binary V772 Her obtained between May and September 2007 by using CCD camera attached to 40 cm Cassegrain telescope of TÜBİTAK National Observatory (TUG) are studied. The light curve analysis were made by means of Wilson-Devinney (WD) programme (Version of 2004). The two-spot model, which have two spots located on each component, of the

system is found to be well fitted to the observational light curves. The temperatures, masses and radii of the components are found to be T_1= 5900 °K, T_2= 4500 °K, M_1= 1.15 $M_\odot$, M_2= 0.68 $M_\odot$, R_1= 0.9 $R_\odot$, R_2= 0.61 $R_\odot$, respectively. The mass ratio and orbital inclination are found as q=0.59 and, i=75°.6, respectively. Dynamical and physical parameters of V772 Her, obtained by WD analysis, are found to be in agreement with the results obtained before by other authers.

Key words: *Activity, eclipsing binary, V772 Her*

1. Giriş

V772 Her (HD 165590, BD +21 3302, SAO 85723, ADS 11060, HIP 88637), görsel çift üyelerinden biri tek çizgili tayfsal çift olan, RS CVn türü üçlü bir sistemdir. HIP kataloğuna [1] göre sistemin V bandındaki parlaklığı $7^m.07$, renk ölçeği $B - V = 0^m.654$ ve paralaksı $\pi = 0".02615 \pm 0".00135$'dir.

Görsel çiftin yörünge elemanları ilk olarak 1923'te Aitken tarafından belirlenmiş ve bu parametreler 1938 enberi geçişinden sonra 1954'te Van Biesbroeck tarafından güncellenmiştir [2]. Daha sonra Morbey vd. [3] tarafından görsel çift sistemin bir bileşeninin, dönemi yaklaşık 0.88 gün olan tayfsal bir çift sistem olduğu bulunmuştur. Sistemin ilk fotoelektrik fotometrisi Scarfe [4] tarafından yapılmıştır. Batten vd. [2] tarafından üçlü sistemin 1978'deki enberi geçişi sırasında yüksek ayırma güçlü tayfsal gözlemleri yapılmıştır. Bu gözlemlerle uzun dönemli çiftin görsel gözlemleri birleştirilerek yörünge elemanları ve bileşenlerin tayf türleri belirlenmiştir. Bu çalışmada üç bileşenin de muhtemelen anakol üzerinde veya yakınlarında olduğu saptanmıştır. Stern ve Skumanich [5] tarafından sistemin X-ışın ve moröte gözlemleri yapılmış ve baş bileşenin X-ışın kaynağı olduğu bulunmuştur ($L_x \approx 4 \times 10^{30}$ erg s^{-1}). Bakos ve Tremko [6] tarafından sistemin 6 yıl süreli fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Bu gözlemlerden, sistemin sistematik ışık değişimleri gösterdiği bulunmuştur. Işık eğrisinde kısa zaman ölçekli değişimler, uzun zaman ölçekli değişimler ve flare etkinliğine dayalı değişimlerin varlığı belirtilmiştir. Bruton vd. [7] tarafından, sistemin fotometrik gözlemleri incelenmiştir. Bu incelemede, G0 tayf türündeki bileşenin dönme dönemiyle

yüzeyindeki lekelerin dönmesinin eş zamanlı oldukları ortaya çıkartılmıştır. Tayfsal çift sistemin yörünge eğim açısının 74°.9, görsel çift sistemin ise 82°.7'lik bir eğim açısına yakın olduğu belirlenmiştir. Sistemin yörünge dönemi analizinden de dönem değişiminin tayfsal çift sistem için olmadığı ancak görsel çift sistem olarak üçlü bir yıldız sistemi dikkate alındığında, bu görsel çift yörüngesinin enberiden geçme zamanının eliptiklikten kaynaklanan bir etkiye maruz kaldığı ortaya çıkarılmıştır. Reglero vd. [8] tarafından tayfsal çiftin birinci minimumunun analizi, mevcut radyal hız ölçümleriyle ve fotometriden elde edilen verilerle birleştirilerek, sistemin fiziksel özellikleri bulunmuştur. Ayrıca V772 Her sisteminin bir üçlü sistem olduğu, üç bileşenin de ZAMS (Sıfır Yaş Anakol)'a yakın az evrimleşmiş geç tayf türünden yıldızlar oldukları, bu yıldızların dönme hızlarının yüksek olduğu ve atmosferlerinde etkinlik olaylarının hüküm sürdüğü sonucuna varılmıştır.

Bu çalışmada V772 Her'in TUG'da 2007 yılında CCD gözlemleri ile elde edilen ışık eğrileri ve ışık eğrilerinin Wilson-Devinney analiz programı ile çözümünden bulunan sistemin fiziksel parametreleri sunulmaktadır.

2. Gözlemler

V772 Her sisteminin, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki 40 cm'lik Cassegrain teleskoba bağlı CCD kamerası kullanılarak 2007 yılının 4 Mayıs - 3 Eylül tarihleri arasında toplam 14 gecelik BVR renklerinde gözlemleri yapıldı. Ancak bu gözlemlerden yalnızca 7 gecelik veri bu çalışmada kullanılabildi. Gözlem esnasında hava koşullarının uygun olmamasından dolayı diğer 7 gecenin gözlem verileri kullanılamayacak kadar saçıldı ve Wilson-Devinney (WD) programı ile yapılan analize dahil edilmedi. WD analiz programına dahil edilen gözlem geceleri Çizelge 2.1'de verilmektedir. Ayrıca R renginde alınan ışık eğrisi de çok fazla saçıldığından WD ile analizi yapılamadı.

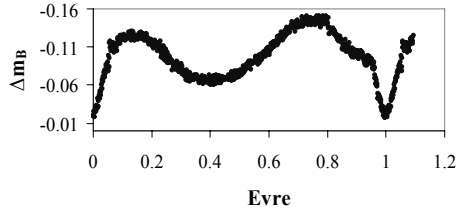
Çizelge 2.1. *Bu çalışmada Wilson-Devinney analiz programına dahil edilen gözlem tarihleri*

Analizde Kullanılan Gözlem Geceleri
15 Temmuz 2007
16 Temmuz 2007
17 Temmuz 2007
18 Temmuz 2007
1 Eylül 2007
2 Eylül 2007
3 Eylül 2007

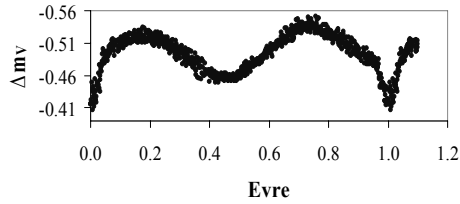
Gözlemlerde, mukayese yıldızı olarak HD165569 kullanıldı. V772 Her sisteminin ve mukayese yıldızı olarak kullanılan HD165569'un katalog bilgileri Çizelge 2.2'de verilmektedir. Gözlemlerdeki hatalar, ortalama olarak B renginde $0^m.001$, V renginde ise $0^m.002$ düzeyinde oldu. Gözlem verilerinin 0.001 evre aralığına göre ortalaması alınarak ışık eğrileri oluşturuldu. Bu şekilde elde edilen B ve V rengi ışık eğrileri WD çözümünde kullanıldı. Elde edilen B ve V rengi ışık eğrileri sırasıyla Şekil 2.1 ile Şekil 2.2'de verilmektedir.

Çizelge 2.2. *V772 Her sisteminin ve HD165569'un HIP kataloğundan alınan özellikleri*

	V772 Her (HIP 88637)	**HD165569 (HIP 88624)**
Parlaklık (V)	7.096	7.60
B-V	0.654	0.297
Tayf Türü	G2 V	F0
α (2000)	$18^{sa}\ 05^{dk}\ 49^{sn}.7114$	$18^{sa}\ 05^{dk}\ 41^{sn}.5609$
δ (2000)	+ 21° 26' 45".233	+ 21° 25' 34".811



Şekil 2.1. *V772 Her sisteminin TUG'da 15 Temmuz – 3 Eylül 2007 tarihleri arasında B renginde elde edilen ışık eğrisi*



Şekil 2.2. *V772 Her sisteminin TUG'da 15 Temmuz – 3 Eylül 2007 tarihleri arasında V renginde elde edilen ışık eğrisi*

2007 yılında TUG'da gözlenen minimum zamanları Kwee and van Woerden [9] yöntemi ile hesaplanarak 4 adet yeni minimum zamanı elde edildi. Elde dilen yeni minimum zamanları Çizelge 2.3'de verilmektedir. Bu yeni minimum zamanları Bruton vd. [7] nin makalesinde yer alan minimum zamanları ile birleştirilerek sistemin yeni ışık elemanları belirlendi. Hesaplanan yeni ışık elemanları:

Min I (HJD)= 2454345.2899(± 0.0046) + 0.87950548(± 0.00000049) × E

şeklindedir. Bu çalışmada, ışık eğrilerinin evreleri, belirlenen yeni ışık elemanlarına göre hesaplandı.

Çizelge 2.3. *2007 yılında TUG'da elde edilen minimum zamanları ve hataları*

Tarih	Tür	Minimum Zamanı	Hatası
1 Eylül 2007	I	2454345.2892	0.0001
4 Haziran 2007	I	2454256.4629	0.0002
6 Mayıs 2007	I	2454227.4391	0.0001
18 Temmuz 2007	I	2454300.4383	0.0002

3. Işık Eğrilerinin Wilson-Devinney Programı ile Analizi

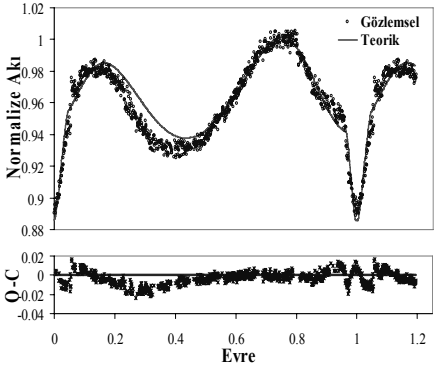
Bu çalışmada V772 Her etkin çift yıldız sisteminin 2007 yılında TUG'da yapılan gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri, Morbey vd. [3] tarafından elde edilen radyal hız verileri ile birlikte, PHOEBE programında eşzamanlı olarak çözüldü ve sistemin fiziksel parametreleri belirlendi. Unix işletim sistemi altında çalışan bir program olan PHOEBE, Wilson-Devinney (WD) ışık eğrisi analiz programının bir arayüzüdür. PHOEBE arayüzü Wilson tarafından da desteklenmekte olup Andrej Prsa tarafından geliştirilmiştir [10].

V772 Her sistemi, bileşenleri henüz anakolda olan, genç yıldızlardan oluşmaktadır. Sistemin literatür taramasına bakıldığında kütle aktarımın olmadığı, ayrık bir sistem olduğu görüldü[2,5,8]. Bu nedenle sistemin WD analizi yapılırken iki bileşenin de Roche şişimini doldurmadığı, ayrık çift modu olan Mod 2 (Detached Binary) seçildi. Bileşenlerin kenar kararma sabitleri logaritmik yasa dikkate alınarak Van Hamme [11] den yararlanılarak belirlendi. Analizler sırasında, literatür taramasıyla makalelerden bulunan değerler başlangıç parametreleri olarak kullanıldı [3,7,8]. Birinci ve ikinci bileşenin yansıma katsayıları olarak konvektif yıldızlar için sabit olan, 0.5 değeri kullanıldı ve yüzey çekim ivmeleri olarak da yine konvektif yıldızlar için sabit olan 0.32 değeri kullanıldı. Analizde kullanılan başlangıç parametreleri Çizelge 3.1'de verilmektedir.

Çizelge 3.1. *Bu çalışmada WD çözümünde kullanılan parametrelerin başlangıçta girilen değerleri [3,7,8]*

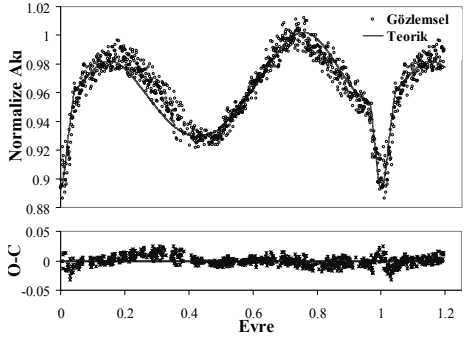
Yarı-Büyük Eksen Uzunluğu (SMA)	4.654 ($R_\odot$)
Kütle Merkezinin Hızı (VGA)	- 19.91 km/sn
Yörünge Eğim Açısı (i)	$76^\circ.2$
Kütle Oranı (q) (M_2/M_1)	0.578
Birinci Bileşen Sıcaklığı (T_1)	5900 $^\circ$K
İkinci Bileşen Sıcaklığı (T_2)	4100 $^\circ$K
Birinci Bileşenin Çekim İvmesi ($LogG_1$)	4.56 (cgs)
İkinci Bileşenin Çekim İvmesi ($LogG_2$)	4.71 (cgs)

V772 Her'in TUG'da yapılan 910 B rengi gözlem verisi ile 913 V rengi gözlem verisi normalize ışınım akısına dönüştürülerek Wilson-Devinney analiz programında kullanıldı. Sistemin dinamik ve fiziksel parametreleri tayfsal veriler [3] dikkate alınarak belirlendikten sonra leke modellemesi yapıldı. B ve V rengi ışık eğrileri için her bir bileşene birer leke yerleştirilerek çözüm sonuçları elde edildi. Analiz yapılırken ilk önce B ve V renklerindeki ışık eğrileri birlikte çözülmeye çalışıldı. Ancak B ve V rengi ışık eğrilerindeki belirgin farklar yüzünden ortak çözümde iki eğriye de uygun bir sonuç oluşturulamadı. Bu yüzden, B ve V rengi için, renge bağlı değişimleri dikkate almak üzere yalnızca leke parametrelerinin değiştiği iki ayrı çözüm üzerinde duruldu. B ve V renklerindeki ışık eğrilerinin birlikte çözülmeye çalışıldığında ortaya çıkan çözüm sonuçları sırasıyla Şekil 3.1 ve Şekil 3.2'de verilmektedir.



Şekil 3.1. *Sistemin B ve V renklerindeki ışık eğrilerinin ortak çözümüne göre, B rengi ışık eğrisi için teorik fit(sürekli eğri) ve ilgili farkların grafiği*

($\sum(O-C)^2 = 0.007726$)



Şekil 3.2. *Sistemin B ve V renklerindeki ışık eğrilerinin ortak çözümüne göre, V rengi ışık eğrisi için teorik fit(sürekli eğri) ve ilgili farkların grafiği*

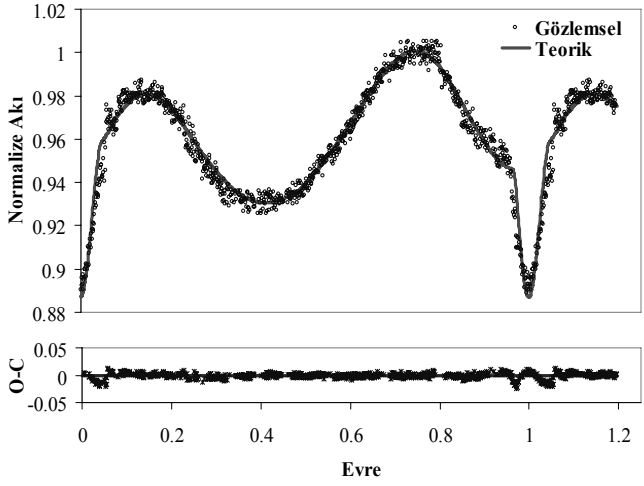
($\sum(O-C)^2 = 0.008521$)

B ve V renklerindeki ışık eğrilerine ayrı ayrı çözümler yapılırken önce sistemin yarı-büyük eksen uzunluğu (SMA), sistemin kütle merkezinin hızı (VGA), yörünge eğim açısı (i), kütle oranı (q), baş bileşenin yüzey potansiyeli ($PHSV_1$), yoldaş bileşenin yüzey potansiyeli ($PHSV_2$), baş bileşenin kesirsel ışınım gücü (L_1)

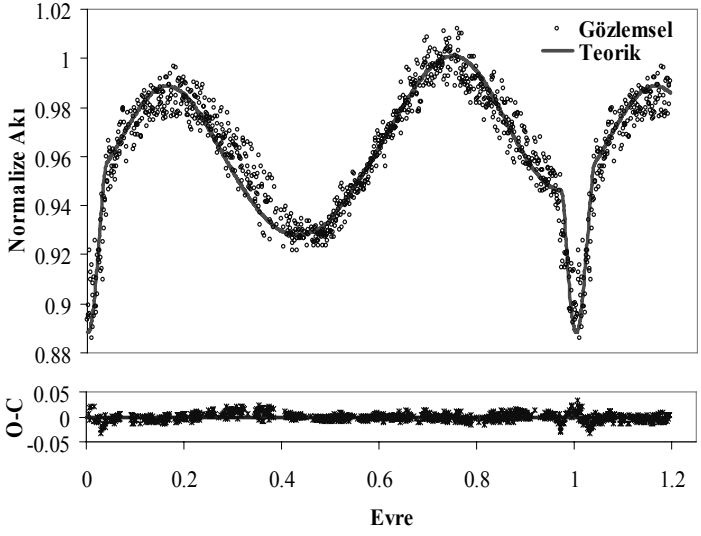
parametreleri serbest bırakılarak hesap yapıldı. Diferansiyel düzeltmeler yapıldıktan sonra, T_2 yoldaş bileşenin sıcaklığı olmak üzere, diğer parametreler sabit tutularak yalnızca i ve T_2 parametreleri serbest bırakıldı ve bu şekilde leke çözümü yapıldı. Elde edilen sonuç parametreleri Çizelge 3.2'de verilmektedir. Bu analiz sonucunda B ve V renklerindeki gözlemsel ışık eğrilerine yapılan teorik fitler ile O-C grafikleri Şekil 3.3 ve Şekil 3.4'te verilmektedir. Işık eğrileri ile eşzamanlı radyal hız eğrisine yapılan teorik fit de Şekil 3.5'te verilmektedir.

Çizelge 3.2. *V772 Her sisteminin PHOEBE analizi sonucunda bulunan fiziksel parametreleri ve hataları*

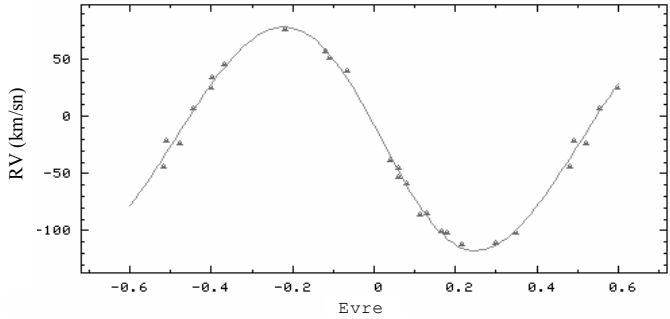
	B	**Hata**	**V**	**Hata**
SMA ($R_\odot$)	4.71901	0.11295	4.71968	0.10766
VGA (km/sn)	-18.4623	0.1574	-18.4598	0.1572
i (◦)	75.644	0.711	75.577	0.709
q (M_2/M_1)	0.592793	0.022599	0.592934	0.021545
Yüzey Potansiyeli (Baş Bileşen)	5.88745	2.35608	5.81932	2.63768
Yüzey Potansiyeli (Yoldaş)	5.84034	2.53211	5.97301	3.00338
T2 ($^\circ$K)	4499.63	342.35	4501.63	312.99
T_1 ($^\circ$K)	5900		5900	
Kütle ($M_\odot$) [M_1\M_2]	1.148 / 0.681		1.149 / 0.681	
Yarıçap ($R_\odot$)[R_1\R_2]	0.900 / 0.610		0.900 / 0.610	
Işınım Gücü [L_1\L_2]	11.691 \ 0.968		11.474 \ 1.315	



Şekil 3.3. *V772 Her sisteminin 15 Temmuz – 3 Eylül 2007 tarihleri arasında TUG'da alınmış B rengi ışık eğrisine yapılan teorik fit (sürekli çizgi) ve teorik fitin gözlemsel eğriden olan fark grafiği* ($\sum(O\text{-}C)^2 = 0.005534$)



Şekil 3.4. *V772 Her sisteminin 15 Temmuz – 3 Eylül 2007 tarihleri arasında TUG'da alınmış V rengi ışık eğrisine yapılan teorik fit (sürekli çizgi) ve teorik fitin gözlemsel eğriden olan fark grafiği* ($\sum(O\text{-}C)^2 = 0.007506$)

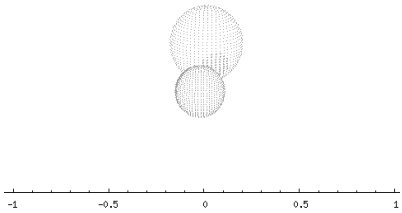


Şekil 3.5. *2007 TUG gözlemleri ile eşzamanlı çözülen birinci bileşenin radyal hız eğrisine yapılan teorik fit*

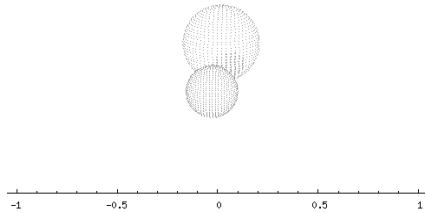
B ve V renklerindeki ışık eğrilerinin ayrı ayrı analizleri sonucunda elde edilen leke parametreleri Çizelge 3.3'de verilmektedir. Farklı leke parametrelerine göre, sistemin geometrisi, B ve V renklerindeki 0.00, 0.50, evreleri için sırasıyla Şekil 3.6, Şekil 3.7, Şekil 3.8 ve Şekil 3.9'da verilmektedir.

Çizelge 3.3. *V772 Her sisteminin PHOEBE analizi sonucunda B ve V renkleri için ayrı ayrı elde edilen leke parametreleri*

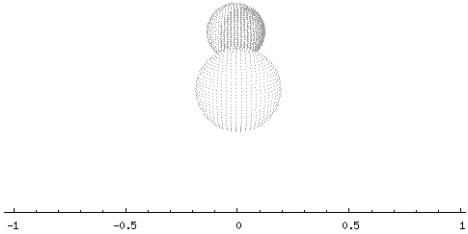
	Birinci Bileşen Yüzeyindeki Leke		**İkinci Bileşen Yüzeyindeki Leke**	
Leke Parametresi	**B Bandı**	**V Bandı**	**B Bandı**	**V Bandı**
Enlem (◦)	1.99	1.99	1.55	1.85
Boylam (◦)	0.31	0.27	0.62	0.50
Açısal Çap (rad)	0.44	0.44	1.25	1.10
Sıcaklık Faktörü	0.92	0.90	0.45	0.50



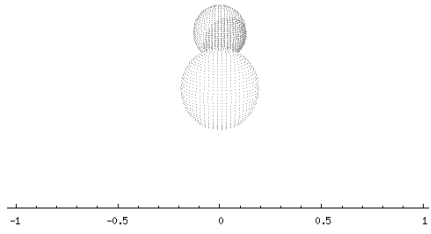
Şekil 3.6. *V772 Her sisteminin B rengi 0.00 evresindeki geometrik görünümü*



Şekil 3.8. V772 Her sistemin V rengi 0.00 evresindeki geometrik görünümü



Şekil 3.7. *V772 Her sistemin B rengi 0.50 evresindeki geometrik görünümü*



Şekil 3.9. *V772 Her sistemin B rengi 0.50 evresindeki geometrik görünümü*

4. Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada, kısa dönemli RS CVn türü örten bir çift yıldız sistemi olan V772 Her'in 2007 yılında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde elde edilen CCD gözlemlerine dayalı ışık eğrisi analizi yapıldı. Yapılan gözlemlerden elde edilen B ve V rengi ışık eğrileri birlikte kullanılarak ortak bir çözüm yapılmaya çalışıldı ama bu ışık eğrilerindeki tutulmalar dışındaki kısımlarında görülen belirgin farklardan dolayı uygun bir sonuç elde edilemedi. Bu nedenle ortak çözümde aynı leke parametreleri ile B ve V renklerini iyi temsil edebilen teorik fitler oluşturulamadı. Wilson-Devinney çözümü yapılırken Morbey vd. [3] tarafından elde edilen dikine hız eğrisi verileri kullanılarak eşzamanlı çözüm yapıldı.

Sistemin 2007 TUG gözlem verilerine ilişkin B ve V rengi ışık eğrileri modellenerek V772 Her'in ilgili fiziksel parametreleri Çizelge 4.1'de verildiği gibi elde edildi. Bulunan bu parametrelerin daha önce

diğer yazarlar tarafından bulunan değerleri ile bir karşılaştırması bu çizelgede verilmektedir. V772 Her sisteminin, her iki bileşeni üzerinde soğuk leke varlığı dikkate alınarak en iyi teorik ışık eğrisi çözümüne ulaşıldı. Yapılan çözüm sonucunda bileşenlerin yüzeylerindeki lekelerin B ve V renklerine etkilerinin de farklı olduğu gözlendi. Leke modellemesine bakılarak sistemin çok aktif bileşenlere sahip olduğu görülmektedir.

Sistemin her iki bileşeninin leke aktivitesi hakkında daha detaylı bilgi elde edebilmek için, daha uzun süreli fotometrik ve tayfsal gözlemlere ihtiyaç vardır.

Çizelge 4.1. *2007 yılında TUG'da elde edilen ışık eğrisinin analiz sonuçlarının literatürdeki değerlerle karşılaştırılması*

	TUG, 2007	**Reglero, 1991**	**Batten, 1979**	**Bruton, 1989**
Kütle ($M_\odot$)[M_1\M_2]	1.148 \ 0.681	1.09 \ 0.63	1.0 \ 0.6	
Yarıçap ($R_\odot$)[R_1\R_2]	0.900 \ 0.610	0.90 \ 0.58		
T_1 ($^\circ$K)	5900	5915	5915	
T_2 ($^\circ$K)	4500.63	4055	3724	4898
i($^\circ$)	75.61	76.2	77	74.9
q (M_2/M_1)	0.59	0.58	0.59	
V_0 (km/sn)	-18.46		-22.82	
SMA ($R_\odot$)	4.72			

Kaynaklar

[1] ESA (1997), The Hipparcos and Tycho Catalogues, Vols 1-17, SP-1200

[2] Batten, A.H., Morbey C.L., Fekel, F.C., Tomkin, J., (1979), "The Triple System HD165590", PASP, 91, 304-312

[3] Morbey, C.L., Batten, A.H. Andrews, D.H., Fisher, W.A., (1977), "HD 165590 – A Spectroscopic-Visual Triple System", PASP, 89, 851-856.

[4] Scarfe, C.D., (1977), "A Probable Eclipse in HD 165590", IBVS, 1357.

[5] Stern, R.A., Skumanich A., (1983), "Rapid Rotation and Stellar Activity in The Triple System HD165590", ApJ, 267, 232-238.

[6] Bakos, G.A., Tremko, J., (1984), "The Light Variations of The Triple System HD165590", CoSka, 12, 65

[7] Bruton, J.R., Hall, D.S., Boyd, L.J., Genet, R.M., Lines, R.D., Lines, H.C., Scarfe, C.D., (1989), "U-B-V Photometry of The Spectroscopic-Visual Triple HD 165590", Ap&SS, 155, 27.

[8] Reglero, V., Fernández-Figueroa M.J., Giménez, A., De Castro, E., Fabregat, J., Cornide, M., Armentia J.E., (1991), "The Triple System HD 165590: A Spectroscopic and Photometric Study", A&AS, 88, 545-557

[9] Kwee K.K. and van Woerden, H., (1959), "A Method of Computing Accurately The Epoch of Minimum of An Eclipsing Variable", BAN, 12, 327

10] Prsa, A. and Zwitter R., (2006), "A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives", ApJ, 628, 426-428

[11] Van Hamme, W., (1993), "New Limb-Darkening Coefficients for Modeling Binary Star Light Curves", AJ, 106, 2096

ORTA ÖĞRETİMDE ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ DERSİ PROGRAMI VE UYGULAMASI

Müge ÖZGÖNÜL, A.Talât SAYGAÇ

Eyüboğlu Eğitim Kurumları, İkiz Gözlemevi,Namık Kemal Mah., Dr. Rüstem Eyüboğlu Sok. No. 8,
Ümraniye – İstanbul, muge.ozgonul@eyuboglu.com
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119-Üniversite, İstanbul, saygac@istanbul.edu.tr

Özet

Astronomi; Fizik, Kimya, Matematik ve Biyoloji gibi pozitif bilim dallarının uygulama alanı olan geniş bir laboratuvardır. Talim Terbiye Kurulunun; " 4 Nisan 1992 tarihli ve 98 sayılı kararı ile 2455 ve 2470 sayılı Tebliğler Dergisindeki Açıklamalar" doğrultusunda, Lise, Anadolu Liseleri, Yabancı Dil Ağırlıklı Liselerin Fen Bilimleri alanı ile Fen Liselerinin 10. ve 11. sınıflarında seçmeli ders olarak okutulması uygun görülen 'Astronomi Dersi' programında, işlenecek konular konu başlıkları ile belirtilmiştir. Astronomi dersi, 1996 – 1997 öğretim yılından itibaren Eyüboğlu Eğitim Kurumlarında seçmeli ders olarak okutulmaya başlanmıştır. Ders Programı, gözlemler, laboratuvar çalışmaları, 10. sınıf Matematik, Fizik ve Kimya derslerinde okutulan konulara paralel olarak projeler, araştırma soruları ve ders içi etkinlikler içerecek şekilde düzenlenmiştir. Böylece; öğrencilerin bilimler arası bağlantıları kavramaları, diğer derslerde öğrendikleri bilgileri uygulamaları, günlük yaşamda karşılaşabilecekleri problemleri bilimsel düşünme yöntemleri ile çözebilme becerilerini kazanmaları hedeflenmiştir. Program, üst düzeyde bir ilgi ve disiplinle 12 yıldır başarı ile uygulanmaktadır. Astronomi dersi programı uygulamalarına dair örnekler: 1) 1999 yılında Fransa'da gerçekleştirilen Avrupa Okullar Birliği Konferansı'nda (*ECIS Conference*) ve 2) 2002 yılında

Robert Kolej'de yapılan Avrupa Uluslararası Okullar Birliği Sonbahar Öğretmen Konferansı'nda (*ECIS Autumn Teacher's Conference – Robert College*) sunulmuştur. 12 yıldır Eyüboğlu Eğitim Kurumları'nda uygulanan Astronomi Dersi programı ile diğer dersler arasındaki bağlantılar, ders kapsamında uygulanan deneyler, gözlemler, araştırma soruları, proje örnekleri ve bu çalışmaların değerlendirilme yöntemleri açıklanacaktır.

Anahtar Kelimeler : *Astronomi, Eğitim, Ortaöğretimde Astronomi Dersi*

Abstract

Astronomy is a huge laboratory where a lot of branches of sciences like physics, mathematics, chemistry and biology can be applied. The topics of Astronomy lesson which were prepared in accordance with the explanations in Declaration Periodicals numbered 2455 and 2470 are published in 4th of April 1992 by the decision numbered 98 of Turkish Education Council, think fit to be taught as an elective course in grade 10 and 11 of science classes of high schools and Science High Schools. Astronomy lesson has been taught as an elective course in Eyüboğlu High School since 1996 – 1997 academic year. Astronomy Curriculum has been arranged by covering observations, experiments, projects and investigation questions which are parallel to the topics of physics, mathematics and chemistry of grade 10. Consequently, students apprehend the relations among branches of science, apply the knowledge that they learn other courses, achieve the scientific techniques to solve daily life problems have aimed. The curriculum has been applied for 12 years. The samples of Astronomy curriculum applications were presented in ECIS Conference in France in 1999, and Autumn Teacher's Conference – Robert College in 2002. Connections between curriculum of courses and Astronomy curriculum which has been educated for 12 years in Eyüboğlu High School, samples of experiments, observations, investigation questions, samples of projects of this course and assessment methods will be presented in the communique.

Keywords *Astronomy, Education, Astronomy Lesson in Middle-Years Schools*

1.Giriş

Milli Eğitim Temel Kanunu'nda belirtildiği gibi: özgür, yaratıcı, bilimsel düşünme gücüne ve geniş bir dünya görüşüne sahip bireyler yetiştirmek; Türk Milli Eğitimi'nin temel amaçlarından biridir. Tüm ders programları Milli Eğitim'in temel amaçları esas alınarak hazırlanmaktadır. Kuşkusuz ki, öğrencilerin ilköğretim ve ortaöğretimde okutulan Fen ve Matematik dersleri, bu derslerde uygulanan ders içi ve ders dışı etkinlikler öğrencilerin bilimsel düşünme yeteneklerini geliştirmeyi hedeflemektedir. Öğrencilerimize, tüm pozitif bilim dallarını ve bu bilim dallarının çalışma prensiplerini tanıtmadan, bilim dalları arasındaki ilişkileri kavramalarını, önlerine çıkan bir problemi analitik olarak düşünmelerini ve bu problemin mümkün çözüm yollarını sorgulamalarını bekleyebilir miyiz? Diğer bir deyişle böyle bir beklentimiz varsa, bu beklentimizin oluşmasını istemekte ne kadar gerçekçiyiz?

Yaratıcılık, geniş bir hayal gücü gerektirir. Lise sınıflarında okutulan Fizik, Kimya ve Matematik derslerinde öğretilen temel kavramların uygulama alanlarını, öğrencilere göstermek, öğrencilerin bu derslerde öğrendikleri kavramları kullanarak temel bilim dallarından biri olan Astronomi ile ilgili temel bilgileri kavramalarını sağlamak onların yaratıcılıklarını geliştirmek ve hayal güçlerini desteklemek için atılması gereken en önemli adımlardan biridir. Lise sınıflarında okutulacak olan Astronomi dersleri, öğrencilerimizin önlerine çıkacak olan bir engel değil, ders karmaşasını arttıran yeni bir ders değil aksine, biz eğitimcilerin onlara kazandırmayı hedeflediğimiz bilgileri ve yetenekleri kullanmalarını sağlayacak, gençlere bilimi sevdirecek önemli bir araçtır.

2. Astronomi Dersi Programı

Talim ve Terbiye Kurulunun, 4 Nisan 1992 tarihinde aldığı karar doğrultusunda Astronomi dersi 10. ve 11. sınıflarda Seçmeli ders olarak okutulabilmektedir. Dersin genel amaçları belirlenmiştir. Astronomi dersi programı 7 üniteden oluşturulmuştur. Ünite başlıkları ve bu ünitelerin alt başlıkları belirtilmiştir. Buna göre; lise sınıflarında

seçmeli ders olarak okutulabilecek olan Astronomi dersi: 'Evrende Konum ve Zaman, Astronomi Tarihi, Güneş Sistemi, Yıldızlar Bilgisi, Galaksiler ve Evren Bilgisi, Uzay Çalışmaları ve Evrende Yaşam' ünitelerinden oluşmaktadır.

Seçmeli Astronomi dersi Eyüboğlu Eğitim Kurumlarında 1996 yılından beri okutulmaktadır. Seçmeli Astronomi dersi programı, Talim Terbiye Kurulunun ön gördüğü programda belirtilen ünitelere ve konu başlıklarına bağlı kalınarak oluşturulmuştur. Ancak, Astronomi derslerinin bu kadar uzun süre başarılı bir şekilde okutulmasında ders programının içeriğinin, uygulanacak etkinliklerin, deney ve gözlemlerin diğer derslerle bağlantılı bir şekilde planlanmasının önemi büyüktür. Her öğretim yılı başında tekrar gözden geçirilen ve yenilenen Astronomi dersi programının en önemli özelliği öğrencilere bir bilim dalının yalnızca anlaşılması güç formüllerden, matematiksel ve fiziksel kavramlardan oluşmadığını göstermesi ve öğrencilerin Matematik, Fizik, Kimya, Biyoloji gibi bilim dallarına daha sıcak bakmalarını sağlamasıdır.

Astronomi dersi kapsamında okutulacak konular hazırlanırken, ilköğretim 1. sınıftan itibaren 10. sınıfa kadar öğrencilerin okumuş oldukları Fen ve Matematik derslerinin programları incelenmiştir. 10. sınıfta öğrencilerin okudukları Sosyal ve Fen Bilimleri Dersleri'nin programları da gözönüne alınarak, bu derslerin branş öğretmenleri ile toplantılar düzenlenmiş, öğrencilerin diğer derslerde okudukları konular listelenerek, bu konular kapsamında öğrencilere verilecek olan araştırma soruları, proje çalışmaları, ders içi etkinlikler Astronomi konularını da kapsayacak şekilde tekrar düzenlenmiştir.

Coğrafya derslerinde 'Mevsimsel Değişimler' konusu işlenirken, Astronomi dersinde öğrencilerin Güneş Sistemi'nde bulunan diğer gezegenlerdeki mevsimsel değişimleri incelemeleri, gezegenlerin eksen eğiklikleri ile mevsim oluşumu arasında bağlantı kurmaları öğrencilere çeşitli araştırma soruları yöneltilerek sağlanmaktadır. Coğrafya dersinde 'Küresel Koordinatlar' konusu işlenirken, Astronomi dersinde de aynı konunun, aynı zamanlarda işlenmesi sağlanmakta, öğrenciler Tuzla Deniz Harp Okulu'nda bulunan 'Planetaryum'a' götürülerek bu derslerde öğrendikleri bilgiler görsel öğelerle desteklenmektedir. Coğrafya programında bulunan 'Yeryüzü Oluşumları ve İklimsel Değişimler' konuları, Astronomi derslerinde Güneş Sistemi ünitesi kapsamında tüm gezegenler için

uygulanmakta, öğrencilerin Coğrafya derslerinde öğrendikleri bilgileri farklı koşullara sahip gezegenler için uygulamaları hedeflenmektedir.

'Genel Çekim Yasası, Kepler Kanunları, Newton Kanunları, Optik ve Manyetizma' konularının uygulamaları Astronomi derslerinde; 'Astronomi Tarihi, Güneş Sistemi, Güneş, Uzay Çalışmaları' gibi konu başlıkları altında defalarca tekrar edilmekte, öğrencilere verilen araştırma sorularında ilköğretim 2. kademe Fen Dersleri'nde öğrendikleri bilgileri kullanmalarının sağlaması hedeflenmektedir.

Kimya derslerinde okutulan 'Atom Modelleri' konusu; Astronomi Dersi'nde hem Astronomi Tarihi, hem de Yıldızlar Bilgisi ünitelerinde işlenmektedir. Astronomi Tarihi işlenirken, öğrencilere yöneltilen araştırma soruları ve yapılan ders içi etkinlikler, öğrencilerin bilim dallarının gelişimlerinin birbirlerini nasıl etkilediklerini farkına varmaları ve bilim dalları arasındaki ilişkileri kavramaları hedeflenerek oluşturulmuştur. Kimya derslerinde işlenen Nükleer Reaksiyonlar konusu, Astronomi Dersleri'nde Yıldızların Evrimi konusunda örneklendirilmekte, öğrencilerin Kimyasal ve Nükleer Reaksiyonlar arasındaki farklılığı yalnızca tanım olarak bilmeleri değil, Güneş'in ve diğer yıldızların incelenmesiyle Evren'deki yerini kavramaları hedeflenmektedir.

İlköğretim 2. kademe Fen bilgisi Dersleri'nde ve Lise Biyoloji Dersleri'nde işlenen 'Sera Etkisi' konusu; Astronomi Dersleri'nde Venüs ve Dünya'nın atmosfer yapılarının karşılaştırılması, Venüs'ün atmosfer koşullarındaki farklılıkların hangi nedenlerden kaynaklanmış olabileceğinin sorgulanmasıyla pekiştirilmektedir. Yine Biyoloji Dersi programında bulunan Evrim Teorisi konusu, Astronomi Dersleri'nde Evrende Yaşam ünitesi kapsamında işlenen Frank Drake'in Formülü konusunda gündeme gelmektedir.

Ders programları titiz bir şekilde incelendiğinde daha birçok ders ile Astronomi Dersi konuları arasında çok çeşitli bağlantılar kurmak, bu bağlantıları proje çalışmaları ile desteklemek mümkündür ve bu da yapılmaktadır. Bu amaçla; her sene yıllık planlar hazırlanırken çeşitli seviyelerdeki Matematik, Fen Bilgisi, Sosyal Bilgiler Dersleri branş öğretmenleri ile çalışılmakta ve öğrencilere yöneltilecek Astronomi ile bağlantılı performans ödevleri konuları, araştırma soruları geliştirilmektedir. Örneğin, 6. sınıf Matematik Dersi programında işlenen 'Kümeler' konusunda öğrenciler, Güneş

Sistemi'ndeki gezegenlerin özelliklerini araştırmakta, bu özellikleri sınıflandırmakta ve 'Venn Şeması' şeklinde ifade etmektedirler. Bu çalışma sırasında, öğrenciler okul kütüphanesinde yaptıkları araştırmaların yanı sıra okulumuzda bulunan iki gözlemevinden de yararlanmaktadırlar (Şekil 1.). 7. sınıf Matematik dersi programında bulunan 'Çok Küçük ve Çok Büyük Sayılar, Bilimsel Gösterim' konuları işlenirken öğrencilerin Astronomi de kullanılan ölçü birimleri ile ilgili araştırma yapmaları ve bu ölçü birimlerinin neden kullanıldığını sorgulamaları sağlanmaktadır.

Kuşkusuz ki, bilim dalları arasında en soyut kavramlar içeren bilim dalı Matematik'tir. Fizik, Kimya, Biyoloji gibi bilim dallarında yaptıkları laboratuvar çalışmalarında öğrenciler edindikleri bilgileri uygulama ve sonuçlarını görme fırsatına sahipken, özellikle Lise Matematik Dersleri'nde işlenen konuların kullanım alanlarını kavramakta zorlanmaktadırlar. Oysa Matematik derslerinde işlenen 'Üslü sayılar, Trigonometri, Logaritma, Fonksiyonlar ve İstatistik' gibi konular Astronomide sıklıkla kullanılan konular bütünüdür. Öğrenciler, Matematik Dersleri'nde 'Üslü Sayılar' konusunu işlerken, paralel olarak, Astronomi Dersleri'nde Astronomide Kullanılan 'Uzaklık Ölçüleri' konusu işlenmekte ve öğrencilerin neden üslü ifadeler kullanılması gerektiğinin kavranılması sağlanmaktadır. Matematik Dersi programında bulunan 'Trigonometri' konusuna geçilmeden, bu konuya giriş 'Astronomi Dersi'nde' yapılmakta, yay uzunluğu, derece, radyan gibi kavramlar Matematiksel olarak anlatıldıktan sonra, öğrencilerin çeşitli gezegenlerin çaplarını ve uzaklıklarını trigonometrik yöntemler kullanarak hesaplamaları sağlanmaktadır. Ayrıca, 'Değişen Yıldızlar' konusunda Sefeid Tipi Değişen Yıldızların ışınım gücü grafiklerinden örnekler gösterilerek, bu grafiklerle Sinüs Fonksiyonu Grafiği arasında bağlantılar kurarak öğrencilerin Trigonometri konusunda işlemiş oldukları periyot ve genlik gibi kavramları tekrar etmeleri ve sinüs fonksiyonlarının kullanım alanlarını kavramaları sağlanmaktadır.

Matematik Dersleri'nde Logaritma konusu işlenmeden önce, Astronomi Dersleri'nde ışık kaynağı grafikleri gösterilmekte, bu grafiklerin özellikleri tartışılmaktadır.

Yukarıda verilen örnekler bir hayli çoğaltılabilir. Astronomi Dersi programı hazırlanırken ve yenilenirken dikkat edilmesi gereken en önemli unsur, öğrencilerin yalnızca Astronominin temel kavramlarını

öğrenmelerinin hedeflenmemesi, aynı zamanda öğrencilerin çoklu düşünme, analiz yapma, sonuca varma, öğrendikleri kavramlar arasında bağlantı kurma becerilerinin de gelişimini sağlayacak bir program hazırlanmasıdır. Ek olarak tüm bunların güncel bilimsel kaynaklarla desteklenmesi gerekmektedir. Bu aşamada internet üzerinden sürekli güncel yayın yapan kaynaklar izlenmelidir.

3. Deney ve Gözlemler

Astronomi gibi önemli bir bilim dalının temel kavramlarının öğrencilere yalnızca sınıf ortamında öğretilmesi düşünülemez. Astronomi Dersi programında gözlemler önemli bir yer kapsamaktadır. Program hazırlanırken işlenen konulara paralel olarak yapılacak olan deney, gezi ve gözlemler de planlanmıştır. Daha önce söz edildiği gibi Gök Küresi ve Küresel Koordinatlar konusu işlenirken öğrencilerin planetaryum ortamında öğrendikleri bilgileri pekiştirmeleri hem Tuzla Deniz Harp Okulu planetaryumuna gidilerek hem de şişme portatif planetaryumlar okul özel gün gösterimlerinde kiralanarak sağlanmaktadır. Astronomi dersi kapsamında ilk gözlem ise 'Gök Atlası' kullanarak öğrencilerin gökyüzünü ve takım yıldızları tanımalarına ilişkin yaptırılan gece gözlemidir. Bu gözlem sırasında öğrenciler Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü tarafından hazırlanan Gök Atlaslarını ve ikinci aşamada da hazır Celestia, Stellarium gibi planetaryum programlarını kullanmaktadırlar. Bu gözlem kendi gözlemevlerimizde 3 hafta boyunca devam etmektedir. Gök Atlası kullanarak yapılan gece gözlemlerii öğrencilerin 2 boyutlu bir haritadan gördükleri şekilleri 3 boyutlu uzayda bulmaları üzerine kurulmuştur. Bu gözlem sırasında hedeflenen öğrencilerin yalnızca takım yıldızları öğrenmeleri değil, aynı zamanda 'Düzlemsel Geometri' ve 3 boyutlu 'Uzay Geometri' görüşlerinin gelişmesini sağlamaktır.

Bu gözlemden sonra programda işlenen konulara paralel olarak gezegen gözlemleri yer almaktadır. Bu gözlem de öncelikle çıplak gözle yaptırılmakta ve öğrencilerin görsel olarak yıldız ve gezegen arasındaki farklılığı algılamaları, bu farklılığın nedenini kavramaları hedeflenmektedir. Gezegen gözlemleri, okulumuzda bulunan gözlemevlerinde, teleskoplar kullanarak devam etmektedir. Teleskop kullanımında öğrenciler öncelikle ekvatoral düzenekte yerleştirilmiş teleskopların kutup yıldızı ayarını yapmasını öğrenmekte, daha sonra

gruplara ayrılarak o gece gözlemleyecekleri gezegenleri kendileri bulmaktadırlar. Bu gözlemler sırasında öğrenciler CCD astronomik kamera ve SLR Dijital Fotoğraf makinesi kullanımını öğrenmekte, farklı poz süreleri vererek ve çeşitli filtreler kullanarak gezegenlerin fotoğraflarını bir astro-fotoğrafçılık titizliği ile çekmektedirler. Bu çalışmadaki temel amaç, öğrencilerin daha önceki senelerde Fen Dersler'inde işlemiş oldukları 'Aynalar ve Optik' konularında öğrenmiş oldukları bilgileri kullanmaları ve kavramları pekiştirmeleridir. Bu sütreçte, öğrencilere her gözlem sonunda yapılan gözlemle ilgili teknik detayları içeren soruların olduğu çalışma kağıtları verilmekte, ayrıca yaptıkları çalışmayı rapor halinde yazmaları istenilmektedir.

Gezegen gözlemlerinden sonra sırasıyla Çift Yıldız, Değişen Yıldız gözlemleri yapılmakta, daha sonraki aylarda özel filtreler kullanılarak Bulutsu ve Galaksi gözlemleri ile sene sonunda gözlem çalışmaları sona ermektedir. Ancak, okulumuzdan mezun olan ve Astronomi Dersi almış olan öğrencilerimiz halâ zaman zaman gece gözlemlerine katılmaktadırlar. Gözlemler, Astronomi Dersleri'ni diğer derslerden farklı kılan en önemli unsur olarak görülebilir. Gece okulda geç saatlere kadar sürdürülen gözlem çalışmaları, öğrencilerin takım çalışması yapmalarını, birbirlerine yardım etmelerini ve bir bilim dalını keyifle öğrenmelerini sağlamaktadır.

Bunların dışında, Astronomi dersi kapsamında laboratuvar ortamında konulara paralel olarak deneyler de yapılmaktadır. Örneğin, Yıldızlar konusu işlenirken öğrenciler Fizik laboratuvarında hidrojen, helyum, oksijen, su buharı gibi gazların tayflarını incelemektedirler. Bu deneyde öğrencilerin her gazın farklı tayfının olduğunu kavramaları hedeflenmekte, aynı zamanda Kimya derslerinde öğrenmiş oldukları Atom Modelleri konusu ile bağlantı kurmaları sağlanmaktadır. Yapılan deneylerden sonra da öğrencilere konuyla ilgili çalışma kağıtları verilmekte, yapmış oldukları deneyi ve elde ettikleri sonucu rapor halinde sunmaları istenmektedir.

4. Projeler

Astronomi dersi alan öğrencilere, her öğretim yılının Kasım ayı başında, listelenmiş halde dönem projesi konuları verilmektedir. Öğrenciler, bu konulardan birini veya Astronomi ile ilgili araştırmak istedikleri bir başka konuyu seçmekte serbesttirler. Dönem Projesi

konuları, öğrencilerin geçmiş senelerde okumuş oldukları derslerle bağlantılı olarak belirlenmektedir. Aşağıda 2007 – 2008 öğretim yılında öğrencilere verilmiş olan bazı proje konuları ve bu konuların hangi derslerle bağlantılı olarak hazırlandıkları belirtilmiştir:

- Gözlemevi Modeli Oluşturma – Matematik, Geometri, Analitik Geometri
- Güneş Saati Modeli ve Zaman Ölçümü – Tarih, Matematik
- Soda Şişesinden Teslametre Yapma – Fizik
- Kuyruklu Yıldız Yörüngelerinin Modellenmesi – Matematik, Analitik Geometri
- Sefeid Tipi Değişen Yıldızların Trigonometrik Yöntemle Modellenmesi - Matematik
- İç Gezegenlerin Atmosfer Basıncı, Yüzey Oluşumu İlişkilerinin Karşılaştırılması – Matematik, Fizik, Coğrafya
- Anadolu Uygarlıklarında Gökyüzü ile İlgili İnanışlar – Tarih

Proje konusunun nasıl araştırılacağı, bilimsel makale şeklinde nasıl yazılacağı öğrencilere sözlü olarak anlatılmakta, aynı zamanda proje değerlendirme ilke ve ölçütleri ve yazım kuralları yazılı döküman olarak kendilerine verilmektedir. Yapılacak olan araştırmalarda öğrenciler, dönem ödevi kitapçığında bulunan ilke ve ölçütlere uymak zorundadırlar. Ayrıca, proje ile ilgili yaptıkları tüm çalışmalar Kasım - Nisan ayları arasında her ay bir kez olmak üzere 5 kez kontrol edilerek, öğrencilere yazılı geri bildirimlerde bulunulmakta bu aylar boyunca çalışmanın homojen süreler ve ağırlıkta sürdürülmesi sağlanmaktadır. Projeler Nisan ayında toplanmakta, daha sonra öğrencilerle sunum çalışmalarına başlanmaktadır. Proje hazırlanmasında internet kaynaklarının kullanım ölçütleri, etik değerleri, hazır bilgiyi kes-yapıştır yöntemi ile kullanmama konularında titiz bir denetim sürdürülmektedir.

Proje çalışmasında öğrencilerin aşağıdaki becerileri geliştirmeleri hedeflenmektedir:

- Proje konusu kapsamında araştırma sorusu belirleme, proje konusunu daraltma,

- Etik kurallara uygun olarak araştırma yapabilme,
- Çok çeşitli kaynaklar kullanabilme,
- Kullandığı kaynaklardan elde ettiği bilgileri yorumlama,
- Türkçe'yi düzgün kullanabilme,
- Bilimsel makale yazım tekniklerini uygulayabilme (Kaynak gösterme ve kaynakça yazımı, giriş, gelişme ve sonuç bölümlerinin kurallara uygun olarak yazımı),
- Fikir ve görüşlerini açık bir şekilde ifade edebilme,
- Projenin başında belirlemiş olduğu araştırma sorusunu, yapmış olduğu araştırmalardan elde ettiği bilgiler ışığında yanıtlayabilme,
- Tüm çalışmayı standart ölçülerde bir rapora dönüştürebilme,

Öğrenciler, Astronomi dersi dönem projelerini her yıl Bilim ve Gökyüzü Şenliği'ne katılan konuklarımıza sözlü olarak sunmaktadırlar. Öğrenciler proje sunumlarını yapmadan önce, her öğrenci ile en az 3 kez olmak üzere sunum çalışması yapılmakta ve öğrencilerin sunum tekniklerini öğrenmeleri hedeflenmektedir. Proje sunumlarında öğrencilerin aşağıdaki becerileri geliştirmeleri de hedeflenmektedir:

- Türkçeyi düzgün ve akıcı konuşabilme,
- Beden dilini doğru kullanabilme,
- Sunum sırasında teknolojiyi kullanabilme,
- Proje konusunun amacını, yaptığı çalışmayı ve elde ettiği sonuçları 15 dakikalık bir konuşma hazırlayarak dinleyicilere aktarabilme,
- Toplum karşısında özgün bir çalışmayı sunabilme, soruları yanıtlayabilme ve savunabilme,

Proje çalışmasında çeşitli değerlendirme teknikleri kullanılmaktadır. Çalışma süresince her ay yapılan görüşmelerde yapılan çalışmalar süreç değerlendirmesi şeklinde notlandırılmakta, sunum çalışmaları sırasında öğrenciler hem kendilerini hem de diğer arkadaşlarını değerlendirme ölçütlerinde belirtilen aralıklarda değerlendirmekte, tüm çalışma sonunda sonuç notu, öğrencilere daha önce verilmiş olan değerlendirme kriterleri kullanılarak verilmektedir.

Astronomi Dersi proje konuları diğer derslerle bağlantılı olarak belirlendiğinden, bir sonraki sene Astronomi Dersi olmasa bile, 11. sınıfta IB (International Baccaloria) programında okuyacak olan öğrenciler tarafından geliştirilip bitirme tezi olarak yurt dışına gönderilebilmektedir. Aşağıda, 10. sınıfta Astronomi dersi almış ve IB programında bitirme tezini Astronomi Projesi olarak vermiş ve yüksek başarı elde etmiş bazı öğrencilerimizin proje konuları verilmiştir:

"İstanbul'daki Işık Kirliliğinin Gece Gözlemlerine Etkisi" – Pari Dukoviç
"Omicron Ceti'nin Işınım Gücü Grafiğinin Trigonometrik İfadesi" – Sinan Midillili
"Güneş'in Evriminin Sonraki Aşamaları ve Güneş Sisteminde Oluşacak Değişiklikler" – Derya Sözen

5. Ortaöğretimde Yapılan Diğer Astronomi Çalışmaları

Astronomi dersi dışında ilköğretim ve ortaöğretim sınıflarına yönelik açılan Astronomi Kulüpleri öğrencilerin ilgisini çekmektedir. Bu kulüplerde yapılacak çalışmalar öğrencilerin yaş gruplarına göre farklılık göstermektedir. İlköğretim 4. ve 5. sınıf öğrencilerine yönelik açılan Astronomi Kulübü'nde öğrencilere Astronomi ile ilgili temel kavramlar görsel araçlar kullanılarak öğretilirken, bu yaş grubundan öğrencilerin el becerilerini geliştirebilecekleri maket çalışmaları yapılmaktadır. Ayrıca, öğrencilerin kolaylıkla uygulayabilecekleri çeşitli deneyler ve gözlemlerle öğrencilerin birlikte çalışma becerileri geliştirilmektedir. Eyüboğlu Eğitim Kurumları'nda bu seviyede açılan Astronomi Kulübü çalışmalarında okulumuzun üyesi olduğu 'The Astronomy Society Of Pasific - ASP' tarafından geliştirilen eğitim malzemeleri ve 'Gökyüzünü Tanıyalım' (Özel ve Saygaç, 1997) kitabı olmak üzere, TÜBİTAK Popüler Bilim Kitapları Serisi'nin astronomi içerikli kitapları kullanılmaktadır.

İlköğretim 2. kademe öğrencilerine yönelik açılan Gökyüzü Fotoğrafçılığı Kulübünde öğrenciler, teleskop kullanımını öğrenmekte ve çeşitli gökcisimlerinin fotoğraflarını çekmektedirler.

American Association of Variable Star Observers - AAVSO, Amerika merkezli tüm dünyadaki amatör astronomlardan değişen yıldızlar hakkında gözlemsel veri toplayan bir kuruluştur. Amatör astronomların gönderdikleri verilerin tüm ülkelerdeki profesyonel

astronomlar tarafından kullanılmalarını sağlayacak bir veri bankası görevini görür. Kuruluş, 15-18 yaş gençlerin konuyla ilgili eğitilmesini sağlayacak materyalleri sağlamakta, aylık bültenler yayınlamakta ve çeşitli eğitim toplantıları düzenlemektedir.

Lise sınıfı öğrencilerine yönelik açılan AAVSO Kulübünde öğrenciler, temel olarak Değişen Yıldız gözlemleri yapmakta, elde ettikleri verileri AAVSO'ya göndermektedirler. Bu kulüpte yaptıkları çalışmalarda öğrenciler, teleskop ve astronomik CCD kamera kullanımını öğrenmekte, AAVSO tarafından gönderilen yıldız haritalarında belirlenmiş yıldızı bulup, bu yıldızın genel özelliklerini araştırdıktan sonra gözlemlere başlamaktadırlar. Aynı zamanda, Astronomi – Matematik, Astronomi – Fizik bağlantılı çeşitli projeler hazırlayan öğrenciler, bu projelerle yurt içi ve yurt dışı yarışmalara katılmış ve başarı sağlamışlardır.

Eyüboğlu Eğitim Kurumları Çamlıca Kampüsü'nde 2 gözlemevi bulunmaktadır. Bu gözlemevleri yalnızca Astronomi Dersi alan öğrenciler tarafından kullanılmamakta, aynı zamanda önemli gök olaylarında çevre okulların da kullanımına açılmaktadırlar. Son 8 senedir bu gözlemevleri; İstanbul'da bulunan İlköğretim okulları, Liseler ve Deneme Bilim Merkezi Yaz Kampı öğrencilerinin de kullanımına açıktır. Okullardan gelen talepler doğrultusunda öğrencilere Astronomi ile ilgili çeşitli sunumlar yapılmakta, Güneş gözlemi ve gece gözlemleri yaptırılmaktadır. Okul dışı yıllık ziyaretçi sayısı 1000 civarındadır.

2008 – 2009 öğretim yılı Mayıs ayında 13.sü düzenlenecek olan Gökyüzü Şenliği'nde ise Astronomi dersi alan öğrencilerin hazırlamış oldukları projeler sunulacak, gündüz Güneş ve gece gözlemleri yapılacak, şişme planetaryum gösterileri düzenlenecektir.
Orta öğretimde 12 senedir Astronomi dersinin aktif olarak verildiği, dersin ve kulüp çalışmalarının gözlemlerle desteklendiği tek kurum olma özelliğini taşıyan Eyüboğlu Eğitim Kurumları, Astronomi konusunda planlanan çalışmalarda, gözlemevlerinin yapımında İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nden destek almıştır.

Eyüboğlu Eğitim Kurumları aynı zamanda, okullarında Astronomi dersi okutmak isteyen, Astronomi kulübü açan diğer orta öğretim kurumlarına, uygulanacak Astronomi programının geliştirilmesi, ders içi ve ders dışı metaryal kullanımı, Astronomi

programının uygun deney ve gözlemlerle desteklenmesi konularında çeşitli eğitim çalışmalarıyla destek olmakta, gözlemevlerini bu okulların kullanımına da açmaktadır.

6. Geliştirilmesi Gereken Yönler

Eyüboğlu Eğitim Kurumları'nda Astronomi Dersi tüm 10. sınıf öğrencilerine okutulmaktadır. Kolej sınıflarında ders işleyişi ve proje çalışması sıralarında Astronomi ile ilgili kaynak sorunu yaşanmamaktadır. Bu sınıflarda, programda belirtilen konulara göre Advanced Mathematics (Brown, 1997) ve Astronomy For Beginner's Guide (Chaison, Mc Millan, 1999) kitapları derslerde etkin olarak kullanılmakta, aynı zamanda ESA tarafından hazırlanan CD'lerden, internetten yararlanılmaktadır. Ancak, Fen Lisesi 10.sınıf Astronomi Dersleri'nde kullanılan kaynaklar oldukça kısıtlıdır. Öncelikle, programa uygun ders kitabı bulunmamaktadır. 1996 yılında basılan Orta Öğretim Kurumları İçin Astronomi ve Uzay Bilimleri Ders Kitabı (Aslan v.d) artık piyasada bulunmamakta, dersler Astronomi Dersi öğretmeni tarafından yazılan ders notları üzerinden işlenmektedir. Yurt dışında Astronomi ile ilgili kaynakların ne kadar çok çeşitli ve görsel olarak etkileyici olduğu düşünülürse, ülkemizde de Astronomi'nin öğrencilere tanıtılması, bu konuda amatör çalışmalar yapacak kişilerin desteklenmesi ve en önemlisi Astronomi'nin ortaöğretimdeki öneminin vurgulanabilmesi için kaynakların çeşitlendirilmesi ve kolay ulaşılabilir olması gerekmektedir.

Şekil 1. *Eyüboğlu Eğitim Kurumları İkiz Gözlemevi. Gözlemevi I ve II.*

Kaynaklar

Aslan,Z. v.d , 1996, "*Astronomi ve Uzay Bilimleri Ders Kitabı",* Tekışık Yayıncılık, Ankara

"Astronomi ve Uzay Bilimleri Dersi Programı", ttkb.meb.gov.tr

Brown,R., 1997, "*Advanced Mathematics",* Houghton Mifflin Company, Evanston.

Chaison, E., Mc Millan, S., 1998 "*Astronomy For Beginner's Guide",* ISBN 0-13-733916-X

Özel, M.E., Saygaç, A.T., 1997, "*Gökyüzünü Tanıyalım*", TÜBİTAK Popüler Bilim Kitapları, 1. Basım 1997, 14. Basım 2006, Toplam 35000 adet, ISBN 975-403-072-3.

www.aavso.org (Ağustos 2008)

www.aspsky.org (Ağustos 2008)

FİZİK ÖĞRETMENLİĞİ EĞİTİMİNDE ASTRONOMİ UYGULAMALARI

Zeynep Gürel, Yasemin Doğan

Marmara Üniversitesi Atatürk Eğitim Fakültesi Fizik Öğretmenliği ABD
e-posta: zgurel@marmara.edu.tr
e-posta: dogan.yasemin@gmail.com

Özet

Bu çalışma Marmara Üniversitesi Fizik Öğretmenliği Bölümü 5. sınıf öğrencileriyle, 2007-2008 Eğitim-Öğretim yılı Bahar Döneminde verilen Seçmeli Alan-2 Dersi kapsamında yapılmıştır. Seçmeli Alan-2 Dersi, sınıf içi ve doğanın da dahil olduğu sınıf dışı ortamlarda farklı ortamların birbirini destekleyecek şekilde kullanıldığı bir derstir. Ders kapsamına alınan astronomi etkinlikleriyle fizik öğretmen adaylarının bu konudaki bilgi ve uygulama eksikliğini gidermek amaçlanmıştır. Çalışma kapsamında öncelikle öğrencilerin temel astronomi konularına ilişkin ne kadar bilgi ve tecrübeleri olduğunu görmek amacıyla dönem boyunca yapılması planlanan uygulamalara yönelik olarak astronomi konulu bir öntest hazırlanmıştır. Test soruları astronomi konusunda uzman bir akademisyen tarafından kontrol edilerek gerekli değişiklikler yapıldıktan sonra öğrencilere verilmiştir. Öntest sonucunda öğrencilerin temel astronomi konularıyla ilgili yeterince bilgi sahibi olmadıkları görülmüştür. Öğrencilerin konuya ilgisini çekmek ve daha sonra yapılacak planetaryum gezisine hazırlamak amacıyla ilgili videolar izletilmiştir. Deniz Harp Okulu Uluğ Bey Planetaryumuna gezi düzenlenmiş ve planetaryumda görevli uzmanlarca yaklaşık 30 dakikalık bir sunum izletilmiştir. Böylece öğrencilere planetaryum ortamında temel astronomi

konularıyla ilgili bilgi verilmiştir. Ayrıca gezi sonrasında öğrencilerin konuya ilgisinin arttığı görülmüştür. Daha sonraki derslerde öğrencilere gökyüzü gözlemi, gök atlası ve gökküre kullanımıyla ilgili bilgi verilmiştir. Dersin doğada gerçekleştirilen uygulamaları için Mayıs ayında Marmara Üniversitesi Sivil Savunma Kulübünün desteğiyle düzenlenen kamp sırasında ise öğrencilere dağıtılan yönergeler doğrultusunda gökyüzü gözlemi yapılmıştır. Bu gözlem özellikle öğrencilerin gece böyle bir ortamda yönlerini bulabilmelerini ve Dünyanın döndüğünü ve dönüş yönünü fark etmelerini sağlamaya yöneliktir. Son olarak öğrencilere daha önce uygulanan temel astronomi konulu test sontest olarak verilmiştir. Öğrencilerin test sorularına verdikleri cevaplara göre, özellikle kampta yapılan uygulamalarla ilgili bölümlerde gelişme gösterdikleri görülmüştür.

Anahtar kelimeler: *Gökyüzü gözlemi, sınıf içi ortamlar, sınıf dışı ortamlar.*

Abstract

This study is conducted with prospective physics teachers at The Department of Teachig Physics at Marmara University in Spring Semester of 2007-2008 academic year within Area Elective-2 Course. Area Elective-2 Course is a course in which in and out of class settings including nature are used to support one another. Through astronomy activities included in the course it is aimed to eliminate the lack of knowledge and application in this area. Within the research a pretest was prepared related to astronomy about the applications planned to be conducted throughout the semester to see how much knowledge and experience students have regarding the topic. Test questions were given to students after they were controlled and necessary changes were made by an academician studying in the area of astronomy. After pretests it was seen that students did not have sufficient knowledge related to basic astronomy topics. To attract students attention to the area and to prepare them for the trip to the the planetarium that will be organized later, students were shown some related videos. Then a field trip to Turkish Naval Academy Uluğ Bey Planetarium was organized and they were shown a 30 minutes' presentation by the experts working

there. Thus students were given information about basic astronomy topics in the planetarium setting. Besides it was seen that students' interest in the area increased after the trip. In the subsequent lectures students were given information related to sky observations, the usage of a sky map and a sky globe. For the applications conducted in nature, a camp was organized with the support of Marmara University Civil Defence Club and students made a sky observation according to the instructions given. This observation was especially related to students' finding their way in such a setting at night and realizing that the Earth is turning and its rotation. Finally students were given the test related to basic astronomy topics which was implemented before as the posttest. According to students answers to posttest it was seen that students had progress especially in the part concerning the applications performed during the camp.

***Key words**: Sky observation,in class settings, out of class settings.*

1. Giriş

Bu araştırmanın verileri Marmara Üniversitesinde "Doğada Fizik" Projesi kapsamında yürütülen sınıf içi ve sınıf dışı astronomi etkinliklerine dayandırılmaktadır. Bu çalışma ilk uygulamaları Gürel ve diğ. (2006) tarafından başlatılmış olan bir dizi sınıf içi ve doğa ortamında yapılan sınıf dışı etkinlikleri kapsamaktadır. Bu tür çalışmalar Vygotsky'nin sosyal yapılandırmacılık teorisi üzerine temellenmektedir. Buna göre bilgi doğada sosyaldir ve sosyal ortamlarda öğrenenler arasında işbirliği, etkileşim ve iletişim süreci yoluyla yapılandırılmaktadır (Vygotsky, 1978). Vygotsky ve sosyokültürel gelenekteki diğerleri, günlük yaşamın sosyal bağlamlarında öğrenmeye fazlasıyla açıklanmış görevlerin ve aktivitelerin aracılık ettiğini savunmaktadır. Geleneksel okul etkinliklerindeki bağlantısızlık, öğrenenlerin okuldaki öğrenmeyi hayattaki öğrenmeden ayrı olarak algılamasına neden olabilmektedir. Öğrencilerin sınıfın dışına yayılan fen bilgisini öğrenirken dışarıdaki bağlam ile kurulacak olan bağlantı onların anlamı görmelerine ve

keşfetmelerine yardım etmek için bir yaklaşım oluşturmaktadır (Bouillion ve Gomez, 2001).

Bu aynı zamanda Lubben ve diğ. (2006) belirttiği gibi fen konuları, fen bilimi ile günlük hayat ve öğrencilerin sahip olması muhtemel tecrübeleri arasında bağlantı kurularak işlenmelidir. Astronomi eğitimi ile ilgili yapılan çok sayıda çalışma astronomin diğer branşlarda işlenmesinin önemine dikkat çekmektedir (Prather ve diğ., 2005).

2. YÖNTEM

2.1. Nitel Araştırma Yöntemi

Bu çalışmada, araştırma sorularına yanıt aramak için yöntem veya araştırma stratejisi olarak nitel araştırma yöntemi seçilmiştir. Eğitim araştırmalarında nitel yöntemler...

Powell ve Renner (2003)'a göre nitel araştırmada, kullanılan açık uçlu soruların analizi aşamasında bütün katılımcı ya da grupların soruların her birine, verilen zaman zarfında nasıl cevap verdiklerine odaklanırsınız. Farkları ve tutarlılıkları belirlemek ve bütün cevapları ve cevap verenleri incelemek amacıyla, verileri sorulara göre düzenler, her soru için verilen cevapları bir araya getirirsiniz. Daha sonra sorular arasındaki bağlantı ve ilişkileri keşfedebilirsiniz

Nitel araştırmanın amacı çalışmaya dahil olan insanların bakış açılarını ve tecrübelerini anlamaktır. Bu aynı zamanda araştırmacıların da bakış açılarını içerebilir. Tipik bir şekilde bu araştırma, sınıflarımızdaki önceden bilinmeyen ve ileride araştırılan konuları ortaya çıkarır. Nitel araştırma için genel kanunlar veya teoriler kurmak oldukça seyrek görülen bir durumdur. Bu durumu Foster (2006), Astronomy Education Review" dergisinde Zeynep Gürel ve Hatice Acar tarafından yapılan nitel çalışmayı değerlendirirken belirtilmiştir. Foster'ın belirttiği gibi makalede skala ile ilgili ortaya çıkan sonuncun okuyucuların her birinin sonucu olması önemli değildir. Fakat Herhangi bir öğretmenin kendi sonucunu çıkarabileceği ve bunu sınıfına uygulayabileceğine dair yeterince veri sunulması önemlidir. Bu yönde yapılacak olan nitel araştırma sonuçları zihinlerimizi yeni imkânlara açmaktadır. Buna nedenle ön testin değerlendirilmesinde öğrencilerin verdiği cevapların en geniş cevap aralığı göz önünde bulundurulmuştur.

2.2. Çalışma Grubu

Çalışma grubu 2008 Eğitim-Öğretim yılı Bahar döneminde, Marmara Üniversitesi Fizik Öğretmenliği Bölümü'nde öğrenim görmekte olup Seçmeli Alan 2 dersine katılan 31 Tezsiz Yüksek Lisans öğrencisidir. Çalışmaya katılan tüm öğrenciler aynı ortak dersleri almışlardır. Bu araştırmada Seçmeli Alan 2 Dersi çalışma grubuna katılan öğrencilerin, daha önce aldıkları derslerdeki başarı durumları göz önüne alınmamıştır. Ancak araştırmaya katılan tüm öğrenciler Kozmoloji, Fizik Felsefesi gibi Fen-Edebiyat Fakültesinden konuyla ilgili olabilecek dersler almışlardır. Öğrencilerden bir kısmı Eğitim Fakültesinde, Fizikte Öğretim Yöntemleri–1 dersinde Ay gözlemi ile ilgili çalışmalar yapmışlardır. Bu ders, doğada yaşam alanı oluşturmak ana fikri etrafında oluşturduğumuz geniş bağlamda astronomi, matematik, fizik ve fen konuları ile kamp yaşamın kültürel ve sosyal bağlamını ilişkilendirebileceğimiz verileri sağlamaya yönelik olarak düzenlenmiştir. Bu amaçla öğrencilerle kamp yapmak ve kampların gece ateş başı sohbetleri kapsamında gece gözlemi ve astronomi konuları da yer almaktadır.

2. 3. Araştırma Soruları

Bu çalışmada aşağıdaki araştırma soruları incelenmiştir:

• Üniversite son dönem fizik öğretmen adayları astronomi ile ilgili kavramları nasıl ve hangi yollarla edinmektedirler?
• Öğrenciler gökyüzü gözlemi ve gözlem araçlarına yönelik olarak ne kadar bilgiye sahiptir?
• Öğrencilerin astronomi ve gökyüzü gözlemi ile ilgili kavramları oluşturmada yaşam deneyimine dayalı ders etkinliklerinin rolü nedir?

2.4. Veri toplama

Bu araştırmada veri toplama aracı olarak Seçmeli Alan-2 Dersinin başlangıcında ve sonunda, gökyüzü gözlemi ve gözlem araçları ile ilgili açık uçlu sorulardan oluşan bir test ön ve sontest olarak uygulanmıştır. Test soruları astronomi konusunda uzman bir akademisyen tarafından kontrol edilerek gerekli değişiklikler yapıldıktan sonra öğrencilere verilmiştir.

Öntestin amacı öğrenim hayatları boyunca edinmiş oldukları astronomik olaylarla ilgili bilgileri veya bu alanda okul dışında edindikleri kendi yaşam deneyimlerinin etkisini ortaya koymaktır. Sontest ise uygulama sonuçlarının etkisini görmek amacıyla düzenlenmiştir.

2.5. Uygulama

Çalışma, sınıf içi ve doğada yapılan kampların da dahil olduğu sınıf dışı ortamlarda yürütülmüştür. Ders dahilinde düzenlenen kamplar Marmara Üniversitesi Sivil Savunma Kulübü'ne üye olan öğrencilerin desteğiyle yapılmıştır (http://sivilsavunmakulubu.marmara.edu.tr). Konuyla ilgili olarak öncelikle öğrencilere temel astronomi ve gökyüzü gözlemi konularına yönelik olarak hazırlanmış bir öntest verilmiştir. Öğrencileri gökyüzü gözlemine hazırlamak amacıyla Deniz Harp Okulu Uluğ Bey Planetaryumu'na bir sınıf gezisi düzenlenmiştir. Ayrıca geziden önceki derste planetaryumda yapılan sunum sırasında bahsedilecek konulara yönelik videolar izletilmiştir. Daha sonraki derslerde öğrencilere gökyüzü gözlemi yapılırken ve kaydedilirken dikkat edilmesi gereken konular, gök atlası ve gökküre kullanımı ile ilgili bilgi verilmiştir. Ders dâhilinde ilki Nisan, ikincisi Mayıs ayında olmak üzere iki ayrı kamp düzenlenmiş, ancak Nisan ayındaki kamp sırasında hava şartları nedeniyle gece gökyüzü gözlemi yapılması mümkün olmamıştır. Mayıs ayında Sülüklügöl'de yapılan kamp sırasında ise öğrencilerin katıldığı aktivitelerden biri de gece gökyüzü gözlemi olmuştur. İlk kamp öncesinde sınıf içinde yapılan çalışmalarda öğrenciler küçük gruplara ayrılmış ve grupların her biri kamp süresince gerçekleştirilecek etkinliklere yönelik olarak çalışmıştır. Gruplardan birinin üzerinde çalıştığı konu gece gökyüzü gözlemidir. Kamptan önceki iki hafta ise öğrencilerin araştırmaları sonucunda hazırladıkları sunumları sınıfa sunmaları için ayrılmıştır. Çalışmanın bu bölümünde sınıftaki bütün öğrencilerin kampta yaşadıkları sürece karşılaşacakları olaylar ve katılacakları aktivitelerle ilgili küçük gruplar halinde daha derin araştırma yapmalarına imkân sağlamak ve sunumlar sırasında edindikleri bilgileri sınıfla paylaşarak, kamp öncesinde ortak bilgi sahibi olmalarını sağlamak amaçlanmıştır. Kamp sırasında ise öğrencilere dağıtılan yönergeler doğrultusunda çıplak gözle ve dürbünle gökyüzü gözlemi yapılmıştır. Gökyüzü

gözlemi, Ay gözleminin yanı sıra yıldızların yer değiştirmesi ve yön bulmaya yönelik olarak, Kutup Yıldızını işaretçi yıldızlardan faydalanarak bulma üzerine bir uygulamayı kapsamaktadır.

2.6. Veri analizi

Uygulanan testler öğrencilerden gelecek en geniş cevap aralığını ortaya çıkarmak amacını da taşıdığı için öğrenci cevapları hiçbir değişikliğe uğratılmadan, veri işleme yöntemlerine başvurmaksızın araştırma sonuçlarına yansıtılmıştır. Bu araştırmaya veri sağlamış olan tüm dokümanlar ve veri kaynakları kayıt altına alınmıştır. Araştırma grubu mezun olmasına rağmen elektronik posta yolu ile bu grupla hala bağlantı kurulabilmektedir.

2.7. Bulgular

Öntest öğrenci cevapları incelendiğinde öğrencilerin %45 'i gündüz gökyüzü gözlemi yaparken, % 35'i gece gökyüzü gözlemini yaptıklarını evet / hayır şeklinde cevap vermişlerdir. Bu soruya gelen cevapların niteliksel değerlendirmesi sonuncunda bu öğrencilerin % 55'inin yaptıkları gözlemlerin profesyonel olmadığını düşündüklerini ortaya çıkmıştır. Öğrencilerin 2006 Güneş tutulması ile gündüz gökyüzü gözlemi kavramı ile tanıştıkları anlaşılmaktadır. Ancak bu gözlemi sadece tutulmayı izleyerek yaptıkları, bu izleme sırasında herhangi bir veri veya kayıt almadıkları ve hiç bir alet kullanmadıkları ortaya çıkmıştır. Bir öğrenci de gündüz gözlemi olarak kısa süreli bulut gözlemi yaptığını açıklamıştır. Seçmeli Alan 2 dersini alan öğrencilerin % 50 si daha önce gece gözlemi olarak ay hareketlerini takip ettikleri bir ödev yapmışlardır. Bir başka öğrenci de sivil savunma gönüllüsü olarak bu dersin bir önceki uygulamasında teleskop kullanımı çalışmalarına katılmıştır. Bu öğrencilerin önceki derslerde edindikleri bu deneyimler araştırmanın öntestine gelen cevaplara yansımıştır. Bu soruya gelen cevapların niteliksel olarak incelenmesinde öğrencilerin %38'i çıplak gözle gece gözlemi yaptıklarını beyan ettikleri görülmüştür. Ancak bu gözlemi nasıl yaptıkları sorulduğunda gözlem hakkında tam bir fikir birliği içinde olmadıkları görülmüştür. "Hangi araçlarla gökyüzü gözlemi yapılabilir?" şeklindeki soruya öğrencilerin % 100'ü teleskop cevabını vermişlerdir. Bunun dışındaki gözlem araçları öğrencilerin çoğunun aklına gelmemiştir. Öğrencilerin sadece %3'ü teleskop dışında dürbün

cevabı verirken, çıplak göz, kaynak camı (filtre anlamında), mercekler, kamera gibi ilave cevaplar az sayıda öğrenci tarafından verilmiştir.

"Daha önce teleskop gördünüz mü? Cevabınız evetse, nerede gördünüz?" şeklideki soruya ise öğrencilerin sadece % 28 'i evet cevabını vermişlerdir. Bu soruya gelen cevaplar şöyledir**:** Televizyonda bir belgeselde, televizyonda, teleskop satan bir mağazada, staj yaptığım okulda, Fizik Öğretmenliği Bölümü'nün deposunda, Bilim Teknik Dergisinde, laboratuarda, müzede, çocukken bir tanıdığımızın evinde, Ceylan Intercontinental Otelinin en üst katında, bir arkadaşımda, İstanbul'da adaları izlemek için kurulan teleskopları gördüm, kitapta, Eiffel Kulesi'nde, büyük bir teleskopu sadece televizyon programlarında gördüm, küçük bir teleskop almıştım, Antalya'da turistik amaçlı kullanılıyordu, 403 no'lu odada var sanırım (F*izik Öğretmenliği Bölümü'nün deposunu kast ediyor*), büyük dürbün gördüm, okulda, Serindere kampında (*sivil savunma gönüllü öğrencisi)*.

Görüldüğü gibi öğrenciler teleskop kullanımı ile bir etkinliği okul yaşamları boyunca hiç bir dersin kapsamı içinde yapmamışlardır. Doğal olarak bu soruyu takip eden "Daha önce hiç teleskop kullandınız mı? ve "Daha önce hiç teleskop kurdunuz mu?" şeklindeki sorulara tahmin edildiği gibi öğrencilerin %94'ü tarafından "Daha önce hiç teleskop kullanmadım veya kurmadım." şeklinde cevap verilmiştir. Öğrenci grubu arasında tek teleskop kuran öğrenci daha önce bu dersin organizasyonu için kampa katılan bir öğrenci ile kendi evinde bunu deneyen başka öğrenci olmuştur. Buna bağlı olarak "Bir teleskop alırken nelere dikkat edersiniz?" veya "Teleskopun parçaları hakkında bilginiz var mı?" sorularına öğrenciler bununla ilgi bir deneyime sahip olmadıkları için kısıtlı cevaplar verilmişlerdir.

Seçmeli Alan-2 Dersinin kapsamındaki konular arasında teleskop kurmak ve teleskopla bakmak olduğu için öğrenciler dersin sonunda büyük çoğunlukla bu konuda deneyim kazanmışlardır. Yine "Üniversite dışında herhangi bir kurum, uzman veya amatörden gökyüzü gözlemi, gökcisimleri veya teleskop konusunda bilgi aldınız mı? Açıklayınız." sorusuna başlangıçta öğrencilerin %100'ü "Hayır." cevabını vermişken, bu ders kapsamında bir alan uzmanından destek alınarak dersin düzenlenmesi ve uygulanması sonucu verilen cevapların diğer yönde değişmesi sağlanmıştır. Kamp ateşi yakmak ve

gece doğada yıldızlarla dolu bir gökyüzüyle baş başa kalmak öğrencilerin gece gözlemi konusunda motivasyonlarını artırmıştır. Kampa götürülen dürbün ve gök haritaları ve çıplak gözle yapılan gökyüzü gözlemi sayesinde öğrencilerin kutup yıldızı ve takımyıldızlarla ilgili etkinliklere katılmaları sağlanmıştır. Kamptan önceki ve kampı takip eden sınıf içi derslerde gökküre kullanımı ile ilgili çalışmalar yapılmıştır. Yapılan bütün bu etkinlikler sonuncunda öğrencilerin cevap aralığında açıkça fark edilen değişiklikler olmuştur.

2.8. Öneriler

Astronomi dersi pek çok ülkede anabilim dalı fen olmayan öğrencilere, genellikle birinci sınıfta seçmeli fen dersi olarak verilmektedir. Hatta bu dersin öğrencilerin daha sonraki dönemlerde de fen dersleri almaya yönlendirilmeleri ve pek çoğunun aldığı son fen dersi olduğu için bilimsel araştırma ve sorgulamanın kazandırılması yolunda son fırsat olmasından dolayı özel bir önemi vardır. Oysa ülkemizde böyle bir dersi, anabilim dalı fen olan öğrencilerin dahi çoğu almamaktadır. Üniversitelerde benzer bir ders olsa bu dersler seçmeli olarak verilmekte, belli bir kotası olmakta, dolayısıyla fen bilimiyle ilgili olan pek çok öğrenci astronomi dersi almadan, teleskopun mekanizmasını bilmeden, basit bir teleskopun dahi nasıl kurulduğunu öğrenmeden, hatta bir teleskop dahi görmeden mezun olmaktadır. Eğer özel olarak ilgilenmemiş veya araştırmamışsa, uzay bilimi adına herhangi bir öğrencisinden daha fazla bilgisi olmayan, astronomiye ilgisi olan bir öğrencisinin konuyla ilgili sıradan sayılabilecek sorularına dahi cevap veremeyen fizik öğretmenleri yetişmektedir. Böyle bir ders diğer bilim dalları hatta fizik bölümü için dahi acil öneme sahip olmayabilir, ancak bir fizik öğretmeninin bu konuda hiç bilgi sahibi olmaması kabul edilemez. Bazı özel okullarda teleskop bulabilmek mümkünken, önemli bütçeler ayrılıp alınan bir teleskopu kullanabilecek öğretmen olmaması, ya da bir fen bilgisi veya fizik öğretmeninin teleskop kurmayı ve kullanmayı bilmediğini söylemesi, böyle bir kaynağın öğrencilerin yararına kullanılamaması, fizik öğretmenlerinin mezun oldukları bölümdeki eğitimin yetersiz olduğu düşüncesini uyandıracaktır. Dolayısıyla astronomi ile ilgili temel bilgilerin verildiği bir dersin fizik öğretmenliği programında yer alması veya en azından bir ders içinde astronomi ile ilgili konulara kısmen de olsa yer verilmesi uygun

olacaktır. Astronomi konusunun da dahil olduğu bu ders, fizik öğretmen adaylarına astronomi konusunda önbilgi vermek, bu konuda yapmak isteyebilecekleri çalışmalara temel hazırlamak, farklı gökcisimlerini tanımalarını, gökyüzü gözlemleri ve gözlem araçları ile ilgili bilgi sahibi olmalarını sağlamak ve fizik bilgisinin astronomide kullanılması gibi amaçlar içermektedir.

Öğrencilerin gökyüzü gözlem şenliklerine katılımı teşvik edilebilir, ancak öğrenciler için masraflı olabileceği için öğrencilerin bu tür aktivitelere katılımının kamu kuruluşları veya özel kuruluşlar tarafından desteklenmesi önerilmektedir.

Kaynaklar

Bouillion, L.M., Gomez, L. M., 2001, Connecting school and community with science learning: Real world problems and school-community partnerships as contextual scaffolds, *'Journal of Research in Science Teaching'*, 38 (8), 878-898.

Foster, T., 2006, 'Setting Education Goals for the AAS Membership', *Spark the AAS*, 2, 5-6.

Gürel, Z., Ergen H., Gürel, A., 2006, Implementation of Physics Education in Nature; A Pioneer Rescue Team Study: An Explanation by Physics, *'AIP Conference Proceedings'*, 899 (1).

Lubben, F., Campbell, B., & Dlamini, B. 1996. 'Contextualizing science teaching in Swaziland: Some student reactions', *International Journal of Science Education,* 18 (3), 311-320.

Powell, E. T., Renner, M., 2003, 'Analyzing Qualitative Data, Program Development and Evaluation', http://learningstore.uwex.edu/pdf/G3658-12.pdf.

Prather, E. E., Slater, T. F., Adams, J. P., Bailey, J. M., Jones, L. V. Dostal, J. A., 2005, 'Research on a Lecture-Tutorial Approach to Teaching Introductory Astronomy for Non–Science Majors', *Astronomy Education Review*, 3, 122-136.

Vygotsky, L. S., 1978, '*Mind in Society: The Development of Higher Psychological Processes',* Cambridge, Harvard University Press.

http://sivilsavunmakulubu.marmara.edu.tr/en

KIRŞEHİR CACABEY GÖKBİLİMLERİ MEDRESESİNDE GÖKSEL KÜRELER

Nihat ARIKAN[*] ve Mustafa ÖZDURAN[**]

[*] *Ahi Evran Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, Fen Bilgisi Öğret. Programı, 40100-Kırşehir*
[**] *Ahi Evran Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 40100- Kırşehir*

Özet

Bu çalışmada, Kırşehir'deki Cacabey Gök Bilimleri Medresesinde (1272) mevcut iki kürenin sırasıyla fraktal, icosahedron (quasicrystal) ve truncated icosahedron (karbon 60) yapılarıyla kıyaslanmış ve çeşitli yönlerden değerlendirilmiştir. Özellikle, Arşimed'in 13 katı cismi arasında olan icosahedron ve truncated icosahedronlar Kepler'in Güneş sistemi modelinde kullanılmış olması önemlidir. Ayrıca ölümünden sonra, Kepler'in de verilerini kullandığı, modern astronominin kurucusu olarak da değerlendirilen Tycho Brahe'nin ölçüm aletlerinin Takuiddin'in ölçüm aletleri arasında büyük benzerlik olması, Bu durum, doğu bilimleri açısından bulguları destekler yönde görülmektedir. Öte yandan bilim dünyası, 1980'li yılların başında önemli buluşlara sahne olmuştur. Bu buluşlardan, ilk olarak Fraktal yapıların keşfi (1982), bazı metal alaşımlarda Kuasikristallerin keşfi (1984) ve son olarak Kırmızı dev yıldızlarda Karbon-60 yapısının keşfidir (1985). Her üç durumda yüksek dereceli simetri özelliği mevcuttur. Bu simetrik yapılar Avrupa'da Rönesans öncüleri tarafından da yoğun olarak çalışılmıştır. Ayrıca bu simetrik yapılardan kuasisimetrinin 17.yüzyıl Türk mimarları tarafından bilindiği, Sultan Ahmet Caminin batı kapısındaki şekillerde görülmektedir. Bunlara ek olarak, felsefi yönden oldukça ilgi çekici olan, yapı üzerindeki iki boyutlu şekiller de incelenmiş

ve bu kürelerin steografik izdüşümleri olduğu sonucuna varılmıştır.

***Anahtar kelimeler**: Cacabey, icosahedron, truncated icosahedronlar, Kuasikristal, karbon 60*

Abstract

In this study the two spheres at Cacabey astronomy madrasah in Kirsheir have been compared such as fractal, icosahedrons (quasicrystal) and truncated icosahedrons (carbon-60) structures and evaluated with different aspects. Particularly, the two substances out of 13 thirteen solid substances of Archimedes like icosahedrons and truncated icosahedrons used in the solar system of Keplers model is important. Kepler used the data of Tycho Brahe the founder of modern astronomy after his death. The similarities of the measurements instruments of Tycho Brahe with the Takuiddin are very important from the point of eastern sciences due to the support of the available data's. The science world has found important discoveries in 1980. These discoveries are fractal structure in 1982, findings of quasicrystal for some metals alloys in 1984, the last finding is the discovery of carbon-60 structure in the red giant stars in 1985. There are high graded symmetry in three cases. These symmetric structures have been studied densely by the leaders of Renaissance in Europe. Quasisymmetry structure has been known by Turkish architects since 17th century. The Quasisymmetry has been seen on west door with the elegant motives in Istanbul Sultan Ahmet's mosque.. In addition to the above information the two dimensional figures on the building have been examined and decided that the projection is the result of stereographic of the spheres.

***Key words:** Cacabey, icosahedron, truncated icosahedronlar, quasisymmetry, carbon60*

1.Giriş

Kırşehir, Oğuz Türklerinin 1050 yıllarındaki Anadolu'ya gelmeleri sırasında, Türkler tarafından Bizanslılar'dan alınmış olduğu

bilinmektedir. Fakat şehirdeki yapıların tarihleri daha sonraki, yani şehrin Türkler' in eline geçmesinden iki yüz yıl sonraki devirlere aittir (Ruben, 1947). Bu abide yapılar, Moğolların Anadolu Selçukluları'na karşı kazandıkları zaferden (1243) bu tarafa yapıldığı bilinmektedir (Tarım, 1938). Bu abide yapılar arasında en dikkati çekenlerden biri Cacabey Gökbilimleri Medresesi'dir. Cacabey Gökbilimleri Medresesi 1272'de Kırşehir Valisi Cacabey tarafından Kırşehir'de yaptırılmıştır (Tarım, 1948). Şu anda Cami olarak kullanılan yapının iç kısmında bulunan yarı açık kubbenin tam altında mevcut olası bir gündüz gözlem kuyusu vardır (Sayılı ve Ruben, 1947). Ayrıca yapının iç kısmına girildiğinde Mihrabın birkaç metre gerisinde, sağlı sollu olmak üzere iki mermer sütun bulunmaktadır. Bu sütunlar Gürcü kiliselerinden etkilenilerek yapılmış olması (Diez, 1947), Hindistan kökenli sütunlarla ilişkilendirilmesi (Ruben, 1947), ya da gezegen hareketlerini yansıtmış olabileceği (Arıkan, 2003) yönünde görüşler etkilidir. Mihrabın ise ilk bakışta sonradan yapıldığı anlaşılmaktadır. Ayrıca mihrabın yönü yaptığımız ölçümler sonunda diğer camilerden 14,5 derece farlı ölçülmüştür. Ayrıca yapının güney batı köşesinde, şu anda minare olarak kullanılan, bir kule vardır. Kule hakkında, minare olmayıp bir gözlem kulesi olabileceğine yönelik bazı söylentiler mevcuttur. Ancak bu söylentilerin bilimsel bir dayanağı bulunmamaktadır. Dış kısmında dikkati çeken birtakım Selçuklu mimarisine ait özel ve genel motifler mevcuttur. Özellikle kuzey-batı, kuzey-doğu ve batı duvarındaki sütunların 13. yüzyıla ait ilkel roketlerle olan benzerliği (Arıkan, 2005) dikkate değer niteliktedir. Yapıyı cephe kısmını üçe bölecek olursak, sol kısımda esas türbe, sağda penceresiz düz bir duvar, ortada ise taç kapı göze çarpar. Taç kapı üzerinde medresenin kitabesiyle birlikte Selçuklu dönemine ait motifler ve kabartmalar göze çarpar. Bu motiflerde yaptığımız çalışmalarımızda karbon temelli yapıların varlığını gösterdik (Arıkan ve Turan, 2005). Yine bu motiflerde, günümüze kadar nadir araştırılmış ve önümüzdeki yıllarda geniş yankılar uyandıracağına inandığımız quasi-simetrik yapıları gösterdik (Arıkan, 2007). Quasi-simetrinin ilk örnekleri İstanbul Sultan Ahmet Camii (Lutz, 1996) ve İsfahan Darb-ı İmam türbesinde (Lu&Steinhardt, 2007) keşfedilmiştir. Kuasi-kristallerin (matematiksel adı icosahedron) atomik dağılımları, döşeme ve kaplama taşı diye adlandırılan karmaşık düzenekler aracılığı ile tanımlanabilir (Erbudak, 2007; Arık ve Sancak, 2007).

Yine kuasi-kristallerdir öteleme simetrisi ile nokta gurup simetrisinin uyum içinde olmadığı bir durum. Kuasi-kristaller 5, 8, 10 veya 12'li simetri eksenleri göstermektedir. Quasi-simetri klasik Kristalografide yasak simetri olarak bilinir ve tarihsel boyutu Selçuklu, Osmanlı ve Babil'e kadar uzanmaktadır (Wilson, 2002/2003; Lutz 1996). Genelde kuasi-kristaller gibi topaklı yapılardan bir diğeri de karbon 60 (matematiksel adı truncated icosahedron) yapısıdır. İcosahedron yirmi eşkenar üçgenin bir araya gelerek oluşan topaklı geometrik şekildir. Eşkenar üçgenlerin beş tanesi bir noktada birleşecek şekilde topaklı yapı kurulur (şekil 1). İcosahedron'un şekil 1'de görülen topaklı yapıdaki uçlarını kenar uzunlukları üçte bir oranında kesilirse truncated icosahedron'a dönüşür (şekil 2) yada bildiğimiz şekli ile futbol topu şekli ortaya çıkar. Hem İcosahedron hem de truncated icosahedron geometri özelliği olarak fraktal özellik göstermektedir. Fraktal yapılar Matematikçi Benoit Mandelbrot tarafından üretilmiş bir terim. Latince "kırıklı" anlamın da gelen fractus'dan türetilmiştir. Matematiksel denklemlerin sonucunda bilgisayar tarafından çizilen muhteşem tasarımlardır. Fraktal geometri modern bilimini, özellikle kaos biliminin önemli ilgi alanlarından birini oluşturur. Fraktal geometri ancak bilgisayarlar yardımıyla gerçekleştirilebilen matematiksel iterasyonlar (tekrarlar) sayesinde, oldukça zengin grafik görüntüler elde edilebilmesini sağlamaktadır. Bu şekiller ayrıca, doğadaki birçok oluşumun izlediği kuralları da izlemektedir (kabuklu deniz canlılarından olan Natilus macromphalus da
olduğu gibi, ağaçların yapraklar, yeryüzü şekilleri gibi).

Bu çalışmada, Kırşehir Cacabey Gökbilimleri Medresenin girişinde yerden yaklaşık 3.15 metre yüksekliğinde bulunan küreler tespit edildi (şekil 3). Sonra bu kürelerden biri resimlenerek bir dizi çözümleme aşamasına alındı. Sonuçta biz bu küreleri, fen, matematik bilimleri tabanında çözümledik ve Arşimed küreleriyle kıyasladık.

2.Bulgular

Zaman hiç şüphesizdir ki birçok nesneyi yıpratır. Resim 1'de görülen kürede bu yıpranmadan nasibini almıştır. Yapıda ki restorasyonlarda üzerindeki yosunların alınması sırasında şekiller oldukça bozulmuştur. Ancak küre üzerindeki bu bozulmalar çözümlememize mani değildir. şekil 4'de Sırasıyla 1,2 ve 3 rakamlarıyla numaralandırılmış kısımlar dikkatlice incelediğine her

birinin birer beşgen olduğu görülmektedir. Aynı zamanda kürenin orta kısmından geçen bir hat boyunca küreyi saracak şekilde olduğuna görülmektedir. Bünyesinde beşgenler barındıran bir şeklin küre olabilmesi için, beşgenlerin etrafı altıgenlerle çevrelenmesi gerekmektedir. Cacabey gök bilimleri medresesinde bu kürelerin iz düşüm (steoğrafik) şekli olabileceğini düşündüğümüz iki kabartma motif daha vardır. Bu motifler yaklaşık yerden 8-10metre yukarıda bulunmaktadır. Küre üzerindeki şekilleri daha iyi çözümleyebilmek için bu kabartma motifler de araştırmaya dahil edildi (şekil 5 ve şekil 6). Yerden 8-10metre yükseklikteki iki boyutlu motifler çözümlendiğinde ise karbon 60 küresinin steoğrafik görüntüsü elde edilmektedir (şekil 6). Konuya farklı yönlerden açılımlar getirmek amacıyla Cacabey gökbilimleri medresesi dışındaki Selçuklu ve Osmanlı eselerini kuasi-kristallerle kıyasladık. Bu noktada görüldü ki, Anadolu ya da Anadolu dışında birçok Türk-İslam eserlerinde özellikle kuasi-simetriye yoğun olarak rastladık. Burada İstanbul Yeni Valide Camii minberindeki mermer şebekeyi (Demiriz, 2000 s:372) kuasi-kristal bilgisayar simülasyonu ile kıyasladık (şekil 7). Konuyu sınırlamak açısından burada bir örnekle yetindik.

3.Sonuç

Bu motiflerin tarihi kökenlerine bakıldığında, yıldız ve yıldız ağlarının doğu kaynaklı motif ve düzenlemeler olduğu, ilk örneklerinin ise Orta Asya Uygur bölgesindeki Kızıl'daki mağara resimlerinde görüldüğü, inanç olarak Taoizme bağlanabileceğini ve sonsuzluğun, kainatın ve de Tanrısal sıfatları simgelediği vurgulanmaktadır (Karamağralı, 1992, s:60). Bütün bu simgesel anlamlar, motiflerle doğrudan verilmek istenen mesajların soyut şekilde geometrik tasarımlarla da verilebileceği söylense de, motiflerdeki ahenk ve düzenin kozmik evren kavramını simgelemesi en çok kabul edilendir (Ögel, 1986s:93; Özbek, 2002, s:561). Erken dönem Anadolu Türk sanatındaki geometrik düzenlemelerin kaynak bölgesi ise Azerbaycan'dır (Mulayim, 1982s:93).

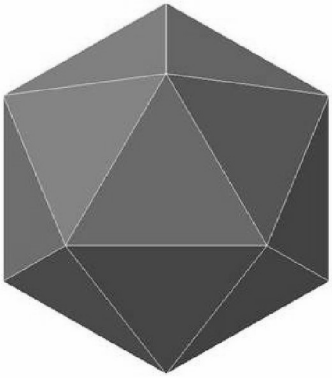
Öte yandan bu motiflerin felsefi boyutlarına bakıldığında ise Eski yunanda düzgün çok yüzlü (regular polyhedra) farklı elementleri, toprak, (Yer, Dunya), ateş, hava, su ve evreni sembolize ederdi (Chemistry nodel Lecture, 1996; Plato [Eflatu], 300 M.O.). Plato'nun da düşünce sisteminin temel yapısını oluşturmaktadır (Kroto, 1997).

Toprak, hava, su ve ateş, Hippasus bunların besincisi olan dedecahedronu [evren] keşfedene kadar dört tane idi. Dört temel unsur, bir felsefi terim olarak yaşanılan alemde var olan nesnelerin asılları olarak kabul edilen toprak, hava, su ve ateştir. Bu terim felsefe tarihi içinde çeşitli teorilerin çıkış noktası olmuştur, ilk defa eski Yunan düşüncesinde rastların ve Sicilyalı Empedokles'in ortaya attığı bilinmektedir. Bu görüş bazı Türk-İslam filozoflarına da tesir etmiştir.

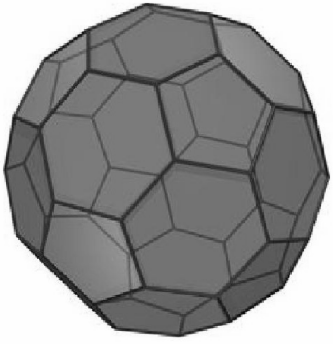
Birçok yönden kalıntılar, Eski Yunan'da Archimedes' in (287 – 212 M.O) on üç katı cisminden birinde truncated icosahedron'u tasarladığı bilinmektedir. Ronesans Avrupa'sından Leanardo da Vinci (1452-1519) truncated icosahedron'un (Karbon 60) temsili bir çizimini 1498'de *Fra' Luca Pacioli* tarafından basılmıs *DeDivina Proportione* "On Divine Proportion" adlı kitapta mevcuttur (Andersen Group, 2005). İtalyan ressam ve matematikçisi Pier della Frencesca (1420-1492) truncated icosahedron'un "*Libellus de quinque corpibus regularibus"* (On the Five Regular Bodies) adlı kitabında, bilinen en eski resmini yapmıştır. (Andersen Group, 2005). Johannes Kepler (1571-1630) ise truncated icosahedron kavramını sistematik oalrak ilk ortaya atan kişidir (Andersen Group, 2005). Bu tur calısmalar Kepler in çalışmalarının merkezini oluşturmuştur. Kepler'in çalışmalarında, soyut katılar yardımıyla güneşten gezegenlere mesafeleri ölçmüştür. Bu bilgiler onun aşağıdaki eserinde mevcuttur: "*Prodromus Dissertationum Mathematicarum Continens Mysterium Cosmographicum* ("The Cosmographic Mystery"). Ancak Avrupa' da modern astronominin kurucusu olarak tanınan Tycho Brahe (1546-1601) 1563'te Jüpiter ile Satürn'ün kavuşma konumlarını hesaplaması Kepler'i oldukça şaşırtmıştı. Kepler ise Jüpiter ile Satürn'ün yörünge çaplarının oranlarının, bir eşkenar üçgenin iç ve dış çemberlerinin yarıçap oranlarıyla neredeyse aynı olduğunu fark etmesi ve diğer gezegen yörünge çaplarının çeşitli katı cisimlerle (icosahedron vd.) ölçülebileceğini önermiştir (Goodstein ve Goodstein, 2003). Diğer yandan Kepler, Tycho Brahe'nin ölümü üzerine onun verilerinin kullanmıştır. Dikkat çeken diğer bir durum ise, Tycho Brahe'nin ölçüm aletleriyle Takuyiddi'in ölçüm aletleri arasında önemli derecede benzerlik vardır (Tekeli, 1958; Tekeli, 2005). Bu benzerlik doğu bilimlerini destekler yöndedir. Bunlara ilaveten, Albrecht Durer (1471-1528) ve Leonard Euler (1707-1783)'in bu yüksek dereceli simetrik karbon yapısını bildiği görülmektedir.(Kroto, 2001; Andersen

Group, 2005). Her şeyin teorisinin anahtarı olan simetri, fizik dünyasının algılanmasının temelini oluştururken, yapısal simetri de eski çağlara kadar gitmektedir (Kroto, 1997).

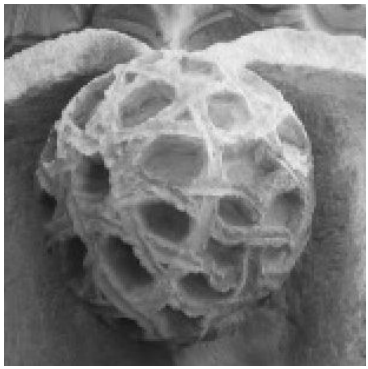
Hem kuasikristaller, hem de karbon 60 gibi yapılar fraktal özellik gösterirler. Bununla beraber, gökyüzündeki yıldız dağılımları, denizlerin karayla birleştiği sahil şeritleri, salyangoz kabukları, birçok bitki ve böceklerin sırt desenleri de fraktal yapı arz ederler. Fraktal özellikleri temel düşünce olarak göz önüne alındığında, süsleme sanatında kullanılan kaplama motiflerin yıldızlarla olan benzerliği de birleştirilerek, göksel birer olgu olmasının yanı sıra, tabiattan da esinlenerek oluşturulmuş olabileceği burada ortaya konulmaktadır.



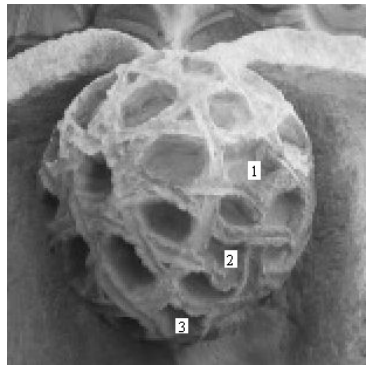
Şekil 1. *Yirmi eşkenar üçgenden oluşan bir İcosahedron görünümü*



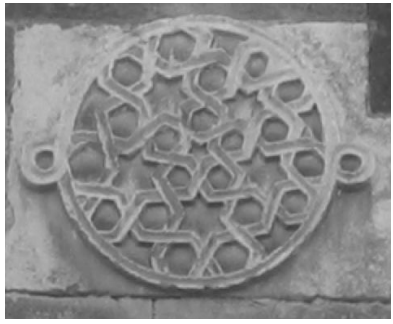
Şekil 2. *bir İcosahedron sınırlaması (sivri uçların kenar uzunluğun üçte bir oeanda kesilmesiyle) oluşan bir truncated icosahedron görünümü (klasik futbol topu şekli)*



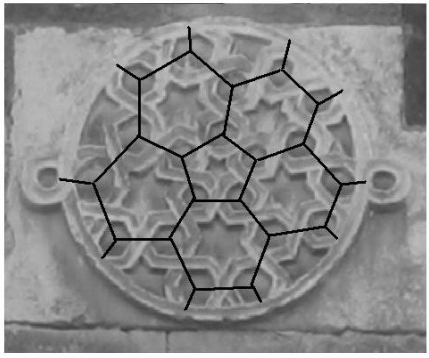
Şekil 3. *Kırşehir Gök Bilimleri Medresesinden üzeri kırıklı çizgilerle süslü küre*

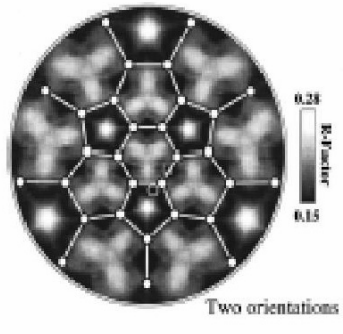


Şekil 4. *Sırasıyla 1,2 ve 3 rakamlarıyla numaralanarak şekil 3'in çözümlemesi*

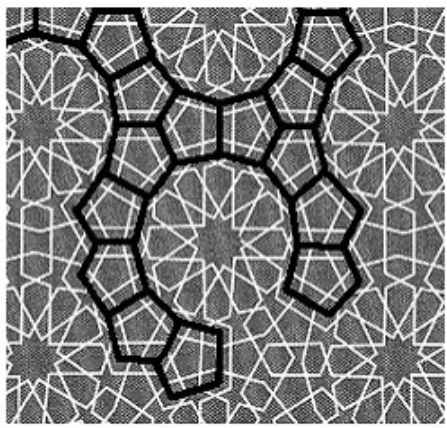


Şekil 5. *Kırşehir Cacabey Gökbilimleri Medresesinden kabartama motif*

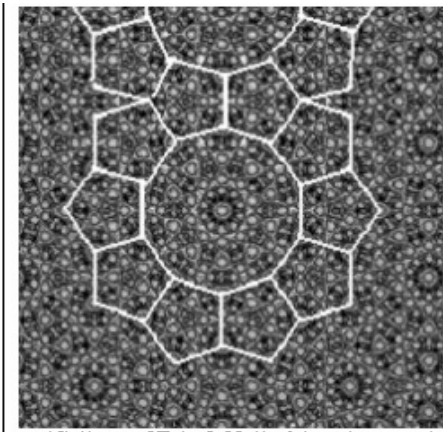




Şekil 6. *Karbon 60'ın steoğrafik görünümü ve şekil 3'ün çözümlenmiş hali*



(Demiriz, 2000)



(Gallery of Eric J. Heller'den alınmıştır)

Şekil 7. *İstanbul Yeni Valide camii mimberindeki mermer şebeke çizimi ile kuasi-kristal bilgisayar simülasyonunun kıyaslaması*

Kaynaklar

Arık, M., Sancak, M., 2007, *Pentapleks Kaplamalar*, Ankara, Tübitak.

Arıkan, N., 2003, 'Cacabey Medresesinde Bulunan İç Mekan Sütunlarının Astronomiyle olan İlgisi ve Gezegen Hareketleri Üzerine Verdiği Rasat Ölçüleri'. *I. Kırşehir Kültür Araştırmaları Bilgi Şöleni,* 8-10 Ekim 2003 Kırşehir.

Arıkan, N., 2005, 'Yaşayan Roket Modelleri ve Kırşehir Cacabey Örneği', *II. Kırşehir Kültür Araştırmaları Bilgi Şöleni*, 13-14 Ekim 2005 Kırşehir

Arıkan, N., ve Turan, R., 2005, 'Kırşehir Cacabey Medresesiden Simetri Yansımaları', *II. Uluslararası Tarih ve Edebiyat kongres,i* Kasım 2005 Manisa/ Türkiye.

Arıkan, N., 2007, 'Türk Biliminde Kuasisimetri Örnekleri', *38.Uluslararası Asya ve Kuzey Afrika Çalışmaları Kongresi (ICANAS 38)* 10-15 eylül 2007, Ankara

Andersen Group, 2005, 'A brief history of C_{60} ', http://www.fkf.mpg.de/andersen/fullerene/intro.html

Demiriz, Y.,2000. '*İslam Sanatında Geometrik Süslemeler'*, Lebib Yalkın Yay. A.Ş., İstanbul

Diez, E., *"* Endosmosen"*, Felsefe Arkivi II, s:222-38, İstanbul 1947.*

Erbudak, M.,2007, 'Doğal Simetriler ve Kuasikristallerin Atom Yapıları', http://nucleus.istanbul.edu.tr/~cfe/birinci/mak2/index.html

Goodstein, D.L., ve Goodstein, J.,R., '*Feyman'ın Kayıp Dersi Gezegenin Güneş Çevresindeki Hareketi'*, TÜBİTAK-2003.

Karamağralı, B., 1992, '*Ahlat Mezartaşları*' Kültür Bakanlığı Yayınları, Sanat Tarihi Dizisi:19s:60.

Kratschmer, W., *et al*. 'Fullerenes and fullerites-new forms of carbon', *Nature,* 318, 354.

Kroto, H. W., Heath, J. R., O'brien, S. C., Curl, R. F., & Smalley, R. E., *Nature*, 318, 162, 1985

Kroto, H. 2001. 'Fullerene science a most international endeavor', *Journal of Molecular and Modelling, 19, (187-188).*

Kroto, H. (1997). 'Symmetry, space, stars and C_{60}', *Reviews of Modern Physics,* Vol. 69, No. 3, (703-722).

Kroto, H., Curl, R.F., and Smmaley, R.E., 199). Chemistry Nobel Lecture. http://nobelprize.org/chemistry/laureates/1996/index.html

Lu P.J, Steinhardt P.J., 2007 'Decagonal and Quasi-crystalline Tilling in Medievel İslamic Architecture' *Science*, Vol: 315, No: 1106Ögel S.,(1986)

Lutz, D., 'Putting Quasicrystals to Work', *The Industrial Physcisist*, Vol.2, Issue 4, Dec.1996.

Mülayim S.,1986, '*Anadolu Türk Sanatında Geometrik Süslemeler, Selçuklu çağı'*, Ankara, Kültür Bakanlığı Yayınları.

Özbek Y.,2002, '*Osmanlı Beyliği mimarisinde taş süsleme (1300-1453)*', Ankara, Kültür Bakanlığı Yayınlarıç.

Plato, A.C., 300 M.Ö, 'In Plato's timeus and critias', (Aktaran: KROTO, H., 1997).

Ruben, W., 1947 'Kırşehir'in Dikkatimizi Çeken San'at Abideleri' *Belleten,* Cilt XI. Sayı:44, s:603-40.

Sayılı, A. ve Ruben, W.,1947, ' Türk Tarih Kurumu Adına Kırşehir'de Caca BeyMedresesinde Yapılan Araştırmanın İlk Ön *Raporu'' Belleten* C.XI Sayı:44, s:671-81.

Shechtman,D., Blech,I., Graties, D., and Cahn, J.W., 1984, 'Metalic phase with long-range orientational order and no traslational symmetry' *Physical Rewiev Letter*, 53, 1985

Tarım , C.H.,1938, *'Kırşehir Tarihi',* Kırşehir

Tarım, C.H.,1948,*'Tarihte Kırşehri-Gülşehri Babiler, Ahiler, Bektaşiler',* Kırşehir, Halk Evleri Neşriyat

Tekeli, S., 2005. 'The Observational İnstruments of İstanbul Observatory, Foundation for Science Tecnology and Civilization', http://www.muslimheritage.com/uploads/IstanbulObservatory.pdf

Tekeli, S., 'Nasirüddin Takiyüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi'*, Ankara Üniv. Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi Dergisi,* Cilt XVI, sayı 3-4 Eylül-Aralık, 1953.

Vatican Library, 2005, 'History of the truncated icosahedron' http://www.loc.gov/exhibits/vatican/toc.html

Wilson, N., 2002/2003, 'Quasicrystals and five fold Symmetry' *M_{PHYS} Level Report*.pp37-43 http://www.ast.leeds.ac.uk/~knapp/Nicola.pdf

KUZEY YARIKÜREDEKİ SEÇİLMİŞ GEZEGENİMSİ BULUTSULARIN TFOSC İLE TAYFSAL GÖZLEMLERİ

Nazım AKSAKER[1], Eda SONBAŞ[2], Murat PARMAKSIZOĞLU[3]

Özet

Bu çalışmada küçük (>3") ve kuzey yarıküreden seçilmiş (17>RA>07) M1–5 ve K3–65 gezegenimsi bulutsuların orta çözünürlüklü tayflarının sonuçları sunulmuştur. Orta çözünürlüklü tayflardan ışınım çizgilerinin akı ve yarı genişlik değerleri yüksek sinyal gürültü oranı (S/N>100) ile belirlenmiştir. Tayflar TUG' da bulunan TFOSC tayfölçeri RTT150 ile kullanılarak Haziran 2007' de alınmıştır. Veri analizleri IRAF ve IDL programları ile yapılmıştır. Bu çalışmanın devamında bir gözlem projesiyle 76 gezegenimsi bulutsu gözlemlenecek ve ışınım akı standartları güney yarı küreden sonra kuzey yarı küre içinde hassas olarak ilk kez belirlenmiş olacaktır.

Anahtar Kelimeler: *Gezegenimsi bulutsu, tfosc, tayf, radyal hız*

Abstract

In this study, medium resolution spectra of M1–5 and K3–65 planetary nebulae, selected with the criteria of small size (>3") and in northern hemisphere (17>RA>07), have been presented.

[1] *Çukurova Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, 01360, Adana, Tel:05054864033, e-posta:aknazim@yahoo.com*

[2] *Special Astrophsical Observatory, Tel:--, e-posta: edasonbas@yahoo.com*

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

Flux and line widths of emission lines from medium resolution spectra were obtained with high signal-to-noise ratio (S/N>100). Spectra have been taken using TFOSC spectrometer coupled of RTT150 at TUG in June, 2007. Data analysis has been made using IRAF and IDL programs. Next to this research 76 planetary nebulae will be observed and flux standards of emission lines will be obtained for the first time after the southern sphere with an observation project.

Keywords:*Planetary Nebula, tfosc, spectra, radial velocity*

1.Giriş

Gezegenimsi bulutsular çok güçlü [OIII], Hα, [SII] ve [NII] ışınım çizgileri gösterirler. Bu nedenle 1960 ve 1970' li yıllarda foton toplama algılayıcılar (foto katlandırıcı) ile akı standardı olarak kullanılan gezegenimsi bulutsuların ışınım çizgi akıları belirlenmiştir. 90' lı yıllarda CCD teknolojisinin gelişimi ile astronomik çalışmalar oldukça hassas olarak yapılabilmektedir.

Gezegenimsi bulutsuların hassas ışınım çizgi akılarını ölçülmesi birkaç nedenden dolayı yapılmaktadır. Birincil olarak hassas akı değerleri bulutsu ve merkez yıldızlarının kütleleri ışıma güçleri gibi temel özellikleri ile ilişkilidir ve bunlar fizikokimyasal özelliklerin belirlenmesini sağlar. Eğer bir gezegenimsi bulutsunun hassas akı değerleri belirlenir ve uzun yıllar boyunca gözlemlenir ise ışıma güçleri veya kütlelerinin değişimleri incelenebilir. Bunlara ek olarak gezegenimsi bulutsuların hassas ışınım çizgi akıları dar bantlı fotometrik gözlemler için standart olarak kullanılabilirler. Aslında yüksek hassasiyetli fotometrik [1], [2] ve tayfsal [3], [4], [5] standartlar bulunmaktadır. Bu standartlar gezegenimsi bulutsu, HII bölgeleri süpernova kalıntıları gibi kaynakların gözlenmesinde yetersiz kalmaktadır. Geçmişte foto katlandırıcılı tüpler kullanılarak ışınım çizgi standartları belirlenmiştir [6], [7].Ancak burada oldukça büyük hatalar bulunmaktadır. Kuzey yarı küre için gezegenimsi bulutsuların H-Beta akıları foto katlandırıcılı tüpler ile gözlemlenmiştir [8], [9], [10], [11]. Son zamanlarda güney yarıküredeki gezegenimsi bulutsuların ışınım çizgileri geniş açıklıklı tayfölçer ile belirlenmiştir [12]. Benzer ışınım çizgi akı standartları kuzey yarı küre için hala yoktur [13]. Bu amaçla Wright ve ark. 2005

kuzey yarıkürede parlak 6 gezegenimsi bulutsunun ışınım çizgi akıları foto metrik olarak belirlenmiştir.

Bu bilgiler ışığında kuzey yarıkürede ışınım çizgi çalışmalarında standart olarak kullanılması için, gezegenimsi bulutsuların hassas ışınım çizgi akı standartları TUG da bulunan TFOSC (TUG Faint Object Spectrograph and Camera)[4] tayfölçeri kullanılarak 76 kaynağın ışınım çizgi akı standartları belirlenecektir. Bu çalışmada 2 gezegenimsi bulutsunun araştırma sonuçları verilmektedir.

2.Gözlemler ve Veri Analizi

Tayfsal gözlemler TUG' da bulunan TFOSC tayfölçeri 1.5m ayna çaplı RTT150 ile birlikte kullanılarak yapılmıştır. Gözlemler sırasında görüş çoğunlukla 1" ve bazen 3" civarında hesaplanmıştır. Tayflarda 5860–8275 Å arasını kapsayan TFOSC' un 8. optik ağı kullanılmıştır. Gözlemlerde 600 ve 1200 s poz süresi kullanılmıştır. Gözlemlenen kaynakların genel özellikleri tablo 1' de verilmiştir.

Tablo 1. İncelenen kaynakların gözlemsel özellikleri.

Kaynak Adı	PNG Numarası	Sağ Açıklık (α_{2000})	Dik Açıklık (δ_{2000})	Çap (")
M 1-5	184.0-02.1	05 46 50.01	+24 22 02.7	2x2.3
K 3-65	184.0-02.1	04 15 54.57	+48 49 40.8	2x5

Gözlemlerde TFOSC' un 8. Optik ağı fazla foton toplamak amacıyla en büyük yarık açıklığı 3.42" kullanılmıştır. Her gözlemden önce ve sonra FeAr arc lamba tayfları alınmıştır. Veri analizleri için IRAF[5] programı ve IDL[6] programı altında yazılan programlar kullanılmıştır. Veri analizleri; bias çıkarımı, flat düzeltmesi ve FeAr lambasıyla alınan karşılaştırma spektrumu kullanılarak yapılan dalga boyu ayarlaması. Akı ayarlaması için her gözlem gecesinde fotometrik [1], [2] ve tayfsal [3], [4], [5] standart yıldızlar kullanılmıştır. Tayfların çizgi akıları ve eşdeğer genişlik değerleri IRAF da *splot* rutini kullanılarak ölçülmüştür.

[4] http://www.tug.tubitak.gov.tr/rtt150_tfosc.php
[5] http://iraf.noao.edu/
[6] http://rsinc.com/idl/

Kaynakların tayfların alınabilmesi ve kaynağın yarık pozisyonuna getirilmesi amacıyla herhangi bir süzgeç kullanmadan 5 s poz süreli CCD görüntüleri alınmış ve şekil 1a ve 1b' de sırasıyla M1–5 ve K3–65 olarak verilmiştir. Şekil 1a ve 1b' de ayrıca sağ üst tarafta incelenen bölgenin ayrıntılı görüntüsü bulunmaktadır. Şekil 1a ve 1b' de kaynakların şekilleri küresel olarak görülmektedir ancak ayrıntılı yapıları daha yüksek çözünürlüklü görüntüleme çalışmalarına ihtiyaç bulunmaktadır.

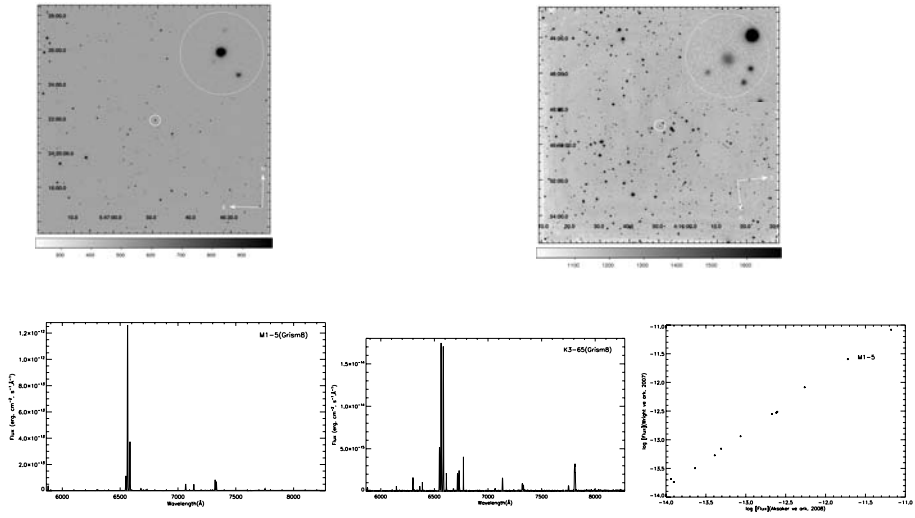
3. Sonuçlar ve Tartışmalar

Dalgaboyu (Å)	Işınım Çizgisi	Log[Akı] (ergs cm^{-2} s^{-1})	Log[Çizgi Genişliği] (Å)	Log[Akı] (ergs cm^{-2} s^{-1}) Kaynak	Log[Çizgi Genişliği] (Å)Kaynak	Log[Akı] (ergs cm^{-2} s^{-1})	Log[Çizgi Genişliği] (Å)
5754.59	[NII]	--	--	-13.355±0.098	1.228±0.102	--	--
5875.97	HeI	-12,672±0.018	2.070±0.033	-12,551±0.007	2.029±0.062	-14,664±0.007	1.620±0.200
6300.30	[OI]	-13,389±0.013	1.300±0.240	-13,273±0.032	1.265±0.038	-13,963±0.040	2.080±0.050
6312.10	[SIII]	-13,938±0.045	0.900±0.430	-13,685±0.034	0.819±0.048	-14,848±0.240	0.900±0.340
6363.77	[OI]	-13,903±0.009	0.792±0.500	-13,738±0.080	0.779±0.060	-14,543±0.048	2.046±0.040
6548.05	[NII]	-12,263±0.022	1.850±0.120	-12,086±0.002	1.793±0.076	-13,527±0.008	2.615±0.033
6562.85	Hα	-11,179±0.004	2.958±0.013	-11,082±0.002	2.817±0.029	-13,022±0.008	2.810±0.029
6583.45	[NII]	-11,721±0.018	2.580±0.057	-11,595±0.001	2.498±0.063	-13,026±0.005	2.975±0.040
6678.15	HeI	-13,067±0.030	1.589±0.100	-12,940±0.002	1.572±0.032	--	--
6716.47	[SII]	-13,636±0.008	0.990±0.370	-13,497±0.005	1.008±0.026	-13,896±0.017	2.430±0.080
6730.85	[SII]	-13,310±0.008	1.340±0.170	-13,157±0.001	1.332±0.016	-13,815±0.009	2.520±0.004
7065.71	HeI	-12,606±0.013	1.960±0.053	-12,513±0.002	1.942±0.031	--	--
7135.80	[ArIII]	-12,618±0.008	1.982±0.029	-12,530±0.010	1.919±0.045	--	--

Kaynaklardan TFOSC ile elde edilen tayflar şekil 1c ve 1d' de sunulmuştur. Şekil 1c ve 1d' de görülen parlak ışınım çizgileri Hα ve [NII] çizgilerine aittir ve her iki gezegenimsi bulutsuda da bulunmaktadır. Şekil 1c ve 1d' deki tayflar IRAF altında incelenerek M1–5 için 12 ışınım çizgileri belirlenmiştir. Belirlenen çizgiler ile ilişkili iyonlar, akıları ve çizgi genişlik değerleri ile kaynak değerler tablo 2' de verilmiştir. K3–65 için ise 9 ışınım çizgisinin akı ve genişlik değerleri hassas olarak ilk kez hassas olarak belirlenmiş ve sonuçlar yine tablo 2' de 7. ve 8. sütunlar olarak sunulmuştur. Tablo 2' de verilen ± hata değerleri IRAF ile çıkarılmıştır. Kaynakların toplam akı değerlerindeki potansiyel hata kaynakların bir tanesi de yarık açıklığı olarak düşünülebilir. Ancak kötü görüş durumunda genişlik daha büyük seçilmelidir.

Tablo 2. M1–5 ve K3–65 için elde edilen ışınım çizgileri ile ilişkili iyon, akı, genişlik ve sinyal-gürültü oranları ile M1–5 için kaynak sonuçlar.

Tablo 2' de M1–5 için verilen akı değerleri ile kaynak değerler şekil 1e' de logaritmik olarak karşılaştırılmış ve *log [Flux](Wright ve ark. 2007)= 0.97xlog [Flux](Aksaker ve ark. 2008)-0.24* eşitliği bulmuştur. Burada istatistiksel uyumluluğu gösteren R^2 değeri ise 0.9979 ile verilmektedir. Bu sonuçlar bize yaptığımız çalışmadaki değerlerin tutarlılığını göstermektedir. Bu sonuçlar sonraki çalışmalar için umut vermektedir. Kaynak ve gözlem sayısının artırılması ile daha güvenilir sonuçlar elde edilecektir. Aynı zamanda alınan tayflar bize kaynakların fiziksel ve kimyasal özelliklerini belirlemek için yeterlidir.



Şekil 1. a,b) Sırasıyla M1–5 ve K3–65 gezegenimsi bulutsuların TFOSC ile süzgeçsiz olarak 5 sn poz süreli CCD görüntüleri. Görüntülerdeki renk indeksi ADU birimindedir. c,d) a ve b' de sunulan M1–5 ve K3–65 gezegenimsi bulutsuların TFOSC ile G8 optik ağı kullanılarak alınan tayfları. e) M1–5 için verilen akı değerleri ile kaynak değerlerin logaritmik olarak karşılaştırılması verilmiştir.

Kaynaklar

[1]Johnson, H.L., & Harris, D.L. 1954, ApJ 120, 196
[2]Landolt, A.U. 1992, AJ 104, 340
[3]Stone, R.P.S., & Baldwin, J.A. 1983, MNRAS 204, 347
[4]Massey, P., Strobel, K., Barner, J.V., & Anderson, E. 1988, ApJ 328, 315
[5]Oke, J.B. 1990, AJ 99, 1621
[6]Liller, W. 1955, ApJ 122, 240
[7]O'Dell, C.R. 1963, ApJ 138, 1018
[8]Liller, W., & Aller., L.H. 1954, ApJ 120, 48
[9]Capriotti, E.R., & Daub, C.T. 1960, ApJ 132, 677
[10]Miller, J.S., & Mathews, W.G. 1972, ApJ 172, 593
[11]Barker, T. 1978, ApJ 264, 594
[12]Dopita, M.A., Hua, C.T. 1997 ApJS 108, 515
[13]Wright, S. A.; Corradi, R. L. M.; Perinotto, M. 2005, A&A, 436, 967-975.

SİLİNDİRİK SİMETRİK MARDER UZAY-ZAMANINDA ENERJİ-MOMENTUM PROBLEMİNİN ARAŞTIRILMASI

Melis Aygün[1,2], İhsan Yılmaz[1,2], Sezgin Aygün[1,2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen- Edeb. Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100 / Çanakkale

[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi, 17020 / Çanakkale

Özet

Bu çalışmada silindirik simetrik Marder metriği için genel relativite teorisinde Einstein, Bergmann-Thomson ve Landau-Lifshitz enerji-momentum dağılımları araştırılmıştır. Elde edilen sonuçlardan bu üç tür farklı enerji-momentum dağılımları sonuçlarının birbirinden farklı oldukları gösterilmiştir. Silindirik simetrik Marder metriği çeşitli dönüşümler kullanılarak başka metriklere dönüştürülmüş ve bu metriklerden elde edilen sonuçlar araştırılmıştır.

***Anahtar Kelimeler**: Enerji-momentum Problemi, Marder Uzay-zamanı, Genel Relativite Teorisi.*

1. Giriş

Enerji-momentum problemi genel relativitenin en temel sorunlarındandır. Halen tutarlı ve fiziksel anlamlı bir enerji- momentum tanımı bulunmamaktadır. Genel relativistik sistemin enerji, momentum ve açısal momentumunu ifade edebilmek için, Einstein kendisi Einstein enerji-momentum tanımını sunmuştur[1]. Einstein'dan sonra Tolman[2], Papapetrou[3], Bergmann-Thomson[4], Møller[5], Weinberg[6], Landau-Lifshitz[7] ve Qadir-Sharif[8] gibi araştırmacılar tarafından çeşitli tanımlar önerilmiştir. Sadece Møller enerji-momentum tanımı tüm koordinat sistemlerinde geçerli, yani koordinat sistemlerinden bağımsızdır[9]. Møller

enerji-momentum tanımı dışındakiler ancak koordinat sisteminin "Kartezyen" koordinatlar seçilmesi durumunda anlamlı ve tutarlı olurlar[9]. Diğer taraftan inhomojen silindirik simetrik Marder metriği [10]

$$ds^2 = A^2(x,t)(dx^2 - dt^2) + B^2(x,t)\,dy^2 + C^2(x,t)\,dz^2 \qquad (1)$$

Marder modeli anisotropi ve inhomojenlik gibi özelliklere sahip evrenlerin çalışılması açısından bu özellikleri kapsadığından önem taşımaktadır. Inhomojen silindirik simetrik kozmolojik modeller evrenin evrimiyle ilgili erken evrende galaksilerin oluşumu gibi pek çok konunun açıklanmasına yardımcı modellerdir.

2. Bergmann-Thomson, Einstein, Landau-Lifshitz Enerji-Momentum Tanımları ve Inhomojen Silindirik Simetrik Uzay-Zamanın Enerji-Momentum Dağılımları

Bergmann-Thomson enerji-momentumu

$${}_{\mathrm{GR}}\mathrm{B}^{\mu\nu} = \frac{1}{16\pi}\Pi^{\mu\nu\alpha}_{,\alpha}$$

olarak tanımlanmaktadır[4]. Burada $\Pi^{\mu\nu\alpha}$ Bergmann-Thomson süper-potansiyeli

$$\Pi^{\mu\nu\beta} = \mathrm{g}^{\mu\alpha}\,\mathrm{V}_{\alpha}^{\nu\beta}$$ ve

$$\mathrm{V}_{\alpha}^{\nu\beta} = -\mathrm{V}_{\alpha}^{\beta\nu} = \frac{\mathrm{g}_{\alpha\xi}}{\sqrt{-\mathrm{g}}}\left[-\mathrm{g}\left(\mathrm{g}^{\nu\xi}\mathrm{g}^{\beta\rho} - \mathrm{g}^{\beta\xi}\mathrm{g}^{\nu\rho}\right)\right]_{,\rho}$$

$$\Pi^{001} = -\frac{2(\mathrm{BC})_{\mathrm{x}}}{\mathrm{A}^2}, \qquad \Pi^{101} = \frac{2(\mathrm{BC})_{\mathrm{t}}}{\mathrm{A}^2}, \qquad \Pi^{202} = \frac{2(\mathrm{AC})_{\mathrm{t}}}{\mathrm{AB}},$$

$$\Pi^{303} = \frac{2(\mathrm{AB})_{\mathrm{t}}}{\mathrm{AC}}$$

olarak elde edilir. (4) eşitliği (2) denkleminde kullanıldığında ise inhomojen silindirik simetrik Marder metriğinin Bergmann-Thomson enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$B^{00} = -\frac{2AC_xB_x - 2CA_xB_x - 2BA_xC_x + CB_{xx}A + BC_{xx}A}{8\pi A^3} \qquad (5)$$

$$B^{10} = \frac{AB_tB_x - 2CA_xB_t - 2BA_xC_t + C_tB_xA + CB_{tx}A + BC_{tx}A}{8\pi A^3} \qquad (6)$$

$$B^{20} = B^{30} = 0. \qquad (7)$$

Genel relativite teorisi kapsamında Einstein enerji-momentumu

$${}_{GR}\mathrm{E}_{\mu}^{\nu} = \frac{1}{16\pi}\mathrm{H}_{\mu,\alpha}^{\nu\alpha} \qquad (8)$$

olarak tanımlanmaktadır[1]. Burada Einstein süper-potansiyeli $\mathrm{H}_{\mu}^{\nu\alpha}$ üst iki indisine göre anti-simetrik bir tensördür ve

$$\mathrm{H}_{\mu}^{\nu\alpha} = -\mathrm{H}_{\mu}^{\alpha\nu} = \frac{\mathrm{g}_{\mu\beta}}{\sqrt{-\mathrm{g}}}\left[-\mathrm{g}\left(\mathrm{g}^{\nu\beta}\mathrm{g}^{\alpha\xi} - \mathrm{g}^{\alpha\beta}\mathrm{g}^{\nu\xi}\right)\right]_{,\xi} \qquad (9)$$

şeklinde tanımlanır. (9) eşitliğinde ${}_{GR}\mathrm{E}_0^0$ enerji yoğunluğunu, ${}_{GR}\mathrm{E}_{\mu}^{0}$ momentum yoğunluğu bileşenlerini ve ${}_{GR}\mathrm{E}_0^{\nu}$ enerji akı yoğunluğu bileşenlerini göstermektedir. (1) metriği ve (9) denkleminin birlikte kullanılmasıyla Einstein süper-potansiyeleri

$$\mathrm{H}_0{}^{01} = -2(\mathrm{BC})_{\mathrm{x}}, \qquad \mathrm{H}_1{}^{01} = -2(\mathrm{BC})_{\mathrm{t}}, \qquad \mathrm{H}_2{}^{02} = -\frac{2\mathrm{B}(\mathrm{CA})_{\mathrm{t}}}{\mathrm{A}},$$

$$\mathrm{H}_3{}^{03} = -\frac{2\mathrm{C}(\mathrm{BA})_{\mathrm{t}}}{\mathrm{A}} \qquad (10)$$

olarak elde edilir. (10) eşitliği (8) denkleminde kullanıldığında ise inhomojen silindirik simetrik Marder metriğinin Einstein enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$E^{00} = -\frac{2C_x B_x + CB_{xx} + BC_{xx}}{8\pi A^2} \tag{11}$$

(11)

$$E^{10} = \frac{B_t C_x + B_x C_t + CB_{tx} + BC_{tx}}{8\pi A^2} \tag{12}$$

$$E^{20} = E^{30} = 0. \tag{13}$$

Landau-Lifshitz enerji-momentumu aşağıdaki şekilde verilir[7]

$${}_{GR}L^{\mu\alpha} = \frac{1}{16\pi} S^{\mu\nu\alpha\beta}_{,\nu\beta} \tag{14}$$

Landau-Lifshitz süper-potansiyelleri ise

$$S^{\mu\nu\alpha\beta} = -g\left(g^{\mu\alpha}g^{\nu\beta} - g^{\mu\beta}g^{\nu\alpha}\right) \tag{15}$$

olarak tanımlanmaktadır. ${}_{GR}L^{00}$ enerji yoğunluğunu, ${}_{GR}L^{\mu 0}$ momentum yoğunluğu bileşenlerini ve ${}_{GR}L^{0\nu}$ enerji akı yoğunluğu bileşenlerini göstermektedir. (1) metriği ve (15) denkleminin birlikte kullanılmasıyla Landau-Lifshitz süper-potansiyeleri

$$S^{0101} = -S^{1001} = -(BC)^2,\ S^{0202} = -(AC)^2, S^{0303} = -(AB)^2 \tag{16}$$

olarak elde edilir. (16) eşitliği (14) denkleminde kullanıldığında ise inhomojen silindirik simetrik Marder metriğinin Landau-Lfshitz enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$L^{00} = -\frac{C^2 B_x{}^2 + 4BCB_x C_x + BC^2 B_{xx} + B^2 C_x{}^2 + B^2 CC_{xx}}{8\pi} \tag{17}$$

$$L^{10} = \frac{C^2 B_x B_t + 2BC(B_t C_x + C_t B_x) + BC^2 B_{tx} + B^2 C_x C_t + B^2 CC_{tx}}{8\pi} \tag{18}$$

$$L^{20} = L^{30} = 0. \tag{19}$$

Bu bölümde x, y, z, t alt indisleri sırasıyla x, y, z, t'ye göre türevleri göstermektedir.

3. Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada inhomojen silindirik simetrik Marder uzay zamanı ve özelliklerine değinilerek bu evren modeli için yukarıda adı geçen enerji ve momentum dağılımları elde edilmiştir. Burada Marder metriği için hesaplanan Bergmann-Thomson, Einstein ve Landau-Lifshitz dağılımlarının birbirinden farklı sonuçlar verdiği görülmüştür. Genel Marder metriği çeşitli dönüşümler altında farklı uzay-zaman modellerine dönüşebilmektedir. Elde edilen enerji-momentum değerlerinde bu dönüşümler göz önüne alındığında altı uzay-zaman modelinin de enerji-momentum dağılımları elde edilebilir. Bunlardan homojen silindirik simetrik Marder, Bianchi-I, Minkowski, Bianchi-VIo metrikleri için enerji ve momentum dağılımları her noktada sıfırdır ve aynı zamanda birbirleriyle de eşittir. Bianchi-III ve Bianchi-V uzay-zamanları için ise değerler sıfırdan farklıdır. Bu iki uzay-zaman içinde Einstein ve Bergmann-Thomson enerji ve momentum dağılımları birbirleriyle eşitken, Landau-Lifshitz dağılımı bunlardan farklıdır.

4. Kaynaklar

[1] Einstein, A.(1915) *Sitzungsber. Preus. Akad. Wiss. Berlin (Math. Phys.)* 778 , *Addendum-ibid*., 799

[2] Tolman, R.C.(1934) *Relativity, Thermodinamics and Cosmology (Oxford Univ. Pres.London)*, 227

[3] Papapetrou, A.(1948), *Proc. R. Irish. Acad.* A52, 11

[4] Bergmann, P.G., Thomson, R. (1953) *Phys. Rev. 89*, 400

[5] Moller, C.(1958), *Ann. Phys. (NY)* 4, 347

[6] Weinberg, S.(1972), *Principle and Applications of General Theory of Relativity (John Wiley and Sons, NY)*

[7] Landau, L.D., Lifshitz, E.M.(2002), *(Pergamon Press, 4th Edition, Oxford)* (Reprinted in 2002).

[8] Qadir, A., Sharif, M.(1992), *Phys. Lett.* A167, 331

[9] Radinschi, I.(2000), *Mod. Phys. Lett.* A15, 2171

[10] Marder, L.(1958), *Proc. Roy. Soc. Lon.* A246, 133

BERTOTTİ-ROBİNSON UZAY-ZAMANININ ENERJİ-MOMENTUM DAĞILIMLARI

Sezgin Aygün[1,2], Melis Aygün[1,2], İsmail Tarhan[1,2], Hüsnü Baysal[2,3]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen- Edeb. Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100 / Çanakkale

[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi, 17020 / Çanakkale

3Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi,Eğitim Fak., Ortaöğretim Fen ve Matematik Alanları Eğitim, Çanakkale

Özet

Bu çalışmada Genel Relativite teorisi kapsamında Bergmann-Thomson, Einstein, Landau-Lifshitz, Papapetrou ve Møller enerji-momentum dağılımları kullanılarak Bertotti-Robinson metriği için enerji-momentum problemi araştırılmıştır. Bergmann-Thomson ve Møller enerji-momentum dağılımlarının birbiri ile aynı sonuçları verirken, Einstein, Landau-Lifshitz ve Papapetrou enerji dağılımlarının farklı sonuçlar verdiği gözlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: Enerji-momentum Problemi, Bertotti-Robinson Metriği, Genel Relativite Teorisi

1. Giriş

Enerji-momentum lokalizasyonu yani yerelleştirilmesi problemi, genel relativite çerçevesinde halen üzerinde sıkça durulan ve de tartışılan temel problemlerin arasındadır. İlk olarak enerji-momentum tanımı Einstein tarafından yapılmıştır[1]. Daha sonra Tolman [2], Papapetrou [3], Bergmann-Thomson [4], Møller [5], Weinberg [6], Landau-Lifshitz [7] ve Qadir-Sharif [8] gibi birçok araştırmacı bu problemi çözebilmek için çeşitli enerji-momentum tanımlarını ortaya atmışlardır. Møller enerji-momentum tanımı hariç diğer enerji-momentum tanımlarının anlamlı sonuçlar

verebilmesi için kartezyen koordinat sisteminde hesaplanmaları gerekmektedir [9].

Diğer taraftan Einstein-Maxwell denklemlerinin uniform elektromanyetik alanlı non-singuler çözümü olan Bertotti-Robinson uzay-zamanı aşağıda verilen metrikle ifade edilmektedir[10]:

$$ds^2 = \frac{q^2}{r^2}\left(-dt^2 + dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2\theta\, d\phi^2\right) \qquad (1)$$

Burada $F_{ab}F^{ab} = q^2 = sbt$ şeklindedir. Küresel koordinatlardaki Bertotti-Robinson metriğinde $r = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2}$, $\theta = \arccos\left(z/\sqrt{x^2 + y^2 + z^2}\right)$ ve $\phi = \arctan(y/x)$ koordinat dönüşümü yapıldığında kartezyen koordinatlarda aşağıdaki şekilde elde edilir.

$$ds^2 = \frac{q^2}{r^2}\left(-dt^2 + dx^2 + dy^2 + dz^2\right) \qquad (2)$$

2. Bergmann-Thomson, Einstein, Landau-Lifshitz, Møller ve Papapetrou Enerji-Momentum Tanımları ve Bertotti-Robinson Uzay-zamanının Enerj-Momentum Dağılımları

Bergmann-Thomson enerji-momentumu ve Bergmann-Thomson süper-potansiyelleri sırasıyla

$$_{GR}B^{\mu\nu} = \frac{1}{16\pi}\Pi^{\mu\nu\alpha}_{,\alpha}$$

$$\Pi^{\mu\nu\beta} = g^{\mu\alpha}V^{\nu\beta}_{\alpha} \qquad \text{ve}$$

$$V^{\nu\beta}_{\alpha} = -V^{\beta\nu}_{\alpha} = \frac{g_{\alpha\xi}}{\sqrt{-g}}\left[-g\left(g^{\nu\xi}g^{\beta\rho} - g^{\beta\xi}g^{\nu\rho}\right)\right]_{,\rho} \qquad (3)$$

şeklindedir[4]. (1) metriği ve (3) denklemlerinin birlikte kullanılmasıyla Bergmann-Thomson süper-potansiyeleri

$$\Pi_0{}^{01} = \frac{4x}{r^2}, \qquad \Pi_0{}^{02} = \frac{4y}{r^2}, \qquad \Pi_0{}^{03} = \frac{4z}{r^2} \tag{4}$$

olarak elde edilir. (4) eşitliği (3) denkleminde kullanıldığında ise Bertotti-Robinson metriğinin Bergmann-Thomson enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$B_0{}^0 = -\frac{q^2}{4\pi r^4}\ ,\ B_1{}^0 = 0,\ B_2{}^0 = 0,\quad B_3{}^0 = 0. \tag{5}$$

Genel relativite teorisi kapsamında Einstein enerji-momentumu ve süper-potansiyeli sırasıyla

$${}_{GR}\mathrm{E}_\mu^\nu = \frac{1}{16\pi}\mathrm{H}_{\mu,\alpha}^{\nu\alpha} \qquad \text{ve}$$

$$\mathrm{H}_\mu^{\nu\alpha} = -\mathrm{H}_\mu^{\alpha\nu} = \frac{\mathrm{g}_{\mu\beta}}{\sqrt{-\mathrm{g}}}\left[-\mathrm{g}\left(\mathrm{g}^{\nu\beta}\mathrm{g}^{\alpha\xi} - \mathrm{g}^{\alpha\beta}\mathrm{g}^{\nu\xi}\right)\right]_{,\xi} \tag{6}$$

şeklinde tanımlanır[1]. (1) metriği ve (6) denkleminin birlikte kullanılmasıyla

$$H_0{}^{01} = \frac{4q^2x}{r^4}, \quad H_0{}^{02} = \frac{4q^2y}{r^4}, \quad H_0{}^{03} = \frac{4q^2z}{r^4} \tag{7}$$

olarak elde edilir. (7) ve (6) denklemerinden ise Bertotti-Robinson metriğinin Einstein enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$E_0{}^0 = \frac{q^2}{4\pi r^4}, \quad E_1{}^0 = 0, \quad E_2{}^0 = 0, \quad E_3{}^0 = 0 \tag{8}$$

Landau-Lifshitz enerji-momentumu ve süper potansiyeli

$${}_{GR}\mathrm{L}^{\mu\alpha} = \frac{1}{16\pi}\mathrm{S}^{\mu\nu\alpha\beta}_{,\nu\beta} \quad \text{ve} \quad \mathrm{S}^{\mu\nu\alpha\beta} = -\mathrm{g}\left(\mathrm{g}^{\mu\alpha}\mathrm{g}^{\nu\beta} - \mathrm{g}^{\mu\beta}\mathrm{g}^{\nu\alpha}\right) \tag{9}$$

olarak tanımlanmaktadır[7]. (1) metriği ve (9) denkleminin birlikte kullanılmasıyla

$$S^{0101} = S^{0202} = S^{0303} = -\frac{q^4}{r^4},$$

olarak elde edilir. (10) ve (9) denklemlerinden ise Bertotti-Robinson metriğinin Landau-Lifshitz enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$L_0{}^0 = \frac{3q^6}{4\pi r^8}, \quad L_1{}^0 = 0, \quad L_2{}^0 = 0, \quad L_3{}^0 = 0 \tag{11}$$

Genel relativite çerçevesinde Møller enerji-momentumu ve süper-potansiyeli ifadesi

$$\mathrm{M}_\mu^{\ \nu} = \frac{1}{8\pi}\chi_{\ \mu,\alpha}^{\nu\alpha} \qquad \text{ve}$$

$$\chi_\mu^{\nu\alpha} = -\chi_\mu^{\alpha\nu} = \sqrt{-\mathrm{g}}\left(\mathrm{g}_{\mu\beta,\gamma} - \mathrm{g}_{\mu\gamma,\beta}\right)\mathrm{g}^{\nu\gamma}\mathrm{g}^{\alpha\beta} \tag{12}$$

şeklindedir. (1) metriği ve (12) denkleminin birlikte kullanılmasıyla Moller süper-potansiyeleri

$$\chi_0{}^{01} = \frac{2q^2x}{r^4}, \quad \chi_0{}^{02} = \frac{2q^2y}{r^4}, \quad \chi_0{}^{03} = \frac{2q^2z}{r^4} \tag{13}$$

olarak elde edilir. (13) ve (12) denklemlerinden ise Bertotti-Robinson metriğinin Moller enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$M_0{}^0 = -\frac{q^2}{4\pi r^4}, \quad M_1{}^0 = 0, \quad M_2{}^0 = 0, \quad M_3{}^0 = 0 \tag{14}$$

Genel relativite teorisi çerçevesinde Papapetrou enerji momentumu ve süper-potansiyeli ifadesi

$$\Sigma^{\mu\nu} = \mathrm{N}_{,\alpha,\beta}^{\mu\nu\alpha\beta} \qquad \text{ve}$$

$$\mathrm{N}^{\mu\nu\alpha\beta} = \sqrt{-\mathrm{g}}\left(\mathrm{g}^{\mu\nu}\eta^{\alpha\beta} - \mathrm{g}^{\mu\alpha}\eta^{\nu\beta} + \mathrm{g}^{\alpha\beta}\eta^{\mu\nu} - \mathrm{g}^{\nu\beta}\eta^{\mu\alpha}\right) \tag{15}$$

şeklindedir. (1) metriği ve (15) denkleminin birlikte kullanılmasıyla Papapetrou süper-potansiyeleri

$$N^{0011} = N^{0022} = N^{0033} = -\frac{2q^2}{r^2}, \tag{16}$$

olarak elde edilir. (16) ve (15) denklemlerinden ise Bertotti-Robinson metriğinin Papapetrou enerji ve momentum dağılımları elde edilir ve aşağıdaki şekildedir.

$$\Sigma_0{}^0 = \frac{q^4}{4\pi r^6}, \qquad \Sigma_1{}^0 = 0, \quad \Sigma_2{}^0 = 0, \qquad \Sigma_3{}^0 = 0 \tag{17}$$

3. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Bertotti-Robitson uzay-zamanı dikkate alınmış ve bu uzay-zamanda enerji-momentum dağılımlarının nasıl olduğu araştırılmıştır. Küresel koordinatlarda ifade edilen Bertotti-Robinson metriği önce koordinat transformasyonuyla kartezyen koordinatlarda yazılmıştır. Daha sonra Bergmann-Thomson, Einstein, Landau-Lifshitz, Moller, Papapetrou enerji ve momentum dağılımları hesaplanmıştır. Elde edilen sonuçlardan bu uzay-zaman için Bergmann-Thomson ve Moller enerji ve momentum dağılımlarının aynı olduğu, diğer tanımlardan elde edilen dağılımların ise farklı değerlere sahip olduğu görülmüştür. Eğer tüm enerji-momentum tanımları tutarlı olsaydı aynı uzay-zaman için yapılan hesaplamalar da aynı olurdu. Fakat görüldüğü üzere bazı tanımlardan elde edilen değerler aynı metrik için farklı sonuçlar vermiştir. Bu çalışma bu sebeple genel relativitede enerji ve momentum hesaplanmasının hala temel problemlerden biri olduğunu ortaya koymaktadır.

4. Kaynaklar

[1] Einstein, A.(1915) *Sitzungsber. Preus. Akad. Wiss. Berlin (Math. Phys.)* 778 , *Addendum-ibid*.,799

[2] Tolman, R.C.(1934) *Relativity, Thermodinamics and Cosmology (Oxford Univ. Pres.London)*, 227

[3] Papapetrou, A.(1948), *Proc. R. Irish. Acad.* A52, 11

[4] Bergmann, P.G., Thomson, R. (1953) *Phys. Rev. 89*, 400

[5] Moller, C.(1958), *Ann. Phys. (NY)* 4, 347

[6] Weinberg, S.(1972), *Gravitation and Cosmology: Principle and Applications of General Theory of Relativity (John Wiley and Sons, Inc., New York)*

[7] Landau, L.D., Lifshitz, E.M.(2002), *The Classical theory of fields (Pergamon Press, 4th Edition, Oxford)* (Reprinted in 2002)

[8] Qadir, A., Sharif, M.(1992), *Phys. Lett.* A167, 331

[9] Radinschi, I.(2000), *Mod. Phys. Lett.* A15, 2171

[10] Bertotti B, (1959), *Phys. Rev.* 116, 1331; Robinson I, (1954) Bull. *Acad. Polon. Sci.* 7, 531

TYPICAL VARIATIONS OF THE LIGHTCURVE OF NOVAE

M. B. Babayev, A. M. Babayeva, I. Yusifov

Shamakha Astrophysical Observatory of Azerbaijan NAS, Shamakha, 373243, Azerbaijan

roza66@bakililar.az

ABSTRACT

The prolonged observations obtained with the telescopes of Shamakha Astrophysical Observatory allowed studying peculiarities of the light curves of Novae. They include more number of the characteristics of the brightness variations of Novae than Mc Lauflin's observations obtained in 1939.

Be BİLEŞENLİ ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEM HZ CMa

Hicran BAKIŞ[1,3], Volkan BAKIŞ[2,3], Osman DEMİRCAN[2,3]

1-Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale Meslek Yüksek Okulu, Teknik Programlar,
2-Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü,
3-Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi
17040, Çanakkale. Tel. 0286 2180018/1526
e-posta adresleri: bhicran@comu.edu.tr**,** bakisv@comu.edu.tr**,** demircan@comu.edu.tr

Özet

HZ Canis Majoris yakın çift sisteminin 2006 yılı yaz gözlem sezonunda elde edilmiş yüksek çözünürlüklü (R=41000) tayflarını sunuyoruz. HZ CMa'nın elde edilen tayflarında H_α'da baskın salmalar gözlenmektedir. Bu yapıların evreye bağlı değişimleri de dikkat çekicidir. Literatürde yayınlanan tayflarında da sistemin bu şekilde salma yapıları gösterdiği belirlenmiştir. Ancak sistemin yeni tayflarında salmaların daha kuvvetli olduğu görülmektedir. Bu da yıldızın oldukça aktif bir evrede olduğuna işaret etmektedir. Bu çalışmada, bileşenlerin dikine hız eğrileri literatürdeki dikine hızlarla birlikte çözülerek ilk kez yörünge elemanları verilmektedir.

Anahtar kelimeler: *Etkileşen Çift Yıldızlar, Be Yıldızları, Salma Yapıları, Tayfbilim, Yıldızların Mutlak Parametreleri*

Abstract

We present high resolution (R=41000) spectra of the close binary system HZ Canis Majoris, which were obtained in 2006 summer observing season. Prominent emission structures are seen in H_α region. Phase dependent variations of these emissions are also noteworthy. It is also possible to see these emission in historical spectra of the system. However, the

emissions recorded in the season of 2006 are stronger than those in the historical observations which may imply a stronger activity phase. In this study, the radial velocities are analyzed together with the historical radial velocities and the derived orbital elements of the components are given forthe first time.

Keywords: *Interacting Binary Stars, Be Stars, Emission Structures, Spectroscopy, Absolute Parameters of Stars*

a) Giriş

Uzun dönemli değişenlerin araştırılması amacıyla ESO'da başlatılan kampanya gözlemlerinde (Sterken, 1983) başlangıçta mukayese olarak alınan 10 CMa (HD 50123, HZ CMa) yıldızının aslında uzun dönemli değişen bir Be yıldızı olduğu belirlenmiştir. Meisel (1968) yıldızın tayf türünü B6Vnpe ve izdüşüm dönme hızını da 300 km/s olarak vermektedir. Ayrıca, B9V tayf türünden bir fiziksel bileşeni olduğu da aynı çalışmada belirtilmektedir. Slettebak (1982) tarafından yıldızın hızı 220 km/s olarak hesaplamakta ve tayfı B6Ve ve A tayf türünden fiziksel bileşenin ortak tayfından oluştuğu belirtilmektedir. Kazarovets (1997) makalesinde HZ CMa yıldızını eliptik yıldız olarak sınıflandırılmaktadır. Sterken ve diğ. (1994) yıldızın Strömgren sisteminde elde ettikleri 8 yıllık fotometrik veriyi kullanarak sistemin B6Ve tayf türünden birinci bileşen ile ön K tayf türünden bir dev yıldızdan oluşan etkileşen bir çift sistem olduğunu savunmuşlar ve ışık eğrilerinin dönemini 28.601 gün olarak belirlemişlerdir. Birinci bileşenin literatürde elde edilmiş (Andersen ve Nordström, 1977, Hube, 1970) dikine hızlarının belirlenen bu döneme göre elde edilen dikine hız eğrisinin yarı-genliği 25 km/s olarak elde edilmektedir (Sterken ve diğ., 1994).

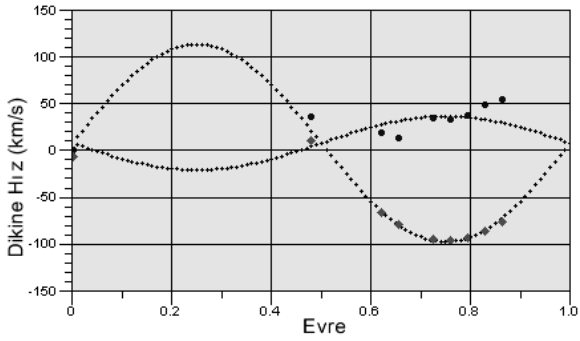
b) Gözlemler ve İndirgeme

HZ CMa sisteminin tayfları Yeni Zelanda, Mt John Universite Gözlemevinde (MJUG) bulunan 1-m çaplı McLellan teleskopuna bağlı HERCULES tayfçekeri ile alınmıştır. Tayfçeker 380nm ile 880 nm arasında sürekli dalgaboyu aralığını kapsamaktadır. Yıldızın 02.09.2006 ile 17.09.2006 tarihleri arasında toplam 9 adet tayfı elde edilmiştir. Bu dönemde yapılan gözlemlerde saniyelik ortalama 600 s

poz süresi ile 500 nm'de ortalama S/G oranı 120 elde edilmiştir. Tayflar Canterbury Üniversitesi, Fizik ve Astronomi bölümünde geliştirilen Hercules İndirgeme (HRSP) programı ile indirgenmiştir.

c) Dikine Hızların Ölçümü ve Yörünge Çözümü

Dikine hız ölçümleri, çizgi kesitlerine gauss fiti yapılarak, çapraz eşleme yöntemi ve Fourier ayıklama yöntemine dayanan KOREL programı kullanılarak belirlenmiştir. Elde edilen tayflardan ilk kez ikinci bileşene ait çizgiler belirlenmiştir. Elde edilen dikine hızlara en küçük kareler yöntemi ile teorik dikine hızların fit edilmesinden yörünge çözümleri elde edilmiştir. Çözümler sırasında yörünge dönemi Sterken ve diğ. (1994) tarafından verilen 28.601 gün değerinde, basıklık (e=0) ve enberinin boylamı (w=90°) sabit tutulmuş, hız yarı-genlikleri K_1, K_2 ve tutulum zamanı T_0, en küçük kareler yöntemi ile yapılan çözümde serbest bırakılmışlardır. Bu işlem sonucunda yeni ephemeris zamanı 2453967.7028 ± 0.1548 olarak belirlenmiştir. Ayrıca, birinci ve ikinci bileşenlerin dikine hız eğrilerinin yarı-genlikleri, $K_{1,2}$ sırasıyla 40.4 ± 5 km/s ve 92.1 ± 4 km/s olarak hesaplanmıştır. Buradan kütle oranı 0.44 ± 0.03 olarak bulunur.



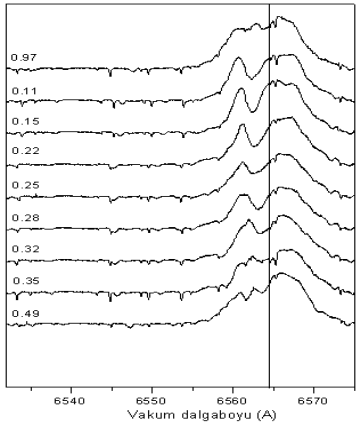
Şekil 1. *Belirlenen dikine hızlar ve çözüm sonucunda elde edilen en iyi fit.*

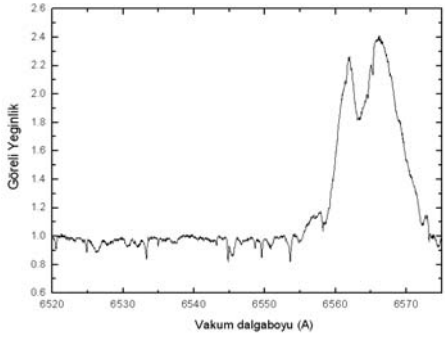
4. Dönme Hızları ve Eş-Dönme

Bileşenlerin dönme hızlarının belirlenmesinde, bileşenlerin model atmosfer ve sentetik tayfları yıldızların gözlenen tayfları ile karşılaştırmak amacıyla hesaplanmıştır. Model atmosferler ATLAS9 kodu (Kurucz, 1993) kullanılarak hesaplanmıştır ve sentetik tayflar birinci ve ikinci bileşen için SYNTHE kodu (Kurucz, 1993) ile Linux'de oluşturulmuştur. Birinci ve ikinci bileşen için izdüşüm dönme hızları sırasıyla, $(v_{dönme}\sin i)_1$=300 ve $(v_{dönme}\sin i)_2$=30 km/s şeklinde belirlenmiştir. Buradan da görüldüğü gibi birinci bileşen oldukça hızlı dönmektedir. Bu, birinci bileşen üzerine akan maddenin varlığının göstergesidir.

5. Yıldızı Saran Madde

HZ CMa sistemi tayflarında oldukça baskın salma yapıları sergilemektedir. Yıldızın tayflarında özellikle H_α'da olmak üzere Hidrojen çizgileri salmadan etkilenmektedir. Şekil 2'de yıldızda baskın olarak görülen H_α salması da evreye göre verilmektedir. Ayrıca, salmaların yeğinliğini göstermek amacıyla 0.32 evredeki H_α çizgisi de gösterilmektedir. Daha önce Sterken ve diğ. (1994) tarafından alınan tayflarda da bu şekilde salmanın yeğinliği gösterilmektedir. Ancak, bu yeni tayflardaki salmaların o dönem gözlenen salmalardan iki kat daha yeğin olduğu görülmektedir. Yani yıldız oldukça aktif bir evrede bulunmaktadır.





Şekil 2. *HZ CMa yıldızının H_α çizgisinde görülen salmalar ve bu salma yapılarının yörünge evresiyle değişimi verilmektedir. Ayrıca salmaların yeğinliğini göstermek amacıyla 0.32 evredeki Hidrojen alfa çizgisi de gösterilmektedir.*

6. Sonuç

Yıldızın tüm evreleri kapsayan dikine hız eğrisinin elde edilmesi ve baskın olarak görülen salma yapılarının çiftin dönemiyle değişiminin incelenmesi amacıyla sistemin yeni gözlemlerine ihtiyaç vardır.

Kaynaklar

Andersen, J., Nordström, B., 1977, "*Bright southern stars of astrophysical interest*", A&AS, 29, 309-312.

Hube, D. P., 1970, "*The radial velocities of 335 late B-type stars*", M. R. A.S., 72, 233.

Kazarovets, E. V. ve Samus, N. N., 1997, "*The 73rd Name-List of Variable Stars*", IBVS, 4471, 1.

Kurucz R. L,. 1993, CD-ROM 13, 18 http://kurucz.harvard.edu.

Meisel, P. D., 1968, "*Studies of visual double stars. I.*", Astrophysical Journal, 73, 350.

Richards M. T. ve Albright G. E., 1999, "*Morphologies of Hα Accretion Regions in Algol Binaries*", The Astrophysical Journal Supplement Series, 123, 537-626.

Slettebak, A., 1982, "*Spectral types and rotational velocities of the brighter Be stars and A-F type shell stars*", Astrophysical Journal Supplement Series, 50, 55-83.

Sterken, C., 1983, "*Longterm Photometry of Variables at La-Silla*", Messenger European Southern Obs., 33, 10.

Sterken, C., Vogt, N. ve Mennickent, R., 1994, "*Evidence for ellipsoidal variations of the Be star binary HD 50123*", Astronomy and Astrophysics, 291, 473-480.

ALGOL-TÜRÜ YAKIN ÇİFT SİSTEM V822 AQUILA'NIN UBVR FOTOMETRİSİ ve YÜKSEK ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ TAYFSAL GÖZLEMLERİ

Volkan BAKIŞ, Hicran BAKIŞ, Faruk SOYDUGAN, Emine KOPARAN, Ahmet ERDEM, Caner ÇİÇEK, Osman DEMİRCAN

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Astrofizik Araştırma Merkezi
e-mail: bakisv@comu.edu.tr

Özet

Algol türü V822 Aquila sisteminin UBVR fotometrik bantlarında tek kanallı SSP5A fotometresi ile elde edilmiş ışık eğrileri ile Hipparcos ve ASAS ışık eğrilerini ve optik bölgede (3650-9400Å) elde edilmiş yüksek çözünürlüklü HERCULES èchelle tayflarını birlikte sunuyoruz. Yakın çift klasik Algol türü ışık eğrisi sergilemektedir. Işık eğrisinin birinci minimumuna girişte göze çarpan parlaklık azalması ile minimum çıkışında göze çarpan parlaklık artışı kütle alış-verişinde bulunan sistemlerin ışık eğrilerinde görülen karakteristiği yansıtmakta. Yakın çiftin 0.1" uzaklığında bulunan ve toplam ışığa Hipparcos bandında ~9% ışık katkısı sağlayan üçüncü cisim de bu üçlü sistemin doğasını daha ilginç yapmaktadır.

Anahtar kelimeler: *Yakın çift yıldızlar, V822 Aql; Yöntem: Fotometri, Tayf*

Abstract

We present photometric light curves of the Algol-type binary V822 Aquila obtained with single-channel SSP5A photometer with Hipparcos and ASAS-3 light curves and high resolution

HERCULES spectra in the wavelength range of 3650-9400 Å. The close binary exhibits a classical-Algol type light curve. Magnitude drop and increase before and after the light curve primary minimum respectively reflect a characteristic behavior of close binaries where the mass transfer occurs. Third star which is 0".1 away from the close binary and contributes ~9% to the total light makes the nature of the system more exciting.

Keywords: *Close binary stars, V822 Aql; Method: Photometry, Spectroscopy*

1. Giriş

V822 Aql (ayrıca HD 183794, HIP 96007) göreli parlaklığı V~7^m.1 ve P=5.29 gün yörünge dönemi ile klasik Algol türü bir yakın örten çift sistemdir. Fotometrik değişim Hoffmeister (1935) tarafından keşfedilmiştir. Koch ve diğ. (1965)'nin yaptığı ilk tayfsal çalışmada ikinci bileşenin bileşik tayfta meydana getirdiği belirsizlikten dolayı geniş bir mutlak parlaklık aralığında sistemin parlak bileşeninin tayfı için B2 tayf türünü uygun görmüşlerdir. Bu tayf türü FitzGerald (1964)'ın belirlediği tayf türünden (B8 V) oldukça farklıdır. Ancak Popper (1981)'in tayfsal analizlerine göre B8 tayf türü her iki bileşenin bileşik tayf türünün bir sonucu, oysaki bileşenlerin soğurma çizgileri iki alt sınıf hata ile B3 ve B9 tayf türüne işaret etmektedir.

Hall (1967) fotometrik gözlemlerinden sistemin yörünge döneminin o zamana kadar bilinen değer olan 2.6 günün tam iki katına eşit olduğunu bulmuştur ve (1) eşitliğindeki ışık elemanlarını vermiştir;

$$\text{HJD Min.} = 2438256.560 + 5.295065\,E \qquad (1)$$

Lucy (1981) 103 sistemin dikine hızlarını analiz ettiği makalesinde V822 Aql sisteminin tayfsal yörünge parametrelerini tek çizgili sistem (K=135.9 km/s) olarak verirken sistemin yörüngesinin aynı zamanda da bir basıklığa (e~0.09) sahip olduğunu söylemiştir. Lucy (1981)'nin FitzGerald (1964)'ın 33 ve 66 Å/mm yaymalı tayflarını kullanarak belirlediği hız yarı genliği Popper (1981)'in 16 Å/mm yaymalı tayflarındaki Hidrojen çizgilerinden belirlediği hızlar ile uyum içerisindeyken, Mg II çizgisinden belirlediği dikine hız yarı-genliğinden (K=196.4 km/s) ~60 km/s farklı.

V822 Aql'nın fotometrik ışık eğrisi Alduseva ve Kovalenko (1977) tarafından elde edilmiştir. Bu çalışma dışındaki günümüze kadar yapılan fotometrik gözlemler Johnson UBV ve Strömgren bantlarında ışık eğrisinin belirli evrelerine denk gelen ve sayıları 3-4 gözlem noktasını geçmeyen gözlemlerdir (örn. Hall ve Weedman, 1971; Hilditch ve Hill, 1975; Wolf ve Kern, 1983). Sistemin ışık eğrisi analizi yapılmadığı için bileşenlerin mutlak boyutları hakkında istatistiksel bilginin ötesinde bir bilgiye sahip değiliz.

V822 Aql iki uzak bileşeni ile çoklu bir sistem oluşturmaktadır (CCDM 19313-0207, ADS12538, B bileşeni için $V\sim9^m.9$, ρ=1.2 as, θ=67°, C bileşeni için $V\sim9^m.8$, ρ=25.2 as, θ=298°). B bileşenin 1869 epoğuna göre verilen bu konum değerleri Hipparcos uydusunun vermiş olduğu değerler ile karşılaştırıldığında ($V\sim9^m.96$, ρ=1.281 as, θ=63°) aradan geçen 120 yıllık zaman içerisinde konumun çok değişmediği görülmektedir.

2. Gözlemler

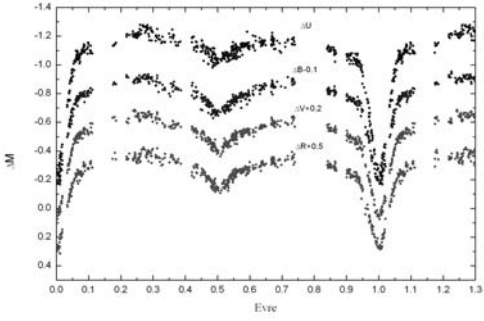
2.1. Fotometrik Gözlemler

V822 Aql'nın ışık eğrisi V-bandında ASAS ve Hp bandında ise Hipparcos tarafından elde edilmiştir. Bu çalışmada UBV ve R bantlarında ÇOMÜ Ulupınar Gözlemevinde tek kanallı SSP5 fotometresi ile toplam 27 gece yapılan gözlemler neticesinde elde edilen ışık eğrilerini sunuyoruz (Şekil 1). Işık eğrilerindeki eksik evrelerin 2008 yaz gözlem sezonu sonuna kadar devam edecek olan fotometrik gözlemler sonunda tamamlanması planlanmaktadır. Şekil 2'de U-B, B-V ve V-R renk indislerinin evreye göre değişimi gösterilmektedir. ASAS ve Hipparcos ışık eğrileri de Şekil 3'de sunulmaktadır.

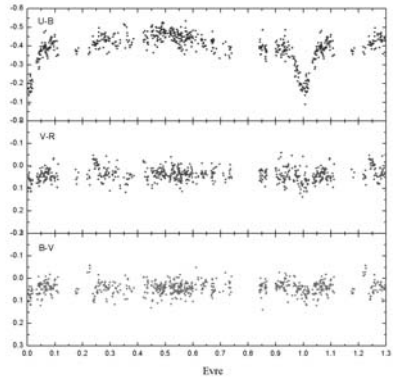
Fotometrik gözlemler neticesinde bir birinci bir de ikinci minimum zamanı elde edilmiştir. Yeni minimum zamanları ile çizdirilen ışık eğrisi, Kreiner ve Kim (2001) tarafından verilen güncel ışık öğeleri ile çizdirilen ışık eğrisine göre belli bir evre kayması göstermektedir. Bu kayma miktarı Hipparcos'un verdiği minimum zamanına göre hesaplanan değerden daha küçüktür. Böylece evrenin zamanla sistematik biçimde kaydığını ve dönemin de değiştiğini söyleyebiliriz. Sistemin yörünge dönem analizi ayrı bir çalışmada sunulacaktır.

2.2 Tayfsal Gözlemler

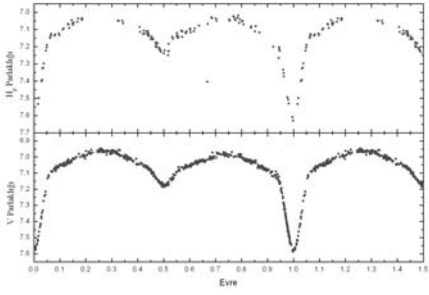
V822 Aql'nın yeni tayfsal gözlemleri Mt John Üniversites Gözlemevinde yüksek çözünürlüklü (R~41000) HERCULES echelle tayçekeri kullanılarak yapılmıştır. Toplam 17 gecede 29 tayf alınmıştır. Echelle tayflarının indirgemeleri Hercules Reduction Software Package (HRSP) ile yapılmıştır. Indirgenmiş tayfın süreklilik düzeltmesi IRAF ile yapılmıştır. Şekil 4'de He I (4471 A) ve Mg II (4481 A) çizgilerinin bulunduğu 127 numaralı tayf dizisindeki tayflar gösterilmektedir. Yörünge evresi boyunca bileşenlerin tayf çizgilerinin değişimine bakıldığında ışık katkısı daha büyük olan birinci bileşenin çizgilerinin görünmesi beklenirken daha az ışık katkılı ikinci bileşenin çizgileri daha kuvvetli görülmektedir. Bunun nedeni birinci bileşenin çok yüksek hızlarda dönüvor olmasıdır.



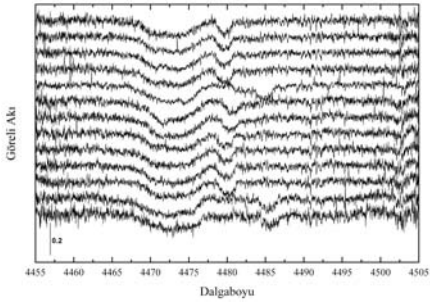
Şekil 1: *V822 Aql'nın UBVR ışık eğrileri.*



Şekil 2: *V822 Aql'nın renk eğrileri.*



Şekil 3: *V822 Aql'nın HIP ve ASAS ışık eğrileri.*



Şekil 4: *V822 Aql echelle tayfları: He I ve Mg II çizgileri.*

Teşekkür

Bu çalışma Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) tarafından 2008/37 nolu proje ile desteklenmektedir. Ayrıca fotometrik gözlemler ÇOMÜ Ulupınar Gözlemevinde, tayfsal gözlemler de Canterbury Üniversitesi Mt John Gözlemevinde yapılmıştır.

Kaynaklar

Alduseva, V. Ya. ve Kovalenko, V. M., 1977, "*Photoelectric observations of V822 Aql",* Astron. Tsirk., 956, 1 – 3.

FitzGerald, P., 1964, "Spectroscopic *orbits of the eclipsing systems V822 Aquilae, BV 241, BV 342, BV 374",* Publications of the David Dunlap Observatory, 2, 417, 428.

Hall, D. S., 1967, "*Three Eclipsing Binaries: V822 Aql, QX Cas, and HS Her*", Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 79, 630-631.

Hall, D. S. ve Weedman, S. L., 1971, "*UBV photometry of eclipsing binaries with visual companions*", Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 83, 69.

Hilditch, R. W. ve Hill, G., 1975, "*Strömgren four-colour observations of Northern Hemisphere binary systems*", Memoirs of the Royal Astronomical Society, 79, 101.

Hoffmeister, C., 1935, "*162 neue Veräderliche*", Astronomische Nachrichten, 255, 401.

Kreiner J. M., Kim C. H. ve Nha I. S., 2001, "*An Atlas of O–C Diagrams of Eclipsing BinaryStars*", Wydawnictwo Naukowe Akademii Pedagogicznej, Krakow.

Koch, R., H., Olson, E., C. ve Yoss, K., M., 1965, "*A Spectrographic Investigation of Some Bright Eclipsing Binaries*", Astrophysical Journal, 41, 955.

Lucy, L., B., 1981, " *The formation of binary stars*", In: Fundamental problems in the theory of stellar evolution; Proceedings of the Symposium, Kyoto, Japan, July 22-25, 75-83.

Popper, D., M., 1981, "*The nature of the eclipsing binary V822 Aquilae*", Astronomical Society of the Pacific, Publications, 93, 318, 319.

Wolf, G., W. Ve Kern, J., T., 1983, "*A uvby, beta photometric survey of southern hemisphere*", Astrophysical Journal Supplement Series, 52, 429-441.

RADYO ASTRONOMİDE GÖRÜNTÜ İŞLEME VE AIPS İLE BİR UYGULAMA

Nazlı D. Dağtekin
Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, systemofuniverse@gmail.com

Özet
AIPS "Astronomical Image Processing System", yani Astronomik Görüntü İşleme Sistemi, Fourier sentezi metodu kullanarak, interferometrik verilerin kalibrasyonunu, düzeltmesini, analiz ve görüntü oluşturmasını yapan bir paket programdır. Bu poster çalışmasında, programın işleyişi hakkında özet bilgi verilecek ve bir uygulama yapılacaktır.

***Anahtar Kelimeler**: Radyo astronomi, görüntü işleme, AIPS*

1. GİRİŞ

Yazımına Charlottesville, Virginia'da 1978 yılında başlanan AIPS bugün hala Socorro'da bilim insanları ve programcılar tarafından geliştirilmektedir. 1140000 satır koda sahip olan AIPS her geçen gün yeni bileşenleri ile gelişmektedir ve UNIX tabanlı sistemlerde (Linux, Solaris, Mac OS/X) çalışan AIPS, yeni güncellemeleri internet üzerinden vermektedir. AIPS, 405'e yakın ayrı bileşene sahiptir. Bu bileşenler komutları ve her yapılacak görevi işletir.

AIPS, 1983'teVLBA için başlıca indirgeme programı olarak kullanılmaya başlandığından beri radyo interferometrik kalibrasyonun her seviyesi için geliştirilerek hem sürekli hem de spektral çizgiler için kullanılmaya başlandı. AIPS paketi VLA ve VLBI verileri için etkileşimli bir takım metotlar içeren kalibrasyon ve düzeltme bölümlerine sahiptir. VLBI için MkII, MkIII ve VLBA formatları okuyabilir.

Her bilgi alanı için kalibrasyon metotları - kalibrasyon kaynağı için realistik modelleri ve selfkalibrasyon için iterasyon modelleri-kullanımını destekler.

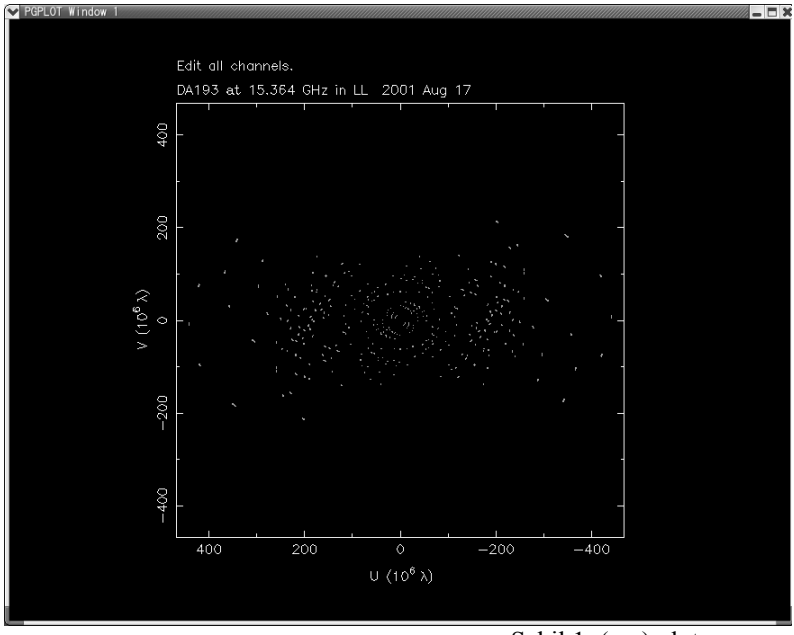
Öncelikle AIPS'in işleyişi hakkında algoritmik bilgilere yer verilecek ardından AIPS ve yardımcı olarak difmap programlarını kullanarak bir uygulama örneği yapılacaktır.

2. VLBI VERİLERİNİN AIPS VE DIFMAP KULLANILARAK İNDİRGENMESİ

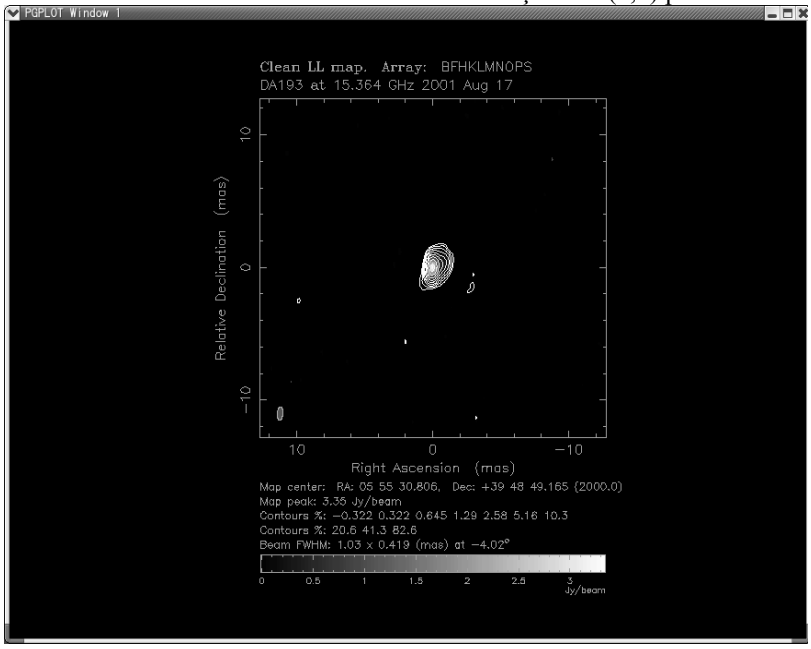
Bu çalışmada, basit yapılı bir radyo kaynağı olan DA 193'ün gözlem verilerinin analizi yapılacak. Sadece bir örnek oluşturması için kısa gözlem zamanlı basit bir kaynak seçilmiştir. Bu gözlemin hedef kaynağı NGC1052'dir. DA193 kalibrasyon için gözlenmiştir.Gözlem VLBA istasyonları kullanılarak yapılmıştır. Gözlem zamanı 20 dakika ve gözlemin yapıldığı frekans 15,4 GHz'dir. Diğer gözlem parametreleri ise şöyledir: Gözlem Tarihi: 17 Ağustos 2001, VLBI Dizgesi: VLBA (10 istasyon), Gözlem Frekansı: 15,4 GHz, Bant Genişliği: 16 MHz x 2 IF, 64 frekans kanalı /IF, Veri Boyutu: 97,3 MB.

Görüntü işleme programı ile yapılan tüm ayrıntılı çalışma posterde sergilenmektedir fakat burada özet halde neler yapıldığından bahsedilecektir.

İndirgeme sonucunda ulaşılacak sonuç şöyledir:



Şekil 1: (u,v) plot



Şekil 2: Son görüntü

Bildiri kitapçığında poster çalışmalarına ayrılan sayfa sayısı 3 olduğu için burada ancak yapılacak tüm işlemlerin başlıkları verilebiliyor

AIPS'E BAŞLAMADAN ÖNCEKİ HAZIRLIKLAR
VERİLERİN KONTROLÜ
VERİLERİN BAŞLIĞININ "IMHEADER" İLE GÖSTERİMİ
NX (INDEX) TABLOSU OLUŞTURMA
TARAMA BİLGİSİNİ LİSTELEME (LISTR)
ANTEN BİLGİSİNİ LİSTELEME (PRTAN)
GÖRÜNÜRLERE AYRILAN YERİ GÖRME (UVPLT)
SPEKTRUMU GÖRMEK (POSSM)
GENLİK VE GÖRÜNÜRLERİ KALİBRE ETMEK
ANTENİN KOMPLEKS KAZANCININ GENLİK TERİMİ
AIPS'İN İŞLEYİŞİ "VERİ KUTSALDIR"
KALİBRASYONUN İŞLEYİŞİ
KORELASYON İLE NORMALİZE (ACCOR)
SEFD İLE KALİBRASYON (VLBAMCAL, SETJY, APCAL)
SAÇAK DÜZELTMESİ (GECİKMENİN KALİBRASYONU)
SAÇAK DÜZELTMESİ (FRING)
BANT GEÇİRİM KALİBRASYONU (FREKANS KARAKTERİSTİĞİ KALİBRASYONU)
ÖZ-KORELASYON İLE BANT GEÇİRİM KARAKTERİSTİĞİNİN GENLİK TERİMLERİNİ DEĞERLENDİRMEK
BP TABLOSUNUN GENLİK TERİMLERİNİ GRAFİKLEME VE KONTROL ETME
BANT GEÇİRİM KARAKTERSİTİĞİNİN FAZ TERİMLERİNİ DEĞERLENDİRMEK
BP TABLOSUNUN FAZ TERİMLERİNİ GRAFİK İLE GÖSTERMEK
KALİBRE EDİLMİŞ GÖRÜNRÜLERİ KONTROL ETMEK
FREKANS İNTEGRASYONU İLE VERİ BOYUTLARINI İNDİRGEMEK
DIFMAP İLE GÖRÜNTÜ OLUŞTURMAK İÇİN FITS DOSYASI OLUŞTURMAK
DIFMAP'E VERİLERİ YÜKLEMEK
DIFMAP'E BAŞLAMADAN ÖNCE
DIFMAP'E BAŞLAMAK
FITS DOSYALARINI YÜKLEMEK
IF SAYILARINI VE POLARİZASYONLARI SEÇMEK

ZAMAN İNTEGRASYONU İLE VERİLERİN GÖRÜNTÜLENMESİ
VPLOT İLE GÖRÜNÜRLERİ GÖRÜNTÜLEMEK
UVAVER İLE ZAMAN İNTEGRASYONU
VPLOT İLE İNTEGRE EDİLMİŞ GÖRÜRÜNÜLERİ GRAFİKLEMEK
RADPLOT İLE GÖRÜNÜRLERİ GÖRÜNTÜLEMEK
PROJPLOT İLE GÖRÜNÜRLERİ GÖRÜNTÜLEMEK
KÖTÜ VERİLERİ İŞARETLEMEK
KİRLİ HARİTA YARATMAK
UVWEIGHT İLE GÖRÜNÜRLERİN AĞIRLIKLANDIRMASINI AYARLAMAK
TOPLAM PİKSEL SAYISINI VE BOYUTUNU AYARLAMAK
MAPPLOT İLE KİRLİ HARİTAYI YARATMAK
MAPPLOT İLE SENTEZLENMİŞ IŞINI GÖRÜNTÜLEMEK
CLEAN (TEMİZLEME İŞLEVİ)
CLEAN KOMUTUNU ÇALIŞTIRMAK
FAZ ÖZ-KALİBRASYONU (SELF-CALİBRATİON OF PHASE)
ÖZ-KALİBRASYON VE SONUÇLARI
GENLİK ÖZ-KALİBRASYONU
SON GÖRÜNTÜYÜ OLUŞTURMAK

DÜNYA'DA ARKEOASTRONOMİ ÇALIŞMALARI VE TÜRKİYE'YE UYGULANMASI

Gaye Danışan
İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt/Eminönü-İstanbul

ÖZET

Dünya'da antik kültürler tarafından uygulanmış en eski bilimlerden biri astronomidir. Eğer amacımız eski bilim anlayışını kavramaksa, birçok uzmanlık gereken alanın harmanlanması ve düzenlenmesi gerekmektedir. Arkeoastronomi bu anlayışı benimsemiştir. Genel olarak arkeoastronomi, astronomi, arkeoloji, mitoloji, antropoloji, etnografya gibi bilim dallarından faydalanır. Antik yapılar üzerine çalışan arkeoastronomi, bu yapıların Güneş, Ay ve yıldızlara göre nasıl yapılandırılmış olduklarını yorumlamaya çalışır.

Bu poster çalışmasında 1960'larda astronomi profesörü Gerald Hawkins'in Stonhenge üzerine yaptığı çalışmalarla gündeme gelen ve popülerleşen arkeoastronominin, bugün Dünya'da ulaştığı seviye incelenecek ve bunun Türkiye'ye uygulanması durumunda sağlanabilecek faydalar tartışılmaya sunulacaktır.

Anahtar kelimeler: *Astronomi, arkeoastronomi, eski kültürler, Dünya, Türkiye*

ABSTRACT

The first science, which was studied by ancient culture in the world, is astronomy. If our goal understands intelligence of ancient science, a lot of domain which needs specialty must be collated and arranged. In the same way archeoastronomy adopts this intelligence. Generally archeoastronomy takes

advantages of different sciences like astronomy, archeology, mythology, anthropology, ethnography etc. Archeoastronomy, which studies on antique buildings, struggles to comment how it located according to Sun, Moon and stars.

In this poster, I will investigate level of archeoastronomy in the world in these days which is come into a question and had a popularity by Gerald Hawkings who is an astronomy professor studied on Stonehenge in 1960s, and then I will put to tender advantages if these studies are applied in Turkey.

Key words: *Astronomy, archaeoastronomy, ancient cultures, World, Turkey*

ASTROBİYOLOJİ: YAŞAMIN SERÜVENİ ÜZERİNE BİR DENEME

Gaye Danışan
İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt/Eminönü-İstanbul

ÖZET

Birçok bilim dalını felsefesinde barındıran astrobiyoloji genel olarak yaşamın başlangıcını, bugününü ve geleceğini sorgular. Bu poster çalışmasında astrobiyolojinin konuları, bu konuların araştırılması için kullanılan yöntemler ile bu yöntemlere büyük destek vermesi ümit edilen "Phoenix" ve diğer yerdışı yaşam araştırmalarının başlangıcı ve bugünü, üniversite/enstitülerdeki astrobiyoloji çalışmalarına dair araştırmalar sunulacaktır.

Anahtar kelimeler: *Astronomi, astrobiyoloji, Phoenix, yer dışı yaşam araştırmaları*

ABSTRACT

Astrobiology, which contains a lot of discipline in its philosophy, examines origin, today and future of life. In this poster I will mention about subjects of astrobiology, methods of these subjects, Phoenix and past, today and future of other studies for Extra-Terrestrial Intelligence, studies of astrobiology at university/institutes.

Key words: *Astronomy, astrobiology, Phoenix, search for extra-terrestrial intelligence*

17P/HOLMES

Naci ERKAN*, Osman DEMİRCAN*

* Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü

Özet

17/P Holmes, 1892 yılında amatör astromon Edwin Holmes tarafından keşfedilen, dönemsel (P=6.88 yıl) bir kuyrukluyıldızdır. Dizge, 24 Ekim 2007 tarihinde meydana gelen bir patlamayla parlaklığını değiştirmiştir. Bu olay sonrasında, dizgenin görünür parlaklığı iki gün içinde yaklaşık 17 kadirden 2.8 kadire çıkmıştır. Bu çalışmada, sistemi Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde 40 cm'lik Cassegrain-Schmidt teleskoba SBIG STL-1001E CCD kamerasıyla gözledik ve biçimsel yapısının evrimini inceledik. Çekirdek parlaklığını hesapladık ve iki çekirdekli yapıyı belirleyip birbirlerine göre uzaklaşma hızlarını elde ettik.

Anahtar Kelimeler: *Kuyrukluyıldızlar : 17/P Holmes*

17P/HOLMES

Abstract

17/P Holmes is a periodic comet (P=6.88 year) in our Solar System, discovered by the amateur astronomer Edwin Holmes in 1892. On October 24, 2007 the system represented a change of brightness because of an outburst. This event increased its apperent brightness from about 17^m to 2.8^m in two days. In this study, we observed the system using SBIG STL-1001E CCD camera attached to the 40 cm Cassegrain-Schmidt telescope at the Çanakkale 18th March University Ulupınar Observatory (UPO) and studied the evolution of the structure morphology. We calculated its core brigthness and determined the two-core sturucture and their projected relative velocity according to each other.

Key words: *Comets : 17/P Holmes*

PROTO GALAKSİ KÜMELERİNİN MORFOLOJİSİ

A. Erkurt*, H. G. Tektunalı*, M. Hüdaverdi, E. N. Ercan****

**:İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 İstanbul*
***:Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342 İstanbul*
e-posta: adnan.erkurt@ogr.iu.edu.tr

Özet

Son yıllarda yüksek çözünürlüğe sahip kameralarla yapılan galaksi kümesi gözlemlerinden, galaksi kümelerinin daha önceden düşünüldüğü gibi durağan olmadığı anlaşılmıştır. Yüksek teknolojiye sahip XMM-Newton uydusu sayesinde galaksi kümelerinin sıcaklık ve metal bolluğu haritaları yapılabilmektedir. Bu çalışmamızda yakın mesafede ($z<0.14$) olan altı proto galaksi kümesinin (Abell 194, Abell 1056, Abell 1674, Abell 1882, Abell 2634, Abell 2638) analizini yaptık. Bu galaksi kümelerinin X-ışın atmosferleri (ICM: Intra Cluster Medium) çok zayıf olduğundan küme içindeki galaksiler teker teker analiz edilebilir ve böylece galaksilerin ICM içindeki evrimi incelenebilir. Biz de, bu galaksi kümelerinin içindeki parlak üye galaksilerin morfolojisine ve sıcaklık haritalarına bağlı olarak, galaksi kümelerinin dinamiğini ve üye galaksilerin emisyonlarındaki pertürbasyonları açıklamaya çalıştık.

Anahtar Kelimeler: *galaksi kümeleri: galaksiler: Abell 194, Abell 1056, Abell 1674, Abell 1882, Abell 2634, Abell 2638 − X-ışınları*

Abstract

Recent studies with high-resolution cameras have extensively showed that clusters of galaxies are not as relaxed as we considered. With its advent technology XMM-Newton allows us to obtain temperature and metal abundance map in detail. In

this study, we present our results on six (Abell 194, Abell 1056, Abell 1674, Abell 1882, Abell 2634, Abell 2638) nearby ($z<0.14$) clusters. These clusters have very poor X-ray atmosphere (ICM: Intra Cluster Medium), therefore very efficient to study individual galaxies and their evolution within ICM. Based on the temperature maps and morphology of bright member galaxies, we try to understand perturbed galaxy emissions and dynamics of the clusters itself.

Keywords: *clusters: galaxies: individual: Abell 194, Abell 1056, Abell 1674, Abell 1882, Abell 2634, Abell 2638 −X-rays*

1.Giriş

Eski X-ışın uydularıyla yapılan galaksi kümesi gözlemlerinde, yüzey parlaklık dağılımlarının küresel simetrik olduğu tespit edilen galaksi kümelerinin, dinamik olarak da sakin olduğu kabul edilmişti. Ancak yeni nesil X-ışın uydularıyla (XMM-Newton, Chandra, Suzaku) yapılan gözlemlerde, sadece yukarıda belirtilen galaksi kümeleri değil sönük galaksi kümelerinin dahi dinamik olarak hareketli oldukları gözlenmektedir. Bugün, bu yeni nesil uydular sayesinde galaksi kümelerinin dinamik yapılarının haritalarını yapabilmekteyiz. Ayrıca iki galaksi kümesi çarpışmasının sebep olduğu küçük ölçekteki dalgalanmaların diğer bir galaksi kümesi üzerindeki etkilerini, bu kümenin asimetrik parlaklık dağılımı net olarak belli olmasa bile, gösterebiliriz.

2.Analizler

Seçtiğimiz altı proto galaksi kümesinin morfolojisini açıklarken, XMM-Newton uydusunun verilerinden faydalandık. Şekillerde görülen galaksileri hem yumuşak (0.5-2.0 keV) hem de sert (2.0-10.0 keV) X-ışın bölgelerinde tespit ettik. Şekil A.'da galaksi kümelerinin 0.3-10.0 keV enerji aralığındaki X-ışın görüntüleri ve parlaklık kontürleri, Şekil B.'de galaksi kümelerinin DSS (Digitized Sky Survey)'den alınmış olan optik görüntülerinin üzerinde, X-ışın kontürleri (siyah) ve radyo kontürleri (kırmızı) görülmektedir. Şekil C ve D'de algoritmasını Bourdin ve ark.'nın yazdığı "wavelet" adı verilen haritalandırma tekniğini (Bourdin et al. 2004) kullanarak yaptığımız, sırasıyla sıcaklık ve metal bolluğu haritaları gösterilmiştir.

Abell 194 (z=0.018): Abell 194, kuzeydoğu-güneybatı yönünde bir doğrusal galaksi kümesidir. Güçlü bir radyo ışıması vardır. Kuzey-güney doğrultusu boyunca sıcaklık yüksektir. Bu sıcak bölgenin radyo görüntüsüne baktığımızda radyo loblarını görmekteyiz. Bu durum, ICM'nin radyo jetleri tarafından ısıtıldığı görüşünü desteklemektedir. Kümenin merkez bölgesinin metal bakımından fakir olduğu görüyoruz. Bunun sebebi, muhtemelen, galaksilerden henüz kayda değer bir metal atımı gerçekleşmemiş olmasından dolayıdır.

Abell 1056 (z=0.08): Kümeleşme, parlak bir galaksi etrafında değildir. Kümenin merkezindeki cD galaksisi aynı zamanda güçlü bir radyo kaynağıdır. ICM zayıftır. Kümenin eteklerinde (>1Mpc) 20'den fazla nokta kaynak tespit ettik. Kümede sıradışı bir sıcaklık dağılımı yoktur. Metal dağılımı kuzey-güney yönündedir. Küme merkezinden kuzeydoğu yönüne doğru bir uzama görülmektedir. Bu uzama, kümenin geçmişteki dinamiği sonucu meydana gelmiş olabilir.

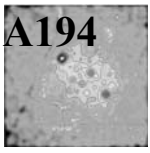
Abell 1674 (z=0.1066): 5.5 keV'luk sıcak gaz doğu-batı yönünde yayılarak ilerlemektedir. Bunun sebebi, kümenin merkezindeki iki galaksinin doğu-batı yönünde çarpışmasıyla ilişkili olan sıcak gazın, çarpışma sonrası yine bu yönlerde yoluna devam etmesi olabilir. Kümenin merkezi metal bakımından oldukça fakirdir ($<0.07\ Z_{\Theta}$ Bu değer Katayama et al. (2005) tarafından da bulunmuştur). Kümenin batı kısmı nispeten daha soğuktur (2.5 keV).

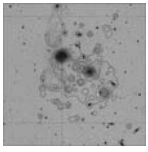
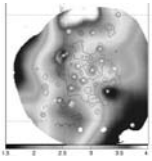
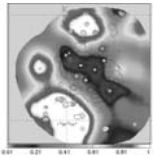
Abell 1882 (z=0.1367): Bu küme üç bölümden oluşur. Güney bölümü merkez olmak üzere kuzeyde de iki büyük gruplaşma vardır. Güney bölümündeki ICM'nin sıcaklığı 2.5 keV'dur. Kuzeydeki iki bölgenin ICM sıcaklığı 2 keV'dan düşüktür. Bu kümenin iç kısmında ve eteklerinde bulunan çok sayıda galaksi sayesinde, kümenin farklı bölgelerinin üye galaksiler üzerindeki çevresel etkileri hakkında karşılaştırmalı araştırma yapabiliyoruz.

Abell 2634 (z=0.0314): Küme merkezinde çok parlak bir cD galaksisi bulunmaktadır. Bu galaksi ayrıca güçlü radyo ışıması yapmaktadır. Radyo jetleriyle ilişkili olarak sıradışı sıcaklık değişimleri görülmektedir. Kümenin merkez bölgesindeki gazın sıcaklığı 3 keV'dur. Kuzey bölgenin sıcaklığı farkedilir derecede yüksektir (4.5 keV). Ancak bu bölgenin metal bolluğu düşüktür ($<0.1\ Z_{\Theta}$). Kümenin kuzeydoğu ve güneybatı bölgelerinde metal bolluğu yüksektir. Bunun sebebi galaksilerin daha önce bu yönde çarpışmış

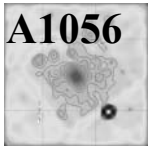
olması ve bu sayede ortama yüksek oranda metal bırakmış olması olabilir.

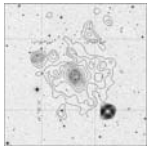
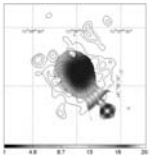
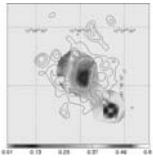
Abell 2638 (z=0.0825): Bu küme X-ışınlarında oldukça sönüktür. Kümede bulunan cD galaksisi ayrıca radyo ışıması da yapmaktadır. X-ışın kaynakları kuzeydoğu-güneybatı yönünde sıralanmıştır. Merkezden itibaren 5 yay saniyelik bölgede 2.8 keV'luk üniform bir sıcaklık olup metal bolluğu çok düşüktür (<0.1 Z_{Θ}). Kümenin kuzeybatı bölgesindeki daha soğuk (~2 keV) olan bölgenin, kümenin ikinci parlak kaynağı ile bağlantılı olduğunu düşünmekteyiz.



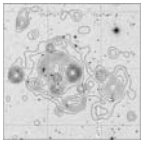
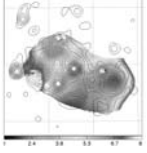
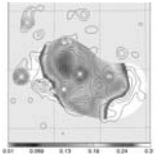




1A: X-ışın **1B: DSS optik** **1C: Sıcaklık** **1D: Metal bol.**

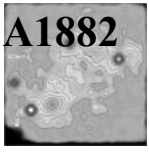


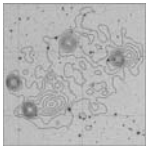
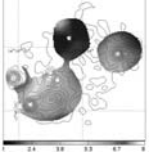
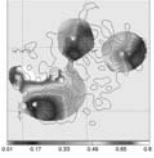




2A: X-ışın **2B: DSS optik** **2C: Sıcaklık** **2D: Metal bol.**

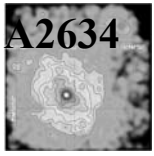




3A: X-ışın **3B: DSS optik** **3C: Sıcaklık** **3D: Metal bol.**

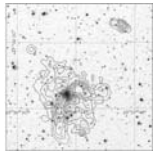


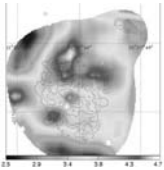
4A: X-ışın **4B: DSS optik** **4C: Sıcaklık** **4D: Metal bol.**



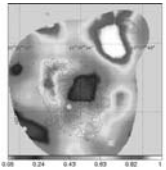
5A: X-ışın



5B: DSS optik

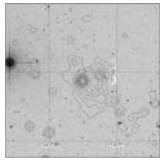


5C: Sıcaklık

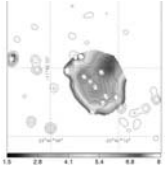


5D: Metal bol.

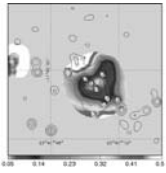
6A: X-ışın



6B: DSS optik



6C: Sıcaklık



6D: Metal bol.

Şekil A.'da galaksi kümelerinin X-ışınlarındaki (0.3-10 keV.) görüntüleri ve parlaklık kontürleri, Şekil B.'de optik görüntülerin üzerinde X-ışın kontürleri (siyah) ve radyo kontürleri (kırmızı), Şekil C ve D.'de sırasıyla sıcaklık ve metal bolluğu haritaları gösterilmiştir.

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ TAYFSAL SÖNÜMLEME EĞRİSİ, g′r′i′ FOTOMETRİK SÖNÜMLEME ve ALETSEL DÖNÜŞÜM KATSAYILARI

H.Gökhan GÖKAY[1], Birol GÜROL[2], S.Hande GÜRSOYTRAK[3], Yahya DEMİRCAN[4], Ethem DERMAN[5]

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara, [1]Tel:312.2126720/1350, e-posta:ggokay@science.ankara.edu.tr
[2]Tel:312.2126720/1313, e-posta:gurol@science.ankara.edu.tr
[3] e-posta:handegursoytrak@gmail.com
[4] Tel:312.2126720/1352, e-posta:demircan@ankara.edu.tr
[5] Tel:312.2126720/1319, e-posta:ethem.derman@ankara.edu.tr

Özet

M67 yaşlı açık yıldız kümesi 18-22 Aralık 2007 tarihleri arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) RTT150 teleskobu kullanılarak gözlenmiştir. Fotometrik gözlemler g'r'i' filtrelerinde yapılmıştır. Aynı bölgede belirlenen bazı standart yıldızlar ile 20 tane küme üyesi yıldızın tayfsal gözlemi TFOSC #14 optik ağı kullanılarak gözlenmiştir. Gözlemsel veriler IRAF programında indirgenmiş ve analizi gerçekleştirilmiştir. Analizlerimizin sonucunda TUG'a ait tayfsal sönümleme eğrisi, g′r′i′ bantlarındaki sönümleme ve aletsel dönüşüm katsayıları hesaplanmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Yıldız kümesi: M67, gözlemevi: TUG*

Abstract

Photometric and spectroscopic observations of the old open star cluster M67 obtained by RTT150 telescope located in TUBITAK National Observatory (TUG) during 2007

December the 18-22nd. Photometric observations done with g′r′i′ filters. Spectroscopic observations of selected standard stars and 20 pre-selected objects done with TFOSC #14 grating. The observations reduced and analyzed with IRAF and obtained spectroscopic extinction curve, the extinction and instrumental tranformation coefficients of g′r′i′ filters to the standard system are derived.

Key Words: *Star cluster: M67, observatory: TUG*

1.Giriş

Fotometrik gözlemlerde mukayese yıldızı, değişimi gözlenmek istenen yıldız ile farklı ufuk yüksekliklerinde bulunuyor ise atmosferik sönümleme düzeltmesi önemli hale gelir. Farklı ufuk yüksekliklerinde bulunan cisimlerden gelen ışınlar yer atmosferinde ışığın katettiği yol ve dalgaboyuna bağlı olarak farklı miktarlarda soğrulduktan sonra gözlemciye ulaşır. Soğrulma miktarlarındaki bu farklılığın düzeltilmesi daha doğru gözlemsel verilerin elde edilebilmesi için önemlidir.

Atmosferik sönümleme etkisinin dalgaboyuna göre değişimi yerel gözlem koşullarına, gözlenen cismin enerji dağılımına ve ışığın yer atmosferinde aldığı yola bağlıdır. Bu etkinin görülebildiği en uygun gözlemler büyük bir dalgaboyu aralığına dağılmış tayfsal gözlemlerdir. Çeşitli gözlemevlerinin yayınladıkları sönümleme eğrileri incelendiğinde atmosferik sönümleme etkisinin kısa dalgaboylarında yüksek ve uzun dalgaboylarında ise düşük değerlere sahip olduğu bilinmektedir. Karakteristik olarak atmosferik sönümleme değerlerinin benzer değişim göstermesine rağmen gözlemevlerinin konumu, gözlemlerin yapıldığı koşullar bu değişimin yapısında az da olsa değişimlere neden olabilmektedir. Özellikle tayfsal gözlemlerin akı kalibrasyonu gerçekleştirilmek istendiğinde atmosferik sönümleme etkisinin iyi bir şekilde modellenmesi ve giderilmesi gerekmektedir.

Bu çalışmada, Tübitak Ulusal Gözlemevi'ne ilişkin g′, r′ ve i′ filtrelerindeki sönümleme katsayıları ile standart sisteme dönüşüm katsayıları ve atmosferik sönümleme etkisinin değişimi incelenmiştir.

2. Gözlemler

Fotometrik ve tayfsal gözlemler TUG_RTT150.07.52 numaralı proje kapsamında Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde 18 – 24 Aralık 2007 tarihleri arasında RTT150 teleskobu ile gerçekleştirilmiştir. Fotometrik gözlemlerimiz 18-22 Aralık 2007 tarihlerinde yapılmıştır. M67 yaşlı açık yıldız kümesinin merkez bölgesi, g′r′i′ filtrelerinde 5 saniye poz süresi ile gözlenmiştir.

Tayfsal gözlemlerimiz TFOSC tayfçekeri ve #14 numaralı grism kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Sönümleme eğrisinin belirlenmesinde 18 Aralık 2007 tarihinde 3 kez tayfsal gözlemi alınan HD84937 akı standardı kullanılmıştır.

3. Analizler

Fotometrik dönüşüm katsayılarının belirlenebilmesi için Clem, vandenBerg, Stetson (2007) tarafından verilen ikincil ugriz standart yıldızları kataloğu kullanılmıştır. Bu katalogdaki 29, 43, 71, 96, 101, 114, 124, 223, 243, 288 numaralı yıldızlar seçilmiştir.

Fotometrik gözlemlerimiz için IRAF programında kalabalık alan fotometrisi yapılmıştır. Toplam beş ayrı gözlem gecesine dağılmış gözlemlerimiz için elde edilen aletsel parlaklık değerleri ve standart parlaklık değerleri kullanılarak yine IRAF programı yardımıyla aşağıdaki denklem sistemi kullanılarak standart sisteme dönüşüm katsayıları çözülmüştür.

$$g'_{aletsel} = g' + a_g + b_g[(g'-r') - (g'-r')_{zero}] + c_g[(g'-r') - (g'-r')_{zero}][X - X_{zero}] + k_g X$$

$$r'_{aletsel} = r' + a_r + b_r[(r'-i') - (r'-i')_{zero}] + c_r[(r'-i') - (r'-i')_{zero}][X - X_{zero}] + k_r X$$

$$i'_{aletsel} = i' + a_i + b_i[(r'-i') - (r'-i')_{zero}] + c_i[(r'-i') - (r'-i')_{zero}][X - X_{zero}] + k_i X$$

Hesaplamalar sırasında hava kütlesinin sıfır noktası için (X_{zero}=1.3) kullanılmıştır. "a" katsayısı gecelik kayma miktarı olarak bilinmektedir. "b" ve "c" aletsel dönüşüm katsayıları olarak adlandırılmaktadır. Son olarak "k" ile gösterilen terim atmosferik sönümleme katsayısını ifade etmektedir. $(g'-r')_{zero}$ ve $(r'-i')_{zero}$ sabitleri, fit işlemi sırasında kolaylık olması için sırasıyla 0.53 ve 0.21 olarak alınmıştır. Kullanılan dönüşüm denklemleri Gunn vd (2001) tarafından verilmiştir. Çözümlerimizin sonucu Çizelge 1'de hataları ile birlikte verilmiştir.

Çizelge 1: g′r′i′ filtrelerindeki standart sisteme dönüşüm katsayıları ve hataları

Katsayı	Değer	Hata	Katsayı	Değer	Hata	Katsayı	Değer	Hata
a_g	1.356	0.009	a_r	1.405	0.014	a_i	1.830	0.018
b_g	-0.017	0.003	b_r	0.124	0.011	b_i	0.317	0.016
c_g	0.004	0.021	c_r	0.086	0.084	c_i	0.398	0.116
k_g	0.178	0.007	k_r	0.135	0.011	k_i	0.080	0.014

Tayfsal gözlemlerimiz, IRAF programında indirgenmiştir. Dalgaboyu kalibrasyonu, aynı gözlem gecesi alınmış olan helyum lambası kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Önce IRAF'ın veri tabanındaki spektrofotometrik gözlemler ile karşılaştırılarak HD84937 yıldızı için duyarlılık eğrisi elde edilmiştir. Bu değerler kullanılarak elde edilen sönümleme eğrisine ilişkin değerler Çizelge 2'te verilmiştir.

Çizelge 2: TUG için HD84937 standart yıldızı kullanılarak hesaplanan tayfsal sönümleme eğrisi sonuçları.

Dalgaboyu	Sönümleme	Dalgaboyu	Sönümleme	Dalgaboyu	Sönümleme	Dalgaboyu	Sönümleme
3914.13	0.406	4497.83	0.263	5081.53	0.183	5665.23	0.146
3937.48	0.402	4521.18	0.258	5104.88	0.181	5688.58	0.148
3960.83	0.397	4544.53	0.254	5128.23	0.180	5711.93	0.151
3984.18	0.392	4567.88	0.249	5151.57	0.178	5735.27	0.153
4007.52	0.387	4591.22	0.246	5174.92	0.176	5758.62	0.155
4030.87	0.381	4614.57	0.243	5198.27	0.175	5781.97	0.157
4054.22	0.374	4637.92	0.239	5221.62	0.173	5805.32	0.158
4077.57	0.367	4661.27	0.236	5244.97	0.171	5828.67	0.159
4100.92	0.360	4684.62	0.233	5268.31	0.169	5852.01	0.159
4124.26	0.353	4707.96	0.230	5291.66	0.167	5875.36	0.159
4147.61	0.346	4731.31	0.227	5315.01	0.164	5898.71	0.158
4170.96	0.338	4754.66	0.224	5338.36	0.162	5922.06	0.157
4194.31	0.330	4778.01	0.220	5361.71	0.160	5945.41	0.156
4217.66	0.322	4801.35	0.217	5385.05	0.157	5968.75	0.155
4241.00	0.314	4824.70	0.214	5408.40	0.154	5992.10	0.153
4264.35	0.307	4848.05	0.211	5431.75	0.152	6015.45	0.152
4287.70	0.303	4871.40	0.207	5455.10	0.149		
4311.05	0.298	4894.75	0.204	5478.45	0.146		
4334.40	0.294	4918.10	0.201	5501.79	0.144		
4357.74	0.290	4941.44	0.197	5525.14	0.141		
4381.09	0.285	4964.79	0.194	5548.49	0.140		
4404.44	0.281	4988.14	0.191	5571.84	0.139		
4427.79	0.276	5011.49	0.188	5595.19	0.140		
4451.14	0.272	5034.83	0.186	5618.53	0.142		
4474.48	0.267	5058.18	0.184	5641.88	0.144		

4. Sonuç

Tübitak Ulusal Gözlemevi için fotometrik olarak g′r′i′ filtrelerinde ve tayfsal olarak standart yıldız gözlemleri kullanılarak sönümleme değerleri belirlenmiştir. Bu çalışma, "Yaşlı Açık Kümelerdeki Parlak Moröte Kaynakların Fotometrik ve Tayfsal Analizi" konulu ve halen devam eden doktora çalışmasının bir yan ürünüdür. Bu sayede henüz belirlenmemiş olan ve yukarıda değerleri verilen sönümleme değerlerinin tespiti yapılmıştır.

5. Kaynaklar

Clem J. L., VandenBerg D. A., Stetson P. B. 2007, *AJ,* **134** 1890-1900

Gunn, J. E., Hogg, D., Finkbeiner, D., Schlegel, D., 2001, "A Redefinition of the SDSS Photometric System I: Principles and Defining Equations", http://www.sdss.org/dr3/algorithms/jeg_photometric_eq_dr1.html

(1) http://www.tug.tubitak.gov.tr/~murat/web/tug_istatistik_2004.html
(2) http://www.ls.eso.org/lasilla/atm_ext/html/1995photomap.html
(3) http://www.ast.cam.ac.uk/~dwe/SRF/camc_extinction.html

Hα SPEKTREL ÇİZGİSİNDE GÖZLENEN KROMOSFERİK İNCE YAPILARA AİT FİZİKSEL PARAMETRELER

Asuman GÜLTEKİN, Nurol AL ERDOĞAN
İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Fen Fakültesi, 34452, Üniversite/Beyazıt

Özet

Güneş'in kromosfer tabakası 2002 Mayıs döneminde Observatorio del Teide/Tenerife'deki Vakum Kule Güneş Teleskopu (VTT)'nda kurulu olan iki-boyutlu bir spektrometre ile gözlenmiştir. Gözlemler esnasında Hα spektrel çizgisi taranarak, her bir tarama noktasında gerek beyaz ışık gerekse dar bant görüntüler elde edilmiştir. Spekl rekonstrüksiyon tekniği ile Arz atmosferinin bozucu etkilerinden arındırılan dar bant verilerine Beckers'in Bulut Modeli uygulanarak Hα çizgi profilinin merkez bölgesinde gözlenen ve 'fibril' adı verilen jet benzeri koyu ince yapılara ait kaynak fonksiyonu, hız, Doppler genişliği, optik derinlik gibi fiziksel parametreler hesaplanmış ve buradan da ikinci seviyedeki Hidrojen yoğunluğu, elektron yoğunluğu ve sıcaklık gibi büyüklükler bulunmuştur. Bu çalışmada incelenen yapıların özelliklerine dair sonuçlar verilecektir.

Anahtar Kelimeler: Güneş: kromosfer, ince yapılar- Teknik: spektroskopik

Abstract

In May 2002, the solar chromosphere was observed with a two-dimensional spectrometer which is mounted in the Vacuum Tower Telescope at the Observatorio del Teide/Tenerife. During the observation, we took white-light and narrow-band images. The latter were obtained by scanning through the Hα line at neighbouring spectral positions. The

speckle reconstruction technique was applied to the narrow-band images to compensate for the effects of the earth's atmosphere. Using Beckers's cloud model, we calculated some physical parameters like the source function, the line-of-sight velocity, the Doppler width and the optical depth. From these, we estimated the number density of the second level in hydrogen, the electron density and the temperature of jet-like dark thin fine structures called fibrils which are observed in the core of the Hα line profile. Here, we will present several results of this study.

Key Words:Sun: chromosphere, fine structures- Techniques: spectroscopic

1. Giriş

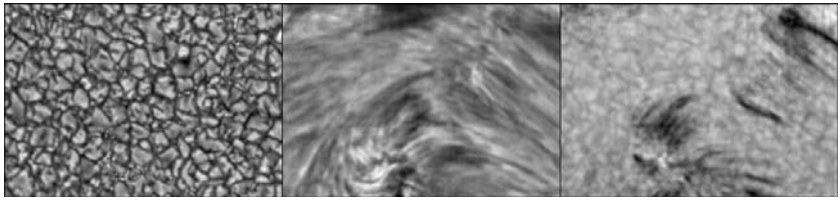
Güneş'in kromosfer tabakası gözlemlerinde jet tipi yapılar görülmektedir. Bunlar Güneş diski kenarında ve Güneş diski üzerinde bulunmalarına göre farklı isimler almaktadır. Bu yapıların doğasının anlaşılması için yüksek uzaysal, spektrel ve zamansal çözünürlükte verilere ihtiyaç vardır. Gözlemlerdeki ve görüntü işleme tekniklerindeki gelişmeler, bu ince yapılardan biri olan aktif bölge fibrillerinin de daha iyi anlaşılmasını sağlamaktadır (De Pontieu ve diğ., 2007). Bu çalışmada bir Fabry-Perot interferometresi kullanılarak Hα'da yapılan taramalarla elde edilen iki boyutlu görüntüler kullanılmış ve gözlenen fibrillerin fiziksel parametrelerini elde etmek için Beckers (1964) tarafından verilen 'bulut modeli' uygulanmıştır.

Özellikle kromosferik yapıların analizinde yaygın olarak kullanılmış olan Beckers'in bulut modeline göre kromosferde gözlenen yapıların, alttaki tabakalardan tamamen ayrı ve Güneş fotosferinden gelen ışınımı soğuran bulut benzeri yapılar olduğu; kaynak fonksiyonu, radyal hız, Doppler genişlik ve soğurma katsayısının görüş doğrultusu boyunca sabit olduğu kabul edilmektedir.

2. Gözlemler ve Veri İndirgemeleri

Gözlemler 2 Mayıs 2002 tarihinde Kanarya adalarından biri olan Tenerife'de, açıklığı 70 cm olan Vakum Kule Teleskopu'yla yapılmıştır. İncelenen 49 dakikalık zaman serisi 60 adet Hα çizgi

taramasından oluşmaktadır. Bir tarama sırasında bir CCD kamera ile Hα çizgi profilinde 125 mÅ'luk adımlarla 18 dalgaboyu pozisyonunda 8'er dar-bant görüntüsü kaydedilmiştir. Her bir dar-bant görüntüyle eş zamanlı olarak, yarı şiddetteki tam genişliği 50 Å ve merkezi dalgaboyu 6563 Å olan bir girişim filtresi kullanılarak beyaz ışık görüntüsü alınmıştır. Görüntü indirgemelerinde kara akım, düz alan ve görüntü kayması düzeltmele-rinden sonra görüntülere spekl yöntemi (de Boer, 1996; von der Lühe, 1984; Weigelt, 1977; Keller & von der Lühe, 1992) uygulanmıştır. Spekl yönteminin uygulanması sonucunda 60 adet fotosferik beyaz ışık görüntüsünden oluşan bir geniş-bant zaman serisi ile Hα çizgi profilinin 18 dalgaboyu konumuna karşılık gelen 18 dar-bant görüntüyü içeren 60 adet taramadan oluşan bir dar-bant zaman serisi oluşturulmuştur. Şekil 1'de zaman serisindeki 7. taramaya ait görüntü işleme teknikleri sonucunda yeniden oluşturulmuş sırasıyla beyaz ışık görüntüsü, Hα merkez görüntüsü ve Hα+0.75 Å'daki görüntü verilmiştir.



Şekil 1: (Soldan sağa) Beyaz ışık görüntüsü, Hα merkez görüntüsü ve Hα+0.75 Å'daki dar-bant görüntü. Her bir görüntünün boyutu 330×230 piksel^2'dir.

3. Bulut Modeli ve Sonuçlar

Basit bulut modeline göre kaynak fonksiyonu sabit kabul edildiğinden radyatif transfer denklemi

$$I(\Delta\lambda) = I_0(\Delta\lambda)e^{-\tau(\Delta\lambda)} + S(1-e^{-\tau(\Delta\lambda)}) \quad (1)$$

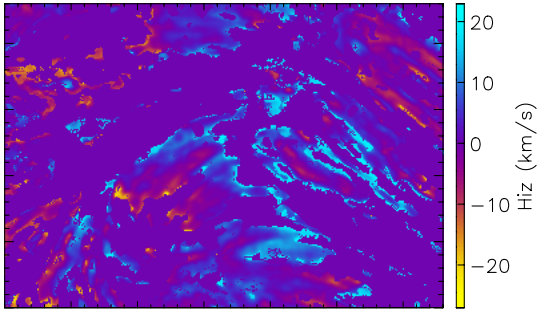
şeklini alır. Buradan kontrast profilini ($C(\Delta\lambda)$) aşağıdaki gibi yazabiliriz;

$$C(\Delta\lambda) = \frac{I(\Delta\lambda) - I_0(\Delta\lambda)}{I_0(\Delta\lambda)} = (\frac{S}{I_0(\Delta\lambda)} - 1)(1 - e^{-\tau(\Delta\lambda)}) .$$

Dalgaboyuna bağlı optik kalınlık ise

$$\tau(\Delta\lambda) = \tau_0 e^{(\frac{\Delta\lambda - \Delta\lambda_I}{\Delta\lambda_D})^2}$$

şeklinde verilmektedir. Burada τ_0 çizgi merkezindeki optik kalınlığı, $\Delta\lambda_D$ Doppler genişlemesini, λ_0 çizgi merkezi dalgaboyunu, c ışık hızını ve v_{LOS} maddenin görüş doğrultusundaki hız bileşeni olmak üzere $\Delta\lambda_I = (\lambda_0 \times v_{LOS})/c$ şeklinde ifade edilen Doppler kaymasını göstermektedir. $I_0(\Delta\lambda)$ için görüntülerde yapıların olmadığı sakin bir bölgenin ortalama şiddeti alınmıştır. Her bir dar-bant taraması için görüş alanındaki her bir piksele ait oluşturulan kontrast profiline lineer olmayan en küçük kareler fiti uygulanarak en iyi uyumu veren S, τ_0, $\Delta\lambda_D$ ve v_{LOS} parametreleri bulunmuştur. Bu çalışmada fibrillere ait bulunan ortalama bulut parametreleri sırasıyla 0.129, 1.23, 0.4 Å ve 5.23 km/s'dir. Sánchez-Andrade Nuño ve diğ. (2008)'nin fibriller için buldukları parametreler ise 0.154, 1.05, 0.34 Å ve 11.7 km/s şeklindedir.



Şekil 2: Yedinci taramaya ait bulut modeliyle elde edilen hız görüntüsü. Pozitif değerler yukarı yöndeki hareketi, negatif değerler ise aşağı yöndeki hareketi göstermektedir.

Bulut modeliyle belirlenen bu parametrelerden yola çıkarak ikinci seviyedeki hidrojen atomlarının sayı yoğunluğu (N_2), elektron

yoğunluğu (N_e) ve sıcaklık (T) aşağıdaki bağıntılar (Tsiropoula & Schmieder, 1997) yardımıyla hesaplanmıştır;

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c}\sqrt{\xi_t^{\,2} + \frac{2kT}{m}} \quad .$$

$$N_e \approx 3.2\times10^{8}\sqrt{N_2}$$

$$\tau_0 = 1.38\times10^{-8}\frac{N_2 L}{\Delta\lambda_D}$$

L yapıların kalınlığı, ξ_t mikrotürbülans hızı ve m atom kütlesidir. τ_0 ve $\Delta\lambda_D$ için ortalama değerlerin kullanılmasıyla, L'nin 725 km ve mikrotürbülans hızın ise 10 km/s alınması durumunda N_2, N_e ve T için hesaplanan değerler 5×10^4 cm^{-3}, 7.16×10^{10} cm^{-3} ve 1.49×10^4 K'dir. Mikrotürbülans hızın 5 ve 15 km/s olması durumunda sıcaklık sırasıyla 1.92×10^4 ve 7.26×10^3 K değerlerini almıştır. Sánchez-Andrade Nuño ve diğ. (2008) çalışmalarında bu büyüklükler için ise sırasıyla 4.5×10^4 cm^{-3}, 6.8×10^{10} cm^{-3} ve 1.51×10^4 K değerlerini bulmuşlardır.

Kaynaklar

De Pontieu, B., Hansteen, V.~H., Rouppe van der Voort, L., van Noort, M., Carlsson, M.,(2007), High-Resolution Observations and Modeling of Dynamic Fibrils, *Astrophysical Journal* 655, 624-64

Beckers, J.M., (1964), PhD Thesis, Utrecht University.

de Boer, C.R., (1996), Noise Filtering in Solar Speckle Masking Reconstructions, *Astronomy and Astrophysics,* 120, 374-390

von der Lühe, O., (1984), Estimating Fried's Parameter from a Time Series of an Arbitrary Resolved Object Imaged Through Atmospheric Turbulence, *J. Opt. Soc. Am.*, A1, 510

Weigelt, G. P., (1977), Modified Astronomical Speckle Interferometry Speckle Masking, *Optics Comm*., 21, 55

Keller, C., von der Lühe O., (1992), Solar Speckle Polarimetry, *Astronomy and Astrophysics*, 261, 321- 328

Tsiropoula, G., Schmieder, B., (1997), Determination of Physical Parameters in Dark Mottles *, Astronomy and Astrophysics*, 324, 1183

Sánchez-Andrade Nuño, B., Bello González, N., Blanco Rodríguez, J. , Kneer, F., and Puschmann, K. G., (2008), Fast Events and Waves in an Active Region of the Sun Observed in Hα with High Spatial Resolution, *Astronomy and Astrophysics*, 486, 577-587

UZUN, ORTA ve KISA DÖNEMLİ DEĞİŞİMLER GÖSTEREN BAZI BE/X-IŞIN ÇİFT YILDIZ SİSTEMLERİ

Ü. Kızıloğlu, N. Kızıloğlu, A. Baykal, S.K. Yerli, M. Özbey

ODTÜ Fizik Bölümü

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü

Bu çalışmada TUG/TUBİTAK-Bakırlıtepe'de bulunan ROTSEIIId ve RTT150 teleskopları ile 2004 yılından bu yana gözlemleri yapılan ve optik ışık eğrilerinde değişimler gösteren bazı Be/X-ışın çift yıldız sistemlerini tanıtacağız. Bu sistemlerdeki Be yıldızlarının (erken tip ve Ana-kol yıldızları) ekvator bölgesinden kaybettiği maddenin oluşturduğu bir disk (decretion disk) ile çevrili olduğu düşünülmektedir. Diskin varlığından dolayı tayflarında salma çizgileri (Balmer, HeI çizgileri) ve kızıl ötesi bölgede aynı tayf türündeki yıldızlara göre daha fazla ışıma göstermektedirler. Disk oluşumunun nedeni tam olarak bilinmemekle birlikte yıldızın dönme hızının büyük olması, manyetik alan, radyasyon basıncı ve radyal olmayan salınımlar sebep olarak gösterilebilir. X-ışını veren diğer bileşenin ise nötron yıldızı olduğu düşünülmektedir.

Giriş

Be yıldızları hızlı dönen (çoğunluğu için kopma hızının 0.7 katı) B tayf tipindeki ana-kol yıldızları olup ekvator bölgesinden kütle kaybederek etrafında bir disk oluşturduğu düşünülmektedir. Bu diskten nötron yıldızına madde transferi olduğunda X-ışın patlaması görmekteyiz (Porter ve Rivinius 2003). H-alfa da ışınım yapması ve

kızıl ötesi ışıkta artış görülmesi bu yıldızların gözlenen özellikleridir. Optik ışık eğrileri bazen artış bazen azalma göstermektedir. Be disklerinde açısal momentumun diskin iç kısmından dışarıya doğru diskin viskozitesi yardımıyla taşındığı modeli genel kabul görmekte (Okazaki ve Negueruela 2001). Bu diskin ne kadar genişleyeceği yörüngesel parametrelere ve diskin viskozitesine bağlı. Diskten nötron yıldızına (NY) madde transferi olduğunda eğer bu transfer periastron geçisine (PA) rastlarsa (periyodik olursa) oluşan X-ışın patlaması Tip I X-ışın patlaması olarak tanımlanıyor, ki bu durumda X-ışın ışıma gücü 10^36 erg/sn civarında. Eğer X-ışın patlamasının ışınım gücü 10 ^37 erg/sn veya daha büyükse Tip II X-ışın patlaması oluyor ki bu tip patlama yörüngesel parametrelere bağlı değil (Negueruela 2004). Herhangi bir madde transferinin olmadığı zamanlarda sistem X-ışını bakımından sakin görünüyor. Düşük e değeri olan sistemlerde NY nın Tip I patlama göstermesi beklenmiyor ama Tip II patlama gösterebilir. Yüksek e değeri olan sistemlerde ise Tip I patlamaları görmek mümkün, yani NY her PA geçişinde diskten madde kapacak.

Gözlemler

Be yıldızları yaptığımız gözlemlerde de görüldüğü gibi üç tip ışık değişimi gösteriyor.

a) Uzun dönemli değişim: Disk yoğunluğuna ve disk genişliğine bağlı olup değişimler düzensiz ve haftalarca devam edebilir (örnekler: V635 Cas, GRO J2058, EXO J2030 gibi).

b) Kısa dönemli değişim: Yıldızlardaki periyodik ve radyal-olmayan değişimler olarak
düşünülmektedir. Salınım periyodu 0.1 ile 2 gün arasında değişiyor (örnek: GRO J2058) .

c) Orta dönemli değişim: Bu değişimler uzun dönemli değişimlerin üstüne binmiş olarak (örnek: SAX J2239.3) veya tek başına gözükmektedir (örnek: V615 Cas). Oldukça düzenli
olan bu değişimler 50 – 100 gün arası bir periyot göstermekte.

Ayrıca Tip I ve II tipi X-ışın patlamaları önemli (örnekler: V635 Cas, EXO J2030).

Aşağıda Be/X-ışın sistemlerinin yörüngesel parametreleri (Popov 2005) her şeklin yanında verilmektedir. Ayrıca her Be/X-ışın sisteminin çeşitli zamanlarda gözlenmiş H-alfa bölgesindeki tayflarından bazıları kısa açıklamaları ile birlikte verilmektedir.

4U 0115+634 (V635 Cas: Sistemde Be diskinin olduğunu H-alfa çizgisini görmekle anıyoruz (Temmuz 2007). Aralık 2007 de ise H-alfa çizgisi kabuk profili göstermekte. Profilin ortasında diskin kendi soğurmasının continuma ulaşığını ve eşdeğer genişlik (EG) değerinin azaldığını görmekteyiz. U diskin bir zaman sonra kaybolacağını göstermekte. Nitekim Temmuz 2006 da H-alfayı soğurma durmunda görmemiz diskin yok olduğu zamanların olduğunu göstermekte. Be diskinin 500-600 günlük bir oluşma ve kaybolma periyodunun olduğunu düşünmekteyiz.Diskin oluştuktan sonra gnişleyrek büyüdüğü ve fakat NY nın varlığı nedeniyle genişlemesinin durduğu ve kararsız duruma geldiği, burkularak presesyona başladığı varsayılıyor (Negueruela ve ark. 2001, Baykal ve ark. 2005).

EXO 2030+375 (V2246 Cyg): Tip II X-ışın patlamasından sonra aldığımız üç tayfın ikisinde (Eylül ve Aralık 2006) H-alfa profillerini tek tepeli ve asimetrik alarak görmekteyiz. Profilin kırmızı omzu üç ay içinde sönüyor. Tip II X-ışn patlaması sırasında asimetrik profillerin görülmesi yani bir anlamda yoğunluk bozukluklarının ortaya çıkması Tip II X-ışın patlamalarının Be disk yapısıyla yakından ilgili olduğunu göstermekte.

GRO J2058+42: Haziran 2007 de çift tepeli olarak gördüğümüz H-alfa çizgi profili Be yıldızının iyice parlamasıyla birlikte Mayıs 2008 de tek tepeli asimetrik bir profil göstermekte. V/R değişimi gösteren bu sistemin V/R değişim periyodunun bir yıldan az olmadığı varsayılıyor (Özbey 2008, Ms. Tezi). Diskteki asimetrik yoğunluk dalgasının ilerlemesiyle birlikte diskin genişliği NY na yeterince ulaştığında ve NY bu yoğun bölgeden geçerken NY na olan kütle transferi ile gerçekleştiğini düşündüğümüz ve SWIFT/BAT ın gözlediği bir Tip I X-ışın patlaması görülmekte. Patlamada 10 gün

sonra alınan tayfta (May 2008) H-alfa çizgisinin her iki bileşeninden gelen akının (V ve R) toplanarak daha büyük bir eşdeğer genişliğe ulaşmış olduğu görülüyor.

SAX J2239+61 (2CG 135+01): H-alfa profilleri tek tepeli olup sadece tepe kısmında kırmızı ve mavi bölgede oluşan küçük soğurmalar görmekteyiz. Tek tepeli H-alfa çizgisi görmemiz sistemin i açısının 60 dereceden küçük olduğunu göstermekte. Işık eğrisinde yaklaşık 300 günlük değişimlerin üzerine binmiş orta dönemli değişimler görülmekte.

IGR J06074+2205: H-alfa çizgi profilleri asimetrik şekil göstermekte. Profilin V omzunun bir sene içinde büyüdüğünü görmekteyiz. Eşdeğer genişlikler hemen hemen aynı. Bu profiller diskte oluşan Tek-Kollu salınımların varlığını gösteriyor. V/R değişimlerinin en az bir senelik bir periyodu olduğunu söyleyebiliriz.

RX J0240+6112 (V615 Cas): Orta dönemli ve genliği gittikçe artan değişimler gösteren bu sistemde H-alfa çizgi profillerinde V/R değişimi var gibi ama disk oldukça Kepler diski gibi (V=R gibi). Temmuz 2007 den sonra eşdeğer genişlik değerinde biraz düşme var. Üç ay içinde profillerin şeklinde pek değişiklik görülmüyor. 25-30 gün arasında değişen bir disk salınımı olamayacağına göre, ışıma eğrisinde görülen oldukça periyodik değişimler Yıldızın ekvator bölgesinden madde atılması olarak değerlendirilebilir. Bu şekilde atılan maddelerle yıldızın etrafında bir disk oluşturması beklenir. Işıma gücünde yaklaşk 0.1 kad değişiklik (artış ve azalış) var. Bu azalma atılan maddenin 15-20 gün içinde tekrar yıldızın üstüne düştüğü şeklinde yorumlanabilir (Hanuschik 1993). Günlük tayf gözlemlerimiz olsaydı H-alfa çizgisindeki eşdeğer genişlikleri ve çizgi profillerine bakarak daha fazla söz edebilirdik. Işınımın periyodik olarak azalıp çoğalması yıldızda radyal olmayan salınımlar olabileceğini belirtiyor. Belki bu salınımlar ile gittikçe artan miktarda madde yıldızın ekvator bölgesine atılmakta. Birinci profilden disk yarıçapını hesaplarsak yaklaşık 2.5 yıldız yarı çapı çıkar.

Kaynaklar:

Baykal ve ark., 2005,

Hanuschik ve ark., 1993, AA, **274**, 35
Negueruela ve ark., 2001, AA, **369**, 117
Negueruela 2004, astro-ph/0411335
Okazaki ve Negueruela, 2001, AA, **377**, 161
Özbey, 2008, Ms Tezi, ODTÜ
Popov, 2005 A&A T, **24** , 151-185
Porter ve Rivinius, 2003, PASP, **115**, 1153

KURULUŞUNDAN GÜNÜMÜZE İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ FEN FAKÜLTESİ ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ BÖLÜMÜ

1933-2010

H.H. Menteşe[*,], H.H. Esenoğlu[*]**

[*] *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü*

[**] *İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi*

Aralık 2002 tarihinde "Kuruluşundan Günümüze İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 1933-2000" başlıklı bölümümüz tarihçesini yayımladık. Aynı başlıkla fakat 1933-2010 için söz konusu tarihçemizi güncellemeyi planlıyoruz. Bu çalışmada 2000 yılından itibaren günümüze kadar bölümümüz tarihçesine girebilecek gelişmeleri sunuyoruz. Özellikle kitapta yer almayan mezun öğrencilerimiz bu çalışmada yer alacak. Matematik-Astronomi kayıtlı ilk 3 öğrenci ile başlayan 1939 yılı mezunlarımızdan Astronomi ve Uzay Bilimleri ve çift ana dal kayıtlı son yıllardaki yüksek sayıdaki mezunlarımıza kadar ve üniversitelerimizde yaygın tanıdıklarımıza kadar mezunlarımızın toplam sayısı, yıllara göre dağılımları, kayıtlı olunan programlar vb. istatistiklere yer verildi.

Anahtar Kelimeler: Tarihçe

In December 2002 we have published the history of our department as “From the Beginning to Date Istanbul University Science Faculty Department of Astronomy and Space Sciences : 1933-2000” . We are planning to update our history with the same title but for years 1933-2010. In this work, we present the evolution of our department with historical aspects from 2000 up to now. In this work, one can find especially graduations from our department which was not present in the previous version. We present some statistics about graduated astronomers and programs they graduated like total number of our graduates, their distribution according to years, astronomical programs/branches within time etc. This statistical data include very large range from the beginning. It starts with the first 3 students registered into Mathematics-Astronomy branch and graduated in 1939 and continues until very large number of students registered into Astronomy and Space Sciences Department with two major branches which they also graduated in the last year.

1. Giriş

İstanbul Üniversitesi, kökeni Fatih Sultan Mehmet’in kurduğu medreselere dayanan, ülkemizin en eski üniversitesi, reformdan önceki adı ile “*İstanbul Darülfünunu*” na zaman zaman reformlar uygulanmış ise de hiç biri 1933 reformu kadar köklü ve geniş anlamlı olmamıştır.

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 1933 reformunun ilk oluşumları arasındadır ve bugün 75. yılını göğüslemiştir. Ülkemizin bu en eski bölümünün yıl ve yıl tarihçesi “Kuruluşundan Günümüze İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 1933-2000” başlıklı kitabımızdan (bundan böyle “MEÇ” yazar soy isimleri kısaltması ile belirtilecek) izlenebilir (http://www.istanbul.edu.tr/fen/astronomy/tanitim/tarihce/kurgunas

tro.pdf). Bu çalışmada, 2000 yılından günümüze kadar olan gökbilim tarihçemiz güncelleştirilmiştir.

2. 2000 Yılından Bugüne İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Tarihçesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Lisans (4 yıl) ve Lisansüstü düzeyde eğitim-

öğretim faaliyetlerini 75 yıldır sürdüregelmektedir. Dersler dışında Bölüm'ün en önemli köklü faaliyeti, Bölüm ile özdeşleşen, günlük Güneş leke ve kromosfer gözlemlerini uzun süreli devam ettirmek olmuştur. Sadece tadilat-bakım-onarım çalışmaları süresince gözlemlere ara verilmiştir. Yakın tarihler öncesine kadar, Prof.Dr. Fatma Esin'in, yeni ismi ile İ.Ü. Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nce desteklenen projesi ile kromosfer olaylarının fotoğraflanarak çalışılması sağlanmıştır. Ülkemizdeki çağdaş astronomi çalışmaları için bir başlangıç noktası olan İ.Ü. Gözlemevi'nin kubbesi ve Güneş Gözlem Düzenekleri; bakım/onarım ve yenileme çalışmalarının yıllar boyu ihmal edilmesi sonucu hem çalışamaz hale gelmiş, hem de zamanla çağdaş gözlem teknolojilerinin gerisinde kalmıştır. Bölümümüz için büyük önem taşıyan İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Kubbe/Teleskop Bakım ve Onarımı ve Kromosfer Gözlem Düzeneğinin Yenilenmesi Çalışması; İ.Ü. Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nce kabul edilen ve Prof.Dr. H. Gökmen Tektunalı'nın yürütücüsü olduğu bir Güdümlü Proje desteği ile başlamıştır. Bu kapsamda bakım-onarım ve yenileme işleri; İ.Ü. Gözlemevi'nin tarihinde, kuruluşundan buyana gerçekleşen en önemli girişimdir. Ayrıca, İstanbul Üniversitesi Güneş Gözlemlerinin Sayısallaştırılması ve İnternet Ortamına Aktarılması işi de başarıyla gerçekleştirilmiştir (http://www.istanbul.edu.tr/fen/astronomy/gunesgozlemaylik.php). Kısaca söz edilen bu Güneş gözlemlerini iyileştirme çabaları çerçevesinde, uzun bir süre yapılamayan Güneş kromosfer gözlemlerini sayısal olarak yeniden başlatmak da tasarlanmıştır. Güneş Fiziği, Yıldız Astrofiziği ve Galaktik ve Ekstragalaktik Astronomi alanlarında araştırmalar ve tez çalışmaları yapılmaktadır.

3. 1933'den Bugüne Tüm Mezun Astronomlar ve Sonuçlar

Bölüm, ilk mezunlarını Ekim 1939 yılında 3 öğrenci olarak vermiştir: 725 Mihman Sertoğlu, 752 Hüseyin Ayaz ve 798 Mahmut Fehmi Tanrıkulu.

Kuruluşundan bugüne kadar toplam mezun sayısı: 1109 (631 Erkek ve 478 Bayan).

En az mezun sayı: 1 (1961 ve 2005 yıllarında)

En fazla mezun sayısı: 102 (2000 yılında)

Yılda ortalama mezun sayısı: 17±19 (Erkeklerde 10±9, Bayanlarda 9±12)

Yıllara göre toplam mezun sayısı (Şekil 1) ile Bay (mavi içi dolu daire)-Bayan (kırmızı içi boş daire) mezun astronom sayıları Şekil 2'de verildi. Ortalamaları da uygun çizgileriyle belirtildi. Genel eğilim, beklenildiği gibi mezun sayısının giderek artması yönündedir. Bay/Bayan mezunların durumu da grafikten görülebilir. Kuruluşundan buyana erkek mezunlar fark az da olsa hep çoğunlukta olmuştur, ancak, grafikteki ortalamalar 1998'den itibaren Bayan mezunların Erkekleri geçtiğini göstermektedir.

En çok mezun olunan yıllar: 1975-1979 ve 1986-bugüne

En az sayıda mezun olunan yıllar: 1952-1967 ve 1980-1985

Grafik ayrıca, 75 yıl boyunca bölümde/fakültede/üniversitede ve nihayetinde ülkemizde yaşanan tarihsel olayların izlerini yansıtması da beklenebilir ki, yukarıdaki mezunların çok/az rakamların belirlediği tarih aralıkları üniversite ve ülkenin bulunduğu ortam ile ilişkilendirilebilir. Grafikten→olaylara ve olaylardan da→grafik sorgulaması son 75 yılın tarihine ışık tutabilir.

Sırasıyla kayıtlı olunan programlar:

Matematik-Astronomi (MA)→Astronomi-Matematik (AM)
Astronomi (A)
Astronomi-Fizik (AF)
Jeofizik-Astronomi (JA)→Astronomi-Jeofizik (AJ)
Lisans-Astronomi (LA)
Matematik-Fizik-Astronomi (MFA)
Astronomi ve Uzay Bilimleri (3)

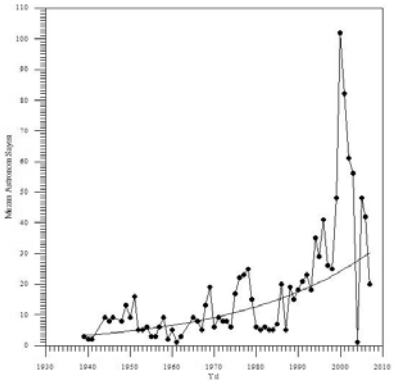
Arşivden sırasıyla göze ilişen ve tanığı olduğumuz mezunlarımızdan örnekler de şöyle: Menelaos Mavridis, M.Adnan Kıral, Feza Gürsey,

M.Cemil Karadeniz, Muammer Dizer, A.Metin Hotinli, M.Sait Akpınar, Agop Terzan, Halil Budak, A.Tarık Gökmen, Gilbert Avram Rüben, Kamuran Avcıoğlu, Fatma Yılmaz, Özden Çelik, Nebil Youşuftiskoni, Nisvi Kehyapalu, Latif Topaktaş, Samet Marşoğlu, Lütfi Göker, Dimitri Yuvannu, F.Şenel Yıldızdoğdu, Esat Hamzaoğlu, H.Gökmen Tektunalı, Atilla Özgüç, H.Hüseyin Menteşe, Orhan Gölbaşı, Mosleh Nezami Savaji Bolaghi, Haşmet Bölge, M.Türker Özkan, Tamer Ataç, Adnan Ökten, Zeki Eker, Levent Altaş, Sevinç Molla, Füsun Limboz, İ.Ethem Derman, Hasan H.Esenoğlu, Hülya Çalışkan, Yüksel Karataş, Serap Güngör, Mevlana Başal, Tuncay Özışık, Ahmet İskender, Gülnur İkis, Nurol Al, Ahmad Azmooddeh, Selçuk Bilir, İpek Hamami, M.Taşkın Çay, Ali Kılçık, Timur Şahin, Z.Funda Bostancı, Sinan Aliş, T.Güver.

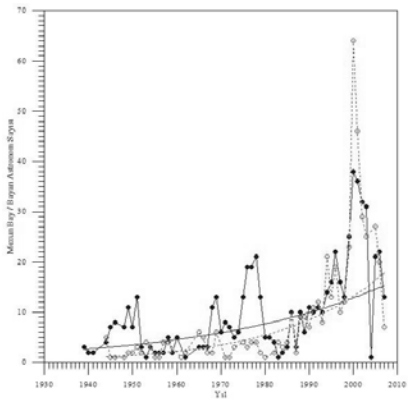
İsimler arasında lisansı gökbilimden ama diğer bilimlerde (Matematik'te, Fizik'te) ünlenen bilim insanları da dikkat çekiyor... Tersinim de geçerli olmalı... Ayrıca, mezunlar arasında yabancı isimler de var... Tüm gökbilimcilerin mezuniyet sonrası pozisyonların öğrenilmesi önemli istatistik bilgi olmalıdır da...

Arşivden ilk "gece" eğitiminden mezunun 1975 yılında verildiği de görülmektedir. Zamanla gece (ikinci) öğretimi kesildi, sonra tekrar başladı ve 1996 yılında ilk mezunlarını verdi. Grafikte, en büyük tepe ikinci öğretimin sürdürüldüğü yıllarda ortaya çıkmıştır.

Çiftanadal olarak da ilk mezunlarını 2003 yılında vermiştir. Bununla birlikte, örneğin M.Adnan Kıral 1944 yılında hem Matematik-Astronomiden ve hem de Matematik-Fizikten mezun olmuştur.



Şekil 1. Yıllara göre toplam mezun astronomlar.



Şekil 2. Yıllara göre Bay (mavi)/Bayan (kırmızı) mezun astronomlar.

Şekil 3. 1935'li yıllarda İ.Ü. Gözlemevi kubbe inşaası.

Şekil 4. Ağustos 2008'dekubbe onarımı.

XRO 080109: ŞOK KIRILMASI OLAYI MI?

[1]Özgecan ÖNAL, [1]A. Talât SAYGAÇ, [2]Murat TAŞ

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119-Üniversite, İstanbul

nacegzo_2003@yahoo.com , saygac@istanbul.edu.tr

[2]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Matematik Bölümü, 34119-Üniversite, İstanbul

Murattas2001@gmail.com

Özet

X-ışın patlaması (XRO) olarak gözlenen XRO 080109'un, sıra dışı doğası üzerine literatürde üç farklı görüş bulunmaktadır: (i) Süpernova şokunun kırılması (Burrows ve diğ. 2008; Soderberg ve diğ. 2008); (ii) X-ışın parlaması (XRF) (Berger ve Soderberg 2008; Li 2008); (iii) Bir gama-ışın patlamasının (GIP) X-Işın Parlaması (XRF) (Burrows ve diğ. 2008). Eğer bu cisim Berger ve Soderberg (2008)'in öne sürdüğü gibi bir $\sim 10^{11}$ cm yarıçaplı kompakt bir ata yıldızı çevreleyen yoğun rüzgâr içerisinden geçen süpernova şokunun kırılması ise bu keşif süpernova çalışmaları için önemli bir konumdadır. Bu poster bildiri çerçevesinde bu cismin olası doğası üzerine tartışmalar özetlenmiştir.

Anahtar Kelimeler *– X-ışın parlamaları, süpernovalar, Gama Işın Patlamaları (GIP).*

Abstract

XRO 080109 observed as an X-ray outburst (XRO) and there are three debates on it's nature: (i) Shock breakout of supernova shock (Burrows et al. 2008; Soderberg et al. 2008); (ii) An X-ray flare (XRF) (Berger and Soderberg, 2008; Li, 2008); (iii) An XRF of a gamma-ray burst (Burrows et al. 2008). If this object really the supernova shock breakout coming from the inside of the dense circumstellar wind that surrounds the compact progenitor of radius $\sim 10^{11}$ cm as Berger and Soderberg (2008) proposed, then this discovery pose very special place for supernova studies. In the framework of this study possible nature of this object is examined.

Keywords – *X-ray flares, supernovae, Gamma Ray Bursts (GRB's).*

1. Giriş

XRO 080109; *9.56* Ocak *2008 UT*'de Swift X-ışın Teleskobu (XRT; 0.3-10 keV) tarafından NGC 2770 galaksisinin merkezinden 9 kpc uzaklıktaki son derece parlak, ~400 sn'lik bir X-ışın geçişkeni olarak keşfedilmiştir. Patlamanın gama-ışınlarındaki öncül akısı gözlenememiştir. X-ışınlarında yayınlanan toplam enerji $E_X \approx 1.3x10^{46}$ erg (Li, 2008) ve ışıma gücü $L_{X,p} \approx 6.1x10^{43}$ erg sn^{-1}'dir. XRO'nun keşfinden 1.84 gün sonra yapılan optik geçişkene ait tayfsal analizlerde NGC 2770'e ait *5700Å* yakınındaki geniş bir soğurma özelliği keşfedilmişdir. Bu özellik patlaması yükselmekte olan SN bileşenidir. Yapılan ardışık gözlemler bu belirlemenin doğruluğuna işaret etmiştir (Malesani ve diğ. 2008; Page ve diğ. 2008). Bu cisim bir *Tip Ib/c* SN'i olarak sınıflandırılmıştır (Li ve diğ. 2008; Page ve diğ.2008): SN 2008D. Soderberg ve diğ. (2008)'in elde ettiği optik tayflarda SN tayfının özelliksiz süreklilik halinden, geniş soğurma çizgili haline gelerek ve sonunda güçlü soğurma özellikleri olan bir tayfa doğru değiştiği görülmüştür. Patlamadan birkaç gün sonra güçlü *HeI* çizgileri belirmiştir. Buradan çıkan en önemli sonuç SN 2008D'nin *He* bakımından zengin bir *Tip Ib/c* SN'i olduğu şeklinde yorumlanmıştır ve bu durum diğer GIP/SN'lerin SN bileşenlerinde gözlenmemiştir. SN 2008D'nin görsel mutlak parlaklığı M_V~-16^m.7'dir.

2. XRO 080109'un Doğası Üzerine Tartışmalar ve Sonuçlar

XRO 080109'un doğası üzerine literatürde yer alan üç farklı yorum bulunmaktadır. Bunlardan biri gözlenen bu kısa süreli X-ışın patlamasının bir SN şokunun yıldızın dış katmanlarından geçişinde meydana gelen kırılmalar esnasında oluştuğunu savunmaktadır (Soderberg ve diğ.2008). Diğer bir yorum ise gözlenen bu patlamanın düşük enerjili bir X-ışın parlaması olduğunu savunmaktadır (Berger ve Soderberg, 2008; Xu ve diğ. 2008; Li 2008). Üçüncü yoruma göre ise bu patlama bir GIP'ın X-ışın ardıl ışımasında meydana gelen bir "parlama -flare" olarak savunulmuştur (Burrows ve diğ. 2008).

Soderberg ve diğ. (2008)'de; şok kırılması, ışınımla yayılan şoktan, optik derinlik 1 olana dek süren çarpışmasız şoka geçiş olarak

tanımlanmıştır. Bu geçişin; güçlü bir termal UV/X-ışın emisyonu üretmesi beklenir! Ayrıca, bu bileşene bir de daha yüksek enerjilerdeki fotonların fırlatılan maddeler ve yıldızın çevresindeki ortam arasındaki çoklu saçılmalarından ("büyük" komptonizasyon) kaynaklanan bir non-termal bileşen eşlik edebilir! XRO 080109'da; hem termal hem de non-termal bileşen bulunmuştur. Buradan itibaren şok kırılmasının olası yarıçapı $R_{sho} \approx 7x10^{11} cm$ (gözlenen parametrelerden) ve $R_{sho} \sim 10^{12} cm$ (değişkenlik zaman ölçeğinden) bulunmuştur. Tipik bir Wolf-Rayet (WR) yıldızı için bu yarıçap ~10^{11}cm'dir. Bu değer, hesaplanan değerlerin biraz altındadır. Buradan yıldızı çevreleyen yoğun bir rüzgârın varlığı, bu rüzgârın kütle kayıplarına sebep olduğu, bunun ise radyo gözlemleri ile uyuştuğu ortaya konulmuştur. Kırılma esnasında şokun hızı $\gamma\beta \lesssim 1.1$ olarak hesaplanmıştır. Yani kompakt SN ata yıldızları için öngörüldüğü gibi, dış akışın trans-rölativistik olduğu bulunmuştur. Trans-rölativistik şokun hızı termal şok kırılması bileşeninin etkin bir şekilde komptonize olduğuna işaret eder. Fırlatılan maddelerin optik derinliği, $\tau_{ej} \approx 3$'tür. Yani etkin Compton saçılması meydana gelmiştir. Enerjide meydana gelen büyüme A~3 ve Compton parametresi >1 bulunmuştur. Sonuç olarak komptonize olan bileşen termal bileşenden daha parlaktır. Maddeler genişledikçe optik derinlik azalır ve komptonize olan bileşenin tayfı yumuşar. Bu durum XRO 080109'da gözlenen durum ile uyuşmaktadır. Buna dayanarak Soderberg ve diğ. (2008) (*keşfi yapan ekip*), bu patlamanın kompakt ata yıldızı çevreleyen yoğun bir rüzgâr boyunca geçen süpernova şokunun kırılması olarak yorumlamışlardır. Elde ettikleri bu sonucu patlamadan sonraki 0.1-30 aralığındaki günlerde yapılan geniş çaplı radyo UV/optik gözlemler ile desteklemişlerdir. Ayrıca, elde ettikleri X-ışın patlaması oranlarının, çekirdek çökmeli SN oranı ile uyuşmakta olduğunu ve buradan gelecekte yapılabilecek geniş alan X-ışın taramalarının, patlama zamanında olan yüzlerce süpernovanın keşfedilmesine yol açacağı sonucuna ulaşmışlardır. Bu sayede kritik bir rolü olan nötrino ve çekimsel dalga detektörlerinin sonunda bu patlamanın mekanizmasını çözebileceklerini öne sürmüşlerdir.

Burrows ve diğ. (2008), X-ışın geçişkeninin ışık eğrisinin sertten yumuşağa doğru olan tayfsal evrimini; öncül, geniş bir XRF'e ya da bir X-ışın parlamasına (flare) benzetmişlerdir (bu bakımdan GRB 050502B'ye benzediği için). Buna dayanakları ise eğer bir parlama ise T0 yüzlerce saniye önce olabileceğidir. Li (2008), Swift patlama alarm teleskobunun (BAT) daha önce meydana gelen iki olayda da o bölgede bulunduğunu ve herhangi bir tetiklemede bulunmadığını yani herhangi bir emisyon alınmadığını öne sürerek, bu senaryonun geçersiz olacağını savunmuştur.

Berger ve Soderberg (2008), NGC 2770'te bulunan bu cismin yüksek ışıma gücüne, ışık eğrisinin şekline ve 10^{45} erg civarındaki toplam enerjisine bakarak, zayıf bir XRF olabileceğini, hatta; GRB 980425'in bir analoğu olabileceğini öne sürmüşlerdir. Xu ve diğ. (2008), NGC 2770 galaksisinin bol Hα izleri taşıyan, yıldız oluşumunun aktif olduğu bir galaksi olduğunu ve bu bakımdan GIP/XRF'ler için tipik olduğunu belirtmişlerdir. Ayrıca X-ışın geçişkeni XRO 080109'un, enerjili GIP'lardan normal Tip Ib/c SN'lerine geçişi simgeleyebileceği şeklinde yorumlamışlardır.

Li (2008) ise 080109'un son derece yumuşak tayfına rağmen normal bir XRF ya da bir GIP ile karşılaştırıldığında bu cismin doğal olarak GIP/SN ilişkisi çerçevesinde bir XRF olabileceğini savunmaktadır. Li (2008)'e göre; öncül emisyon evresinden sonraki X-ışın ışık eğrisinin şekli, bu cismin bir XRF olduğunu desteklemektedir. Xu ve diğ. (2008), üstel bozunumun sonunda, X-ışın ışık eğrisinin, ≈ 1.1'lik bir foton indeksi ile gözlem zamanından sonraki 30000 sn'ye kadar bir güç kanunu ile bozunmaya devam ettiğini belirlemiştir. XRO 080109, daha önceki en sönük XRF olan 980425'ten 2 mertebe daha sönük ve tayfı daha yumuşaktır. Foton sayımları ve XRT verilerinin kullanılarak, GIP emisyonları için olan Sinkrotron Emisyonu modeline göre; belirlenen tayfsal enerjisi, $0.037\text{keV}<E_{peak}<0.3\text{keV}$ aralığındadır. İzotropik enerjisi ise patlamanın eylemsizlik sistemine göre $E_{iso} = 1.3^{+1.05}_{-0.7} x 10^{46}$erg'tir (1-$10^5$ keV aralığında). E_{iso} ve E_{peak} parametreleri GIP'lar için güvenilir bir ilişki olan Amati İlişkisi'ne uymaktadır. Alternatif olarak E_{iso}'dan itibaren Amati İlişkisi E_{peak}'in $\approx 0.12^{+0.23}_{-0.089}$ olduğuna işaret eder ve bu durum Swift XRT ve UVOT (ultraviyole ve optik teleskop) verileri ile uyumludur. Bu veriler E_{peak}

ve SN bileşeninin maksimumdaki bolometrik parlaklık ve E_{peak} ve sentezlenen radyoaktif nikel kütlesi arasındaki ilişkiye de uymaktadır. Radyo emisyonları bilinen yakın GIP/SN'ler kadar olmasa da, güçlüdür (Soderberg ve diğ. 2008). Sonuç olarak Li (2008), geçişken 080109'un yumuşak bir XRF olduğunu ve GIP/SN İlişkisi'ne de uyumlu olduğunu savunmaktadır.

Li (2008)'de Soderberg ve diğ. (2008)'de öne sürülen "şok kırılması olayı" dört açıdan çürütülmektedir. Bunlar; (i) X-ışınlarında alınan tayfın karacisim bileşeninin olmaması, (ii) İki bileşenli bir karacisim fiti uydurulsa bile bu iki karacisim bileşeninin şok kırılmasından türetilemeyeceği, (iii) Fotosferik yarıçapın patlamadan 100sn sonraya denk geldiği varsayılarak olası karacisim bileşenleri için fotosferik hızlar belirlenmiş ve bu hızların trans-rölativistik olmadığı, (iv) Patlamanın ~600 sn'lik süresinin SN Ib/c'ler için öngörülen süreden uzun olmasıdır.

4. Kaynaklar

Li, L., 2008, *"The X-Ray Transient 080109 in NGC 2770: an X-Ray Flash Associated with a Normal Core-Collapse Supernova"*, astro-ph/0803.0079v2.

Xu ve diğ. 2008, *"Mildly Relativistic X-Ray Transient 080109 and SN 2008D: Towards a Continuum From Energetic GRB/XRF to Ordinary Ibc SN"*, astro-ph/0801.4325v2.

Soderberg ve diğ. 2008, *"An Extremely Luminous X-Ray Outburst Marking the Birth of a Normal Supernova"*, astro-ph/0802.1712.

Chevalier ve diğ. 2008, "Shock Breakout Emission From A Type Ib/c Supernova: XRF 080109/SN 2008D", astro-ph/0806.0371v1.

Malesani ve diğ. 2008, "*Early Spectroscopic Identification of SN 2008D"*, astro-ph/0805.1188v1

Modjaz ve diğ. 2008, *"From Shock Breakout to Peak and Beyond: Extensive Panchromatic Observations of the Aspherical Type Ib Supernova 2008D Associated with Swift X-Ray Transient 080109*", astro-ph/0805.2201v2.

Burrows ve diğ. 2008,*"Swift Observations of the X-Ray Transient in NGC 2770",* GCN Circular Reports, 7179.

Berger ve Soderberg, 2008, *"Bright X-ray Transient in NGC 2770 - A low-luminosity XRF?"*, GCN Circular Reports, 7159.

Page ve diğ. 2008, *"Observations of an X-ray transient in NGC 2770"*, GCNR, 110, 1.

SEÇİLMİŞ BAZI SICAK YILDIZLARIN HST MORÖTE TAYFLARINDA P CYGNİ PROFİLLERİ

Çağlar PÜSKÜLLÜ[1], Faruk SOYDUGAN[1,2] ve Jiří Krtička[3]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Gözlemevi
[2]Çanakkale Onsekiz Mart Üni. Fen-Edebiyat Fak., Fizik Bölümü
[3]Masaryk University, Faculty of Science, Department of Theoretical Physics and Astrophysics, Czech Republic
caglarpuskullu@gmail.com

Özet

Hubble Space Telescope (HST) veritabanından seçilen bazı sıcak yıldızların möröte (UV) tayfları, yıldız rüzgâr etkilerini belirlemek ve karşılaştırmak amacıyla incelendi. Rüzgâra doğrudan gözlemsel kanıt sunan P Cygni profilleri, belirli bazı rezonans çizgileri baz alınarak arandı. Çalışılan yıldızlarda rüzgârın yıldızın ışınım gücüne ve sıcaklığına bağlılıkları araştırıldı.

Anahtar Kelimeler: *P Cgyni profilleri, sıcak yıldız rüzgarları, HST*

Abstract

Ultraviolet spectra obtained by Hubble Space Telescope (HST) were examined for some selected hot stars to determine and compare the effects of hot stellar wind in our samples have different properties. P Cygni profiles in resonance lines were investigated as a distinct evidence for hot star winds. A relationship between stellar winds and spectral type - luminosity was given.

Keywords: *P-Cgyni profiles , hot star winds, HST*

1. Giriş

Neredeyse tüm yıldızlar, hayatlarının büyük bir bölümünde yıldız rüzgarı nedeniyle kütle kaybetmektedirler. Kütle kaybı, yıldız için hayati bir olgudur. Yıldızın evrimi ve evrim süreci kütle kayıp miktarına göre değişebilir. Ses üstü hızlardaki yıldız rüzgarlarının, toz ve gaz bulutlarını bir araya toplayarak yeni yıldızların doğmasına olanak sağlaması ise rüzgarların yıldızların yaşamları öncesinde ve sonrasında bile ne derece önemli olduklarını gösterir.

Yıldız rüzgarı, yıldızın üst katmanlarından devamlı olarak atılan yıldız maddesi olarak tanımlanır. Gözlemsel kanıtlarla ilk olarak 19. yy'da P Cygni yıldızının optik prizmadan alınan görüntüsünde karşılaşıldı. Bu tayf görüntüsünde daha sonra P Cygni profili olarak adlandırılacak çizgi merkezine göre mavi dalgaboyuna kaymış soğurma; kırmızı dalgaboyuna kaymış salma yapısı yer alır. 19. yy sonlarında tayfsal ve fotoğrafik gözlem tekniklerinin ortaya çıkmasıyla birlikte novalarda ve Wolf-Rayet yıldızlarında da P Cygni profilleri gözlendi. Soğuk yıldızların genişlemiş atmosferlerinden kütle kaybettiğine ilişkin kanıtlar bulmak ise daha zordur. Astronomlar, bu yüzden 1930'ların ortalarından bugüne kadar Güneş ve bu tür yıldızlarda ortaya çıkan soğuk rüzgarı ile oldukça karışık olan sıcak yıldız rüzgarlarının doğasını anlama yoluna gittiler.

Sıcak yıldız rüzgarlarının açıklanmasında ışınım basıncıyla sürülen rüzgar kuramı temel alınmaktadır. Kuram ilk olarak Lucy ve Solomon (1970) tarafından ortaya atıldı ve yer atmosferi dışından yapılan bazı O ve B süperdev yıldızların moröte gözlemsel verilerinin sonuçları üzerine kuruldu (Morton, 1967). Castor, Abbott ve Klein (1975) tarafından geliştirildi.

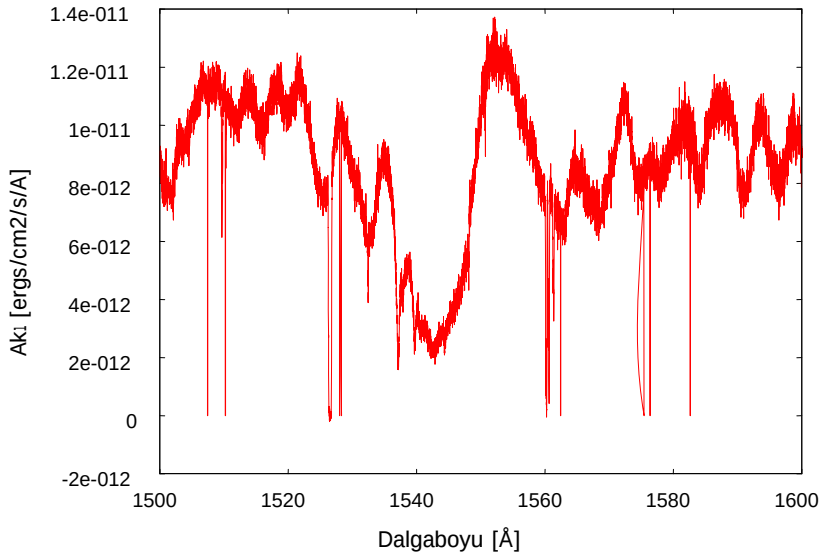
Bizim ulaşmak istediğimiz nokta, son yıllarda gelişen uydu teknolojilerinin olanaklarını kullanarak gözlenmiş sıcak yıldızlar için rüzgar kanıtları aramak ve böylece rüzgarın yıldızın temel fiziksel özelliklerine bağımlılığını araştırarak; hem yıldız rüzgarlarının doğasını anlamak hem de rüzgarın yıldızın evrimi üzerindeki etkilerini ortaya çıkarabilmektir.

2. Çalışma İçin Seçilen Yıldızlar

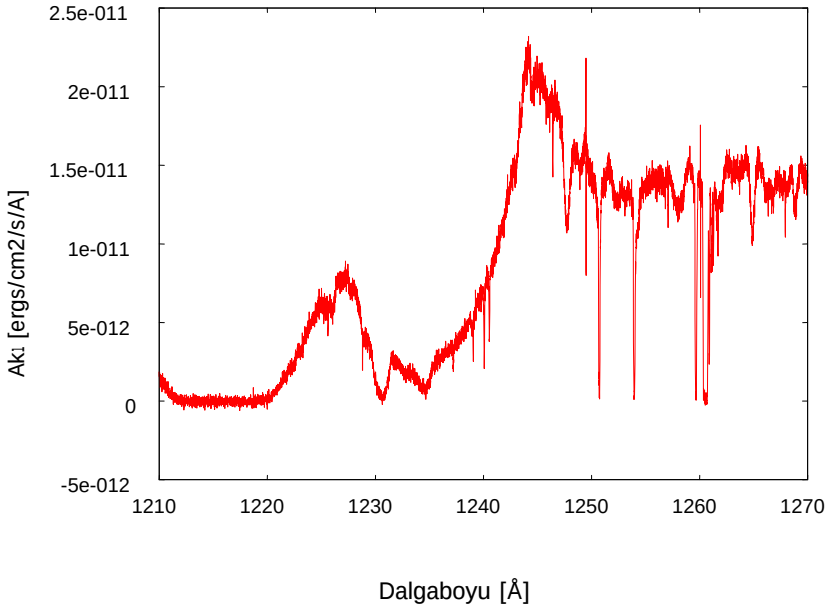
Çalışma için O ve B tayf türüne sahip bazı sıcak yıldızlar, P Cygni profillerini ortaya çıkarmak amacıyla seçildi. Profillerin gözlendiği rezonans çizgisi/çizgileri belirlendi. Yıldızların tayf türüne ve ışınım sınıfına bağlılıklarını incelemek amacıyla belirlenen çizgiye göre HR diyagramları çizdirildi.

3. Sonuç

P Cygni profili gösteren yıldızların HR diyagramı üzerinde sol üst köşeye yerleştikleri belirlendi. Bu durum, Snow ve Morton (1976)'nun M_{bol} = -6.0'dan daha parlak yıldızların moröte rezonans çizgilerinde belirgin kanıtlar göstereceklerine ilişkin öngörülerini doğrulamış görünmektedir. Çalışmanın genişletilerek P Cygni profili gösteren tüm gözlenmiş yıldızların özellikleri ile birlikte listelenmesi ve tez çalışması olarak sunulması planlanmaktadır.



Şekil.1 HD 13268 yıldızının C IV çizgisinde (λ1550Å) gözlenen P Cygni profili



Şekil.2 HD 63005 yıldızının N V çizgisinde (λ1235Å) gözlenen P Cygni profili

Teşekkür. Bu çalışma Avrupa Birliği - ERASMUS programı kapsamında desteklenmiştir.

Kaynaklar

Castor, J. I., Abbott, D. C., Klein, R. I.: 1975, ApJ 195, 157.
Lucy, L.B., Solomon, P.M. : 1970, ApJ 159, 879.
Morton, Donald C.: 1967ApJ...150..535M.
Snow, T. P., Morton. D.C.: 1976, ApJS 32, 429.

NEMRUT DAĞINDAKİ ASLAN HOROSKOP

A. Talât SAYGAÇ[1], Neriman GÜÇHAN ŞAHİN[2], Suna KABASAKAL[2]

[1]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 - Üniversite – İstanbul
saygac@istanbul.edu.tr

[2]Ortadoğu Teknik Üniversitesi, Mimarlık Fakültesi, Mimarlık Bölümü, ODTÜ – Ankara
neriman@metu.edu.tr

Özet

Nemrut Tümülüsü'nün batı terasında kolosal heykel dizisinin kuzeyinde, heykellerle aynı sırada yer alan, dördü kutsama rölyefi olmak üzere beş adet rölyeften birisi olan Aslan Horoskopu, bugüne kadar ele geçen en eski horoskop olarak eşsiz bir değere sahiptir. Aslan Horoskopu yaklaşık 1.75 metre yüksekliğinde ve 2.40 metre genişliğindedir. Aslanın gövdesi sağ yandan, yüzü ise önden görünür şekilde resmedilmiştir. Vücudunda ve etrafında toplam 19 yıldız, boynunda bir hilal bulunmaktadır. Aslanın sırt kısmında bulunan daha büyük boyuttaki üç yıldızın üzerinde Grekçe harflerle Mars, Merkür ve Jüpiter adları yazılıdır. Aslan Horoskopu, anıtın keşfedildiği 1883 tarihinden itibaren pek çok araştırmacının ilgisini çekmiş; anıtın kesin inşa tarihi konusunda bir veri oluşturabileceği düşünülmüş, tarihi özelliği ve özgünlüğü nedeniyle farklı dönemlerde farklı kişilerce araştırılmıştır. Alanda çalışan arkeologlara destek olan tarihleme konusunda çeşitli sonuçlara ulaşmaya çalışmışlardır. "Nemrut Dağı ve Tümülüsü ve Anıtları Malzeme, Yapısal Durum, Jeolojik Araştırmalar ve Koruma Önerileri" adlı T.C. Kültür ve Turizm Bakanlığı'nın 2006 - 2010 tarihlerinde sürdürülen projesinde, "Aslanlı Horoskopun Astronomik Tarihlemesi" üzerinde de çalışılmış, M.Ö. 3-6 Temmuz 62, akşam Güneş'in batımından hemen sonraki bir zamanın, Aslan Horoskopu üzerindeki görünüme en yakın görünümü verdiği saptanmıştır.

Anahtar Kelimeler *Nemrut Dağı Tümülüsü, Aslan Horoskop, Astronomi*

Abstract

Lion Horoscope which has situated west terasse of Nemrut Hill, was an most important historical monument that discovered so far. Lion Horoscope is 1.75 meter high and 2.40 meter width diameter. It was built the right hand side of Lions body. The face of Lion looking in front of side. On the body and around of body have 19 stars. The crescent moon hanged up the Lion's neck. On the back side of the Lion three biggest stars then the others named as Mars, Mercure and Jupiter with Greks letters.After discovering 1883, many researches were interested with this interesting monumet and try to explained with supporting Astronomical experties.In this poster paper presented "Astronomical Dating for Lion Horoscope" under "Nemrut Dağı ve Tümülüsü ve Anıtları Malzeme, Yapısal Durum, Jeolojik Araştırmalar ve Koruma Önerileri" Project of Culture and Tourism Ministry of TURKEY, proceeded between 1st September 2006 to 1st February 2008. B.C. 62, 3th – 6th July was pointed out as a possible configuration time on the Lion Horoscope.

Keywords *Nemrut Dagh Tomb, Lion Horoscope, Astronomy*

1. Giriş

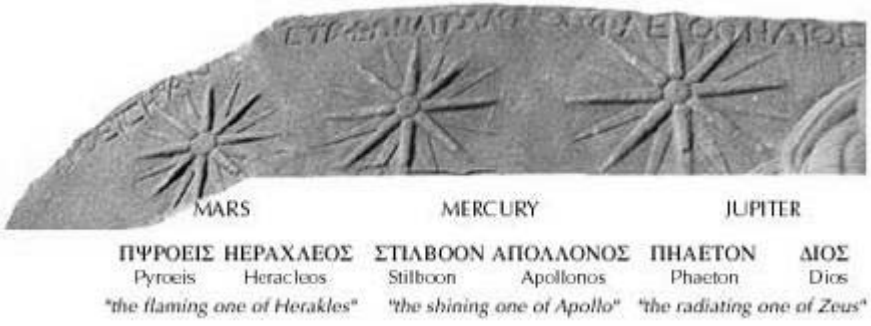
1981 – 1985 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Yer Seçim Çalışmaları sırasında 15 günlük bir dönemle Nemrut Dağı kampında çalışılmıştı. Bu tarihte Nemrut anıtları alanında bulunan 'Aslan Horoskop' astronom olarak en çok dikkatimizi çeken eser olmuştu. Aynı tarihlerde orada bulunan Maurice Crijns (MC) ve eşi ile tanışılmış ve Nemrut Dağı'na gösterdikleri ilginin nedenini açıklayan ilginç görüşmeler yapılmıştı. Sonraki yıllarda MC tarafından kurulumuna öncülük edildiği anlaşılan Nemrut Vakfı'nın sitesindeki günlükte, Nemrut Dağı'ndaki Ulusal Gözlemevi Yer Seçim Ekibi ile MC ve eşinin bu ilk karşılaşması, ilk pencereyi oluşturmuştu (WEB 1)**.** MC ve eşinin sonraki yıllar boyunca Nemrut Dağı'ndaki arkeolojik alana ilgilerinin devam ettiği anlaşılıyor. Bu Poster bildiri, Kültür ve Turizm Bakanlığı ile ODTÜ arasında imzalanan; "*Kommagene Nemrut Koruma Geliştirme Programı- Nemrut Dağı ve Tümülüsü ve Anıtları Malzeme, Yapısal durum, Jeolojik Araştırmalar ve Koruma*

Önerileri Geliştirme ve Yönetim Planı Hazırlığı" (Güçhan, 2007) çerçevesinde Aslan Horoskop'unun astronomik tarihlemesi için yapılan çalışmalar içerisinde Aslan Horoskop'un astronomik tarihlemesini özetlemektedir.

2. Aslan Horoskop'un Astronomik Tarihlemesi

Nemrut Tümülüsü'nün batı terasında kolosal heykel dizisinin kuzeyinde, heykellerle aynı sırada yer alan, dördü kutsama rölyefi olmak üzere beş adet rölyeften birisi olan Aslan Horoskopu bu güne kadar ele geçen en eski horoskop olarak eşsiz bir değere sahiptir. Alanı önemli kılan eserlerden biridir. UNESCO tarafından Dünya Kültür Mirası Listesi'nde Türkiye'deki dokuz önemli eser grubu içerisinde yer almaktadır. Aslan Horoskopu, yaklaşık 1.75 metre yüksekliğinde ve 2.40 metre genişliğindedir. Aslanın gövdesi sağ yandan, yüzü ise önden görünür şekilde resmedilmiştir. Vücudunda ve etrafında toplam 19 yıldız, boynunda ise bir hilal bulunmaktadır.

Aslanın sırt kısmında bulunan daha büyük boyuttaki üç yıldızın üzerinde Grekçe harflerle Mars, Merkür ve Jüpiter adları yazılıdır (Şekil 1).



Şekil 1. Aslan Horoskop'un sırtında yer alan üç gezegen: Mars, Merkür ve Jüpiter.

Bilinen bu en eski horoskopun anlamı üzerinde farklı yorumlar bulunmaktadır. Puchstein horoskopun "Antiochos'un aslan burcunda doğduğunu ve aynı zamanda Ay dışında Mars, Merkür ve Jüpiter gezegenlerinin de aynı burçta bulunduğunu" gösterdiğini ifade eder. Aslan Horoskopu, anıtın keşfedildiği 1883 tarihinden itibaren pek çok

araştırmacının ilgisini çekmiş; anıtın kesin inşa tarihi konusunda bir veri oluşturabileceği düşünülmüş, tarihi özelliği ve özgünlüğü nedeniyle farklı dönemlerde farklı kişilerce araştırılmıştır. Alanda çalışan uzmanlar, astronomi alanından destek alarak bu konuda çeşitli sonuçlara ulaşmaya çalışmışlardır. Farklı dönemlerde yapılan bu araştırmalara göre aslanlı horoskopun tarihlenmesi ile ilgili değerlendirme ve yorumlar aşağıdaki Tablo'da sunulmuştur:

Tablo 1. Aslanlı Horoskop'la ilgili araştırmacılar ve yorumları.

Araştırma Ekibi yöneticisi	**Araştırmacı**	**Araştırma tarihi**	**Tespit edilen horoskop tarihi**	**Horoskopun belirttiği düşünülen tarihi olay**
Osman Hamdi Bey	Horoskopta bulunan verilerle yapılan astronomi hesabına göre değil, anıtın fiziksel ve tarihsel niteliklerine dayanarak yapılan incelemeye göre aslan horoskopun tarihini belirlemeye çalışmıştır.	1883	M.S. 38-72 IV. Antiochos dönemi	-
O. Puchstein	Paul Lehmann	1890	M.Ö. 17 Temmuz 98	Antiochos'un anne karnına düştüğü tarih
T. Goell-K. Dörner	Otto Neugebauer	1959	M.Ö. 7 Temmuz 62	Antiochos'un taç giyme tarihi
-	Vladimir Tuman	1984	M.Ö. 4-5 Şubat 55	Antiochos'un doğum tarihi
Maurice Crijnns[7]	J. Meeus, J. Rademaker, C. Jager, G. Schilling	2001	M.Ö. 14 Temmuz 109	I. Antiochos'un babası Kral Mithradates'in taç giyme tarihi

Neriman Güçhan Şahin	A.Talât Saygaç	2007	M.Ö. 3 - 6 Temmuz 62, Saat 17:30 - 18:43	Arkologlara bırakılmış tanımlama.

Astronomik tarihleme sırasında Planetarium Pro Programı (Sürüm 1.72 1997-1998) kullanılmış, astronomlar tarafından kullanılan diğer planetarium programları ile ulaşılan sonuçların çapraz kontrolleri yapılmıştır (WEB 2). En iyi kullanım ve çözümün bu program ve SkyMap Pro 11 programı ile sağlanabildiği görülmüştür (WEB 3). Bu programlarda prezesyon etkileri göz önüne alınmış yeterince hassas yaklaşımlar söz konusudur. Google Earth Plus Programı'nın da GPS ölçüm özelliğinden yararlanılarak anıtların tam ortasındaki Tümülüs'ün tepe koordinatları elde edilerek programlarda kullanılmıştır (WEB 4). Nemrut Dağı yüksekliği olarak yaklaşık 2100 metre kabul edilmiştir. Bu çalışmada ayrıca, daha önce astronomik olarak yorumlarda bulunmuş ya da sonuçlar ileri sürmüş araştırıcıların bu sonuçları tek tek değerlendirilmiştir. Oldukça uzun ve kapsamlı bir raporla alt bölümlerinden bazıları sonuçlanan çalışmanın mevcut tüm metni için yazarlardan NGŞ ile irtibata geçilebilir.

Kaynaklar

Güçhan, N. Ş., 2007, "Nemrut Dağı ve Tümülüsü ve Anıtları Malzeme, Yapısal Durum, Jeolojik Araştırmalar ve Koruma Önerileri", (Kişisel haberleşmede ve çalışmada kullanılmış kaynak).

WEB 1: 2008, http://www.nemrud.nl/tr/nw_tekst1.asp (Nemrut Vakfı Sitesi)

WEB 2: 2008, http://www.planetariumgold.com/ (Planetarium Pro Programının bugünkü sitesi)

WEB 3: http://www.skymap.com

WEB 4: 2008, http://earth.google.com/

NGC 1342 KÜMESİNİN MAVİ AYKIRI YILDIZLARI

Günay Taş*, Serdar Evren*, Cafer İbanoğlu*, Orkun Özdarcan*, Hasan Ali Dal*, Esin Sipahi*, Evrim Kıran*

**Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir*
e-mail: gunay.tas@ege.edu.tr, serdar.evren@ege.edu.tr, cafer.ibanoglu@ege.edu.tr, orkun@mail.ege.edu.tr, ali.dal@ege.edu.tr, esin.sipahi@mail.ege.edu.tr, evrimkiran@mail.ege.edu.tr

Özet: Küme üyesi oldukları halde anakol dönme noktasının daha parlak ve mavi tarafında olan Mavi Aykırı yıldızların (BSSs) gözlenmesi üzerine kurulu bir çalışma, Ege Üniversitesi Araştırma Projeleri kapsamında 2005/Fen/50 nolu proje olarak hazırlanmış ve ilk sonuçları bu çalışmada sunulmuştur. Çalışma kapsamındaki kümeler Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm ve 40 cm teleskopları ile çok renk geniş band süzgeçlerle gözlenmiştir. Elde edilen renk-parlaklık ve renk-renk diyagramları kullanılarak kümelerin kızıllaşmaları belirlenmiştir. Kızıllaşmadan arındırılmış renk-parlaklık diyagramı üzerinden literatürde mavi aykırı olarak belirtilen yıldızlar yeniden incelenmiştir. Ayrıca mavi aykırı yıldızların uzun süreli gözlemleri yapılarak değişen olma durumları araştırılmıştır.

Anahtar kelimeler: Mavi aykırı yıldızlar, açık kümeler, evrim, ışıkölçüm

The Blue Stragglers of the Open Cluster NGC 1342

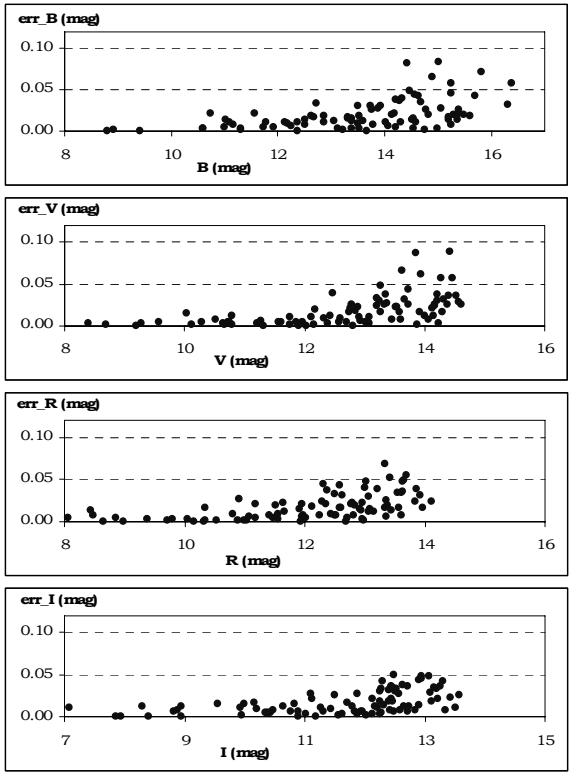
Abstract: For a study on the base of the observations of Blue Straggler stars (BSSs) which they locate on brighter and bluer part of the main sequence turn-off point although they are the member of the cluster, we prepared the project with the number 2005/FEN/50 for Ege University Research Projects and we presented the first results in this study. The clusters were observed 48 cm and 40 cm

telescopes using wide pass-bands at Ege University Observatory. We determined the extinction of the cluster using color-color diagrams. We re-investigated their locations of blue struggler on the de-reddened color-magnitude diagram. Further we made the long-term photometry of the blue strugglers and searched for any light variation.

Keywords: Blue stragglers, open clusters, evolution, photometry

1. Giriş.

Açık ve Küresel kümelerin çok özel üyeleri olan mavi aykırı yıldızlar, kümelerin anakol dönme noktasının mavi tarafında anakol uzantısında bulunan yıldızlardır. Bu yıldızların nasıl oluştukları hala tartışma konusudur. Mavi aykırı yıldızların belirlenmesindeki önemli nokta kümenin kapsamlı bir ışıkölçümü ve iyi bir eşzaman çakışması gereksinimidir. Bu çalışmada literatürde NGC 1342 açık kümesinin mavi aykırı yıldızları olduğu belirlenen HD 21773, HD 21728, HD 275501 ve HD 275502 yıldızları üzerine yoğunlaşılmıştır.



Şekil 1. *NGC 1342 gözemlerinin BV(RI)c süzgeçlerindeki duyarlıkları.*

2. Gözlemler.

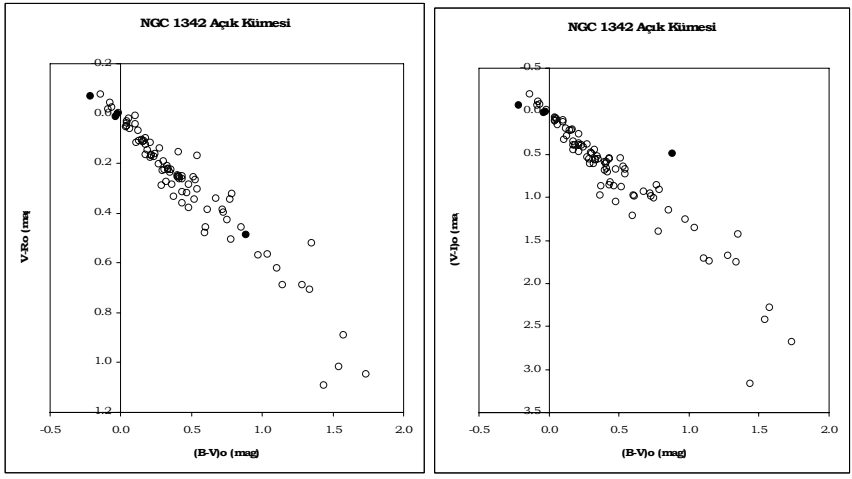
NGC 1342 Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 40 cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskobuna takılı Apogee U42 CCD ışıkölçer ve BVRI süzgeçleriyle üç gece SA 109 (Landolt 1992) ve NGC 4665 (Menzies ve diğ. 1991) kümeleriyle birlikte gözlendi ve aletsel parlaklıklar standart parlaklıklara dönüştürüldü (Standarta dönüşüm katsayıları için bkz. Taş ve diğ. 2008, bu toplantıdaki sunumu). Gözlemlerin duyarlılığı Şekil 1'de gösterildi. CCD ile kullanılan Optec süzgeçler Cousin ya da Bessell ışıkölçüm sistemiyle uyumludur. Sonuçları Johnson sisteme dönüştürmek için ;

$$(V\text{-}I)_{Cousin} = 0.779 \times (V\text{-}I)_{Johnson} + 0.014$$

(An ve diğ. 2007) dönüşüm eşitliği kullanıldı.

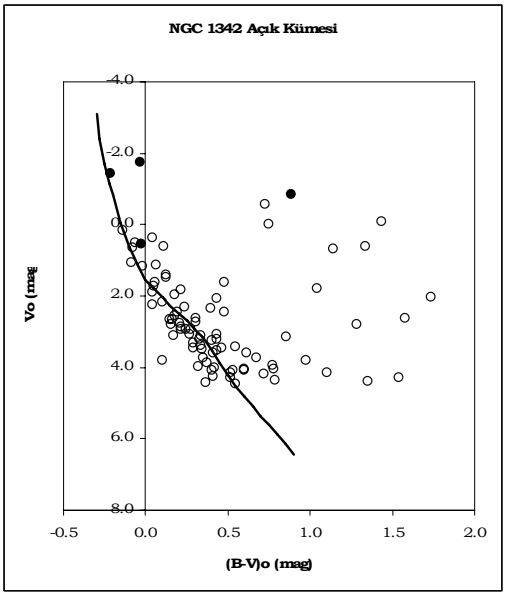
Kümenin mavi aykırı yıldızları Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 2006-2007 gözlem sezonunda toplam 50 gece gözlendi. Bu gözlemler sonucunda mavi aykırı yıldızlardan birinin değiştiği bulundu.

3. NGC 1342 kümesi.



Şekil 2. *B-V'ye karşı V-R (sol) ve (V-I) (sağ) renk-renk diyagramları gösterilmektedir. (o) indisi, verilerin kızıllaşmadan arındırılmış olduğunu ifade etmek için kullanıldı. İçi boş semboller NGC 1342 bölgesindeki gözlenen yıldızları, içi dolu semboller ise mavi aykırı yıldızları temsil etmektedir.*

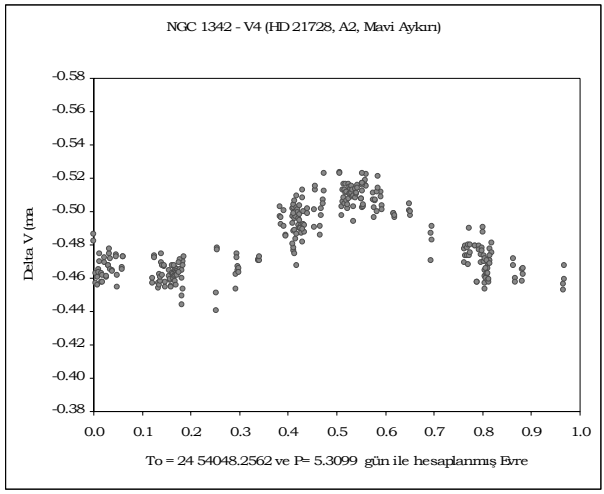
Perseus takımyıldızında bulunan NGC 1342 açık yıldız kümesi dört mavi aykırı yıldızı içerir. Kümeye ilişkin kapsamlı ışıkölçüm çalışmalarının sayısı azdır. Kızıllaşmanın belirlenmesi en önemli sorunlardan biridir. Pena ve diğ. (1994), iki gözlem sezonunda *uvbyβ* süzgeçlerle elde ettiği ışıkölçüm verisinden yola çıkarak, küme üyesi yıldızları B, erken A, geri A, F ve geri tür yıldızlar olmak üzere üç gruba ayırdı. Kümenin B tayf türündeki üyelerinden elde edilen E (b-y) renk artığı $0^m.610$ ile $0^m.212$ arasında değişirken; A yıldızları kullanılarak $0^m.072$ ile $0^m.389$ arasında; F türü yıldızlardan ise $0^m.278$ – $0^m.434$ aralığında değişim gösterdiği belirlendi. Bu, E (b-y) / E (B-V) = 0.74 (Fitzpatrick 1999) eşitliğinden 0.097 ile 0.824 aralığında değişen bir E (B-V) anlamına gelir. Bu çalışmada, yalnız, literatürde mavi aykırı olarak ifade edilmiş ve dolayısıyla küme üyeleği onaylanmış olan yıldızların her biri için ayrı ayrı E (B-V) renk artığı belirlendi ve bu değerlerin ortalaması kümenin renk artıkları olarak kabul edildi:



Şekil 3. *NGC 1342 için elde edilen renk-parlaklık diyagramı. Semboller Şekil 2'deki gibidir. Kuramsal eğri Walker (1985)'den alınan ZAMS'ı göstermektedir.*

E (B-V) = $0^m.652$, E (V-R) = $0^m.424$ ve E (V-I) = $0^m.816$. Buna uygun olarak kızıllaşmadan arındırılan parlaklık ve renkler Şekil 2 ve 3'de gösterildi. Küme anakolu, Walker (1985)'den alınan kuramsal ZAMS'a çakıştırarak uzaklık modülü $(m-M)_0$ = 8.45 bulundu. Kümenin anakol dönme noktası yaklaşık olarak B9 tayf türünden bir yıldıza karşılık gelmektedir, bu da yaklaşık olarak 280 x 10^8 yıl mertebesinde bir yaş anlamına gelir. Bu, Francic (1989) tarafından NGC 1342 kümesi için hesaplanan 300 milyon yıllık yaşla uyumlu bir değerdir. Diğer yandan anakol dönme noktasının daha kırmızı tarafında görünen HD 275502 ile HD 275507'nin mavi aykırı durumunu yeniden tartışmak gerektiği sonucuna ulaştık.

Mavi aykırı yıldızların kökeni tam olarak bilinmemekle beraber bulundukları tayf türü ve ışınım gücü sınıfına uygun değişimler gösterdikleri bilinmektedir. Bu bağlamda örten çift olma, Delta Scuti ya da SX Phe (Öbek II) türü zonklayan değişen ya da kimyasal garip olabilirler. Bu çalışma kapsamında gözlenen mavi aykırılardan HD 21728 ($V_0 = 7^m.011$, $(B-V)_0 = -0^m.213$, tayf türü B3 V)'in PERIOD04 (Lenz ve Breger 2005) kullanılarak yapılan dönem analizinden P = 5.3099 gün dönemle değiştiği belirlenmiştir. Işık değişimi Şekil 4'de gösterilmiştir.



Şekil 4. *NGC 1342 açık kümesinin değiştiği belirlenen mavi aykırı yıldızı HD 21728'in ışık eğrisi.*

Yazarlar bu çalışmayı 2005/Fen/50 nolu proje ile destekleyen Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığı'na ve gözlemlerin yapılmasına olanak veren Ege Üniversitesi Gözlemevi'ne teşekkür eder.

Kaynaklar.

An, D., Terndrup, D.M., Pinsonneault, M.H. ve diğ., 2007, ApJ, 655, 233.
Fitzpatrick, E.L., 1999, PASP, 111, 63.
Francic, S.P., 1989, AJ, 98, 888.
Landolt, A., 1992, AJ, 104, 340.
Lenz, P., Breger, M. 2005, CoAst 146, 53.
Menzies, J.W., Marang, F., Laing, J.D., Coulson, I.M., Engelbrecht, C.A., 1991, MNRAS, 248, 642.
Pena, J.H., Peniche, R., Bravo, H., Yam, O., 1994, RMxAA, 28, 7.
Walker, A.R., 1985, MNRAS, 213, 889.

FOTOMETRİK KÜTLE ORANININ BULUNMASI

Zahide TERZİOĞLU, Yahya DEMİRCAN, Ethem DERMAN

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara,
e-posta:zahideterzioglu@gmail, demircan@ankara.edu.tr, derman@ankara.edu.tr.

Özet

Bu çalışmada Parçalı tutulma gösteren W UMa türü örten değişen çift sistemlerde fotometrik kütle oranının ne kadar duyarlılıkta bulunabileceğine ilişkin analizler yapıldı. Bu çalışmalarımızda W-D programının Phoebe arayüzü kullanıldı. Phoebe'nin son sürümünde script diliyle yazmış olduğumuz program ile kütle oranı tarama işlemleri gerçekleştirildi. Bunun için yapay ışık eğrileri Phoebe arayüzünde oluşturuldu ve bu sistemlere uyguladığımız yöntemin oldukça güvenilir sonuçlar verdiği görüldü.
Bunun üzerine literatürde tayfsal ve fotometrik kütle oranı değerleri birbirinden farklı olan, parçalı tutulma gösteren W Uma türü sistemleri araştırdık. Bu koşullara uyan AO Cam ve UV Lyn sistemleri üzerinde fotometrik kütle oranı tarama işlemlerini gerçekleştirdik ve neden fotometrik kütle oranlarının hatalı bulunduğu konusu bu çalışmada incelenmiştir.

Anahtar Kelimler: *AO Cam, UV Lyn*

1. Giriş

AO Cam'ın (BD +52 826) ilk ışık değişimi Hoffmeister [1] tarafından gözlendi. Milone *et al.* [2], Evans et al. [3], Cooke&Leung [4], Barone [5] tarafından fotometrik analizleri yapıldı. Sisteme ilişkin ilk tayfsal çalışma Rucinski *et al.* [6] tarafından yapılarak q_{sp}=2.3 olarak W-türü W UMa olduğu belirlendi.

UV Lyn'nin (BD +03° 1992, HIP 205095, V=9m.58) bir değişen yıldız olduğu ilk kez Geier *et al.* [7] tarafından keşfedildi. Bossen [8] sistemin UBV bandlarındaki ilk ışık eğrilerini elde etti. Markworth ve Michaels [9], Zhang *et al.* [10] sistemin fotometrik analizini yaptılar. Sistemin ilk tayfsal çalışması Lu *et al.* [11] tarafından yapılarak, sistemin tayfsal kütle oranını q_{sp} = 2.72 olarak belirlediler ve dikine hız eğrisinden sistemin W-türü W UMa olduğunu ileri sürdüler. Pribulla *et al.* [12] ve Zola *et al.* [13] ışık eğrisi analizini gerçekleştirdiler.

2. AO Cam Analizi

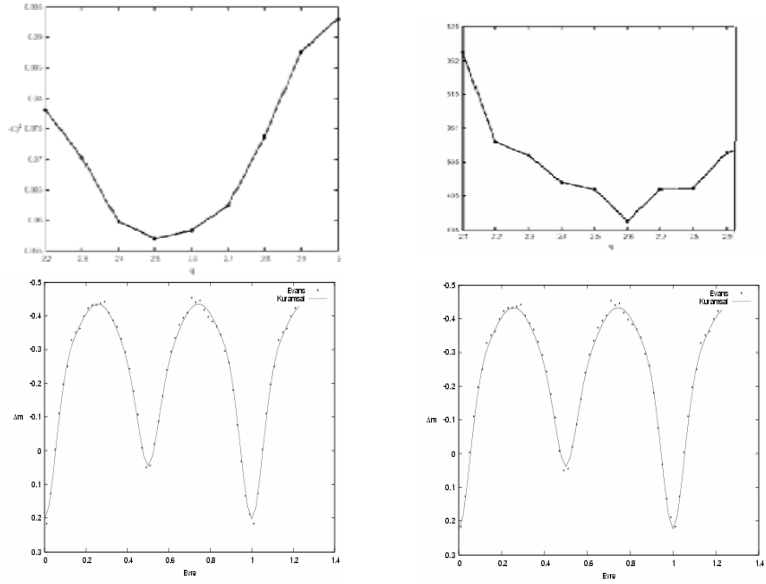
Fotometrik kütle oranı değeri ile tayfsal kütle oranı değeri birbirinde çok farklı olan AO Cam'ın literatürde elde edilen fotometrik kütle oranı ile birlikte tayfsal kütle oranı değerleri Çizelge 1.' de verilmektedir.

Çizelge 1: AO Cam sisteminin literatürdeki kütle oranı değerleri

Parametre	**Milone *et al.* [2]**	**Evans *et al.* [3]**	**Cooke *et al.* [4]**	**Barone *et al.* [5]**	**Rucinski *et al.* [6].**
$q=m_2/m_1$	0.7	1.3	1.3	1.7	2.3*

*: tayfsal kütle oranı

Evans *et al.* [3] ve Milone *et al.* [2] verileri üzerinde gerçekleştirdiğimiz kütle oranı tarama işleminde birinci bileşenin sıcaklık değeri tayf türünden 6000°K olarak alındı. Bu tarama işlemleri, 0.1-9.0 kütle oranı aralığında Phoebe'nin son sürümünde script diliyle yazmış olduğumuz program ile gerçekleştirildi. Sistemlerin tarama işlemleri sonucunda elde edilen q-$\Sigma(O\text{-}C)^2$ grafikleri ile, Milone 2.2-3.0 ve Evans 'ın 2.1-2.9 kütle oranı aralığında Şekil 1.' de verildi. Elde edilen kuramsal ışık eğrisi ile gözlenen verilerin V bandlarının karşılaştırılması da Şekil 1.' de gösterilmiştir.



Şekil 1: Milone et.al[3] ait: q- Σ (O-C)^2 grafiği sol üst panelde, sol alt panelde de kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri. Evans et.al [13]: q- Σ (O-C)^2 grafiği sağ üst panelde ve kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri sağ alt panelde

Evans *et al.* [3] ve Milone *et al.* [2] verileri üzerine uygulanan kütle oranı taraması sonucunda elde edilen parametre değerleri ile literatürden elde edilen değerlerin karşılaştırılması Çizelge 2.' de verilmektedir.

Çizelge 2: Milone ,Evans verilerine uygulanan kütle oranı taraması sonucunda elde edilen parametreler

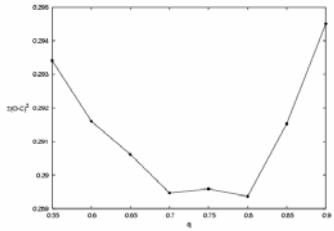
Parametre	**Bu Çalışma (Milone)**	**Bu Çalışma (Evans)**	**Rucinski (20004)**	**Milone (1982)**	**Evans (1985)**	**Cooke (1985)**	**Barone (1993)**
$q=m_2/m_1$	2.5	2.6	2.3*	0.7	1.3	1.3	1.7
i	77°	76°	76°	-	77°	75°	75°
T_1(°*K*)	6000	6000	5900	-	5520	5826	5533
T_2(°*K*)	5580	5537	5590	-	5179	5520	5206
$\Omega_1 = \Omega_2$	5.937	6.019	5.565	-	3.36	4.214	4.774

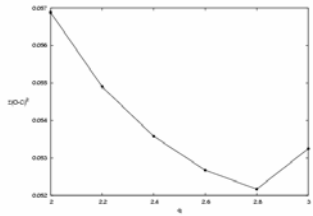
3. UV Lyn Analizi

UV Lyn'e ait iteratürde yayınlanan tüm ışık eğrileri kullanılarak sistemin kütle oranı taramaları gerçekleştirildi. Işık eğrilerine 0.75 evresine etki edecek şekilde leke modelleri gerçekleştirildi. Farklı yıllarda gözlenen ışık eğrilerindeki asimetrik yapıları modellerken farklı leke modellemeleri uygulandı. Tüm verilerin kütle oranı taraması 0.1-9.0 kütle oranı aralığında gerçekleştirildi. Tarama sonucunda elde edilen q-$\Sigma(O-C)^2$ grafiğiklerinden en küçük fark kareye karşılık gelen değerler, sistemin kütle oranı olarak alındı. Zhang [10] ve Zola [13] verilerine ait q-$\Sigma(O-C)^2$ grafikleri ile gözlemsel ışık eğrilerinin karşılaştırması Şekil 2' de gösterildi. Markworth & Michaels [9], Zola *et al.* [13] analizlerinden elde ettikleri kütle oranları sırasıyla q=0.526, q=2.685dir. Bu çalışmadan elde edilen kütle oranları ile parametreler Çizelge 3.' de verildi.

Çizelge 3: UV Lyn sisteminin ışık eğrilerinin bu çalışmadaki analiz sonuçları ve leke modelleri

Parametre	Bossen	Markworth&Michaels	Zhang	Vanko	Zola
$q=m_2/m_1$	1.3	1.6	0.8	2.8	2.8
i	65.61	65.87	65.65	68.23	68.26
T_1(°K)	6000	6000	6000	6000	6000
T_2(°K)	5831	5863	5578	5916	5926
$\Omega_1=\Omega_2$	4.1567	4.6311	3.3370	6.1725	6.2151
Leke Parametreleri					
Parametre	2. Bileşen				
Enlem	1.77	1.52	1.19	1.07	1.19
Boylam	4.78	4.92	4.85	4.10	4.83
yarıçap	0.15	0.25	0.27	0.23	0.32
Sıcaklık fak	0.85	0.85	0.85	0.85	0.85





Şekil 2. Zhang *et al*[10] ait: q- Σ (O-C)^2 grafiği kütle oranı 0.55-0.9 aralığında sol üst panelde, sol alt panelde bu verilere ait kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri. Zola et.al [13]: 2.0-3.0 kütle oranı aralığındaki q- Σ (O-C)^2 grafiği sağ üst panelde kuramsal (sürekli çizgi) ve gözlemsel ışık eğrileri

4. SONUÇ

Bu çalışmada parçalı tutulma gösteren AO Cam'ın literatürdeki ışık eğrileri üzerinde gerçekleştirilen kütle oranı taraması sonucunda bulunan fotometrik kütle oranlarının tayfsal kütle oranına yakın olduğu bulundu.

UV Lyn'e 1973,1982,1995 ışık eğrilerinde asimetrik yapı maksimumlara etkisi az iken 2001,2005 verilerinde bu etki daha fazla olmasından dolayı farklı leke modelleri kullanılarak kütle oranı tarması gerçekleştirildi. 1973, 1982, 1995 verilerinde sisteme ilişkin birbirinden farklı kütle oranı değerleri elde edilirken 2001, 2005 verilerinde ise tayfsal kütle oranı değerine yakın kütle oranı değerleri elde edildi. Bu kütle oranlarındaki farklığın sebebi:

i. verilerinin gözlem kalitesine

ii. ışık eğrilerindeki asimetrik yapının iyi modellenememesine bağlı olduğu düşünülmektedir.

Bu çalışmada kullandığımız program ile kütle oranı tarama işlemini otomasyona bağlayarak istediğimiz sayıda iterasyon yapma olanağı bulduk. Bu iterasyonlar sonucunda parçalı tutulma gösteren sistemde leke yoksa kütle oranının duyarlı bir şekilde belirlenebileceği

görüldü. Ancak sistemde leke olması durumunda, ışık eğrisi iyi modellenemezse bizi yanlış kütle oranlarına götüreceği anlaşıldı.

KAYNAKLAR

[1] Hoffmeister, Cuno. Astronomische Nachrichten, volume 289, p.1
[2] Milone, E. F.; Piggott, D. H.; Morris, S. L.1982," AO Camelopardalis", JRASC, 76; 90M.
[3] Evans, E. E., III; Grossoehme, D. H.; Moyer, E. J., Jr. 1985, "A photometric study of AO
Camelopardalis*", PASP, 97; 648E.*
[4] Cooke, D. B.; Leung, K.-C. 1985 Photometric solution for the eclipsing binary system AO
Camelopardalis. *Ap&SS, 113; 25C.*
[5] Barone, F., di Fiore, L., Milano., Russo, G.1993." Analysis of contact binary systems - AA Ursae
Majoris, V752 Centauri, AO Camelopardalis, and V 677 Centauri*", ApJ 407; 237B.*
[6] Rucinski, Slavek M.; Lu, Wenxian; Mochnacki, Stefan W. 2000. Radial Velocity Studies of Close
Binary Stars. III. *AJ, 120; 1133R.*
[7] Geier, E., Kippenhan, R., and Strohmeier. W. 1995, Kleine Veroff. Remeis-Sternw, Bamberg. No 11.
[8] Bossen, H., 1973. UBV photometry and photometric orbit of UV Lyn. *Astronomy and Astrophysics*
Supplement, Vol. 10, p.217.
[9] Markworth, N. L.; Michaels, E. J., Jr., 1982, "The Eclipsing Binary Uv-Lyncis", *A&AA ID.*
AAA031.117.125.
[10] Zhang, Xiaobin; Zhang, Rongxian; Zhai, Disheng; Fang, Mingjun.,1995, "Photoelectric Photometry of UV
Lyncis in 1994", IBVS.4240.1Z.
[11] Lu, Wenxian; Rucinski, Slavek M., 1999, "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. I." AJ115, 15L
[12] Vanko, M.; Pribulla, T.; Chochol, D.; Parimucha, S.; Kim, C. H.; Lee, J. W.; Han, J. Y.2001, "Photoelectric and CCD photometry of eclipsing contact binaries: UV Lyn, FU Dra and AH Aur", CoSka, 31, 129V.
[13] Zola, S.; Kreiner, J. M.; Zakrzewski, B.; Kjurkchieva, D. P.; Marchev, D. V.; Baran, A.; Rucinski, S. M.;
Ogloza, W.; Siwak, M.; Koziel, D.; and 2 coauthors., 2005, "Physical Parameters of Components in Close
Binary Systems. V", *AcA,5,389Z.*

PALANDÖKEN DAĞI'NIN ATMOSFERİK ÖZELLİKLERİ

Cahit YEŞİLYAPRAK [(1)], Yusuf ŞAHİN [(1)], Sacit ÖZDEMİR [(2)], Mustafa HELVACI[(3)], Sinan Kaan YERLİ [(4)], Bülent GÜÇSAV [(3)], Deniz ÇOKER [(3)], Emre AYDIN [(3)], Burcu AKÇA[(1)], Tuba AKKUŞ[(1)], Özgür ÖZPOLAT[(1)], Hanifi DEMİRCİ[(1)]

[(1)] Atatürk Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Erzurum

[(2)] Ahi Evran Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Kırşehir

[(3)] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara

[(4)] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Ankara

Özet

Erzurum şehir merkezine çok yakın bir konumda olan Palandöken Dağı, 3175 m yüksekliğiyle Türkiye'deki ve Dünya'daki en önemli (stratejik, sportif, turistik vb.) zirvelerden birisidir. Palandöken Dağı ve çevresinin fiziki, stratejik ve atmosferik koşullarının farklı amaçlarla kullanılabilirliğinin (alternatif enerji kaynakları potansiyelinin belirlenmesi ve enerji üretimi ve teknolojileri, turistik ve sportif faaliyetlerde, kar - su hidrolojisi, bilimsel alanlarda vb.) artırılması, bölgenin ve zirvenin atmosferik haritasının tam olarak çıkarılması ve ayrıca 2011 yılında Erzurum Palandöken Dağı ve çevresinde yapılacak olan Üniversite Kış Oyunları içinde gereken, zirve ve çevresinin temel meteorolojik özelliklerinin ayrıntılı olarak ortaya çıkarılması amacıyla bir bilimsel araştırma projesi kapsamında, yaklaşık 1 yıldır meteorolojik veriler sürekli kaydedilmekte ve incelenmektedir. Bu bilgiler, Bölge Meteoroloji Müdürlüğü'nden alınan meteorolojik

yer ve radyosonda verileriyle de karşılaştırılmaktadır. Bu proje kapsamına, yeni başlatılan atmosferik görüş gözlemleri de dahil edilmiştir. Ayrıca bu çalışma ve sonuçları sayesinde, Palandöken Dağı ve çevresindeki yakın zirvelerinde (> 3000 m) meteorolojik özellikleri belirleneceği gibi, yeni yapılmaya başlayan ve devam edecek olan atmosferik ve astronomik diğer testler ile bölgenin temel astronomik özellikleriyle birlikte astronomi konusundaki potansiyeli de ortaya çıkarılmış olacaktır. Bu çalışma, Atatürk Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü tarafından yürütülmekte (2007-2008) ve Atatürk Üniversitesi tarafından Bilimsel Araştırma Projesi (BAP - 2007/33) olarak desteklenmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Atmosferik Özellikler, Nem, Rüzgar Hızı ve Yönü, Güneş Enerji Miktarı, Açık Gün/Gece Sayısı*

Abstract

The atmospherical properties of Palandöken Mountain near Erzurum city center, which its altitude is approximately 3175 m and it is the most important peak of Turkey and even World, like as temperature, pressure, humidity, wind speed and directions, solar energy, seeing etc., have been examined in this study. In addition, the astronomical potential of Palandöken Mountain will be discovered. This study is supported by Atatürk University as a Scientific Research Projects (BAP - 2007/33).

Key Words: *Atmospheric Properties, Humidity, Wind Speed and Direction, Solar Radiation, Clear day/night number*

1. Ekipman ve Veri Toplama: Atmosferik özelliklerin belirlenmesi için kullanılan ekipmanlar: 1) "Davis Vantage Pro2" Kablosuz Meteoroloji İstasyonu ve ek ünitesi (*Güneş Işınımölçer*), 2)

"Astrovid Stellacam CCD Kamera ve Balıkgözü mercek sistemi, 3) Sistemin çalıştırılması ve veri toplamak için bilgisayar sistemi, 4) Sistemin kontrolünü, veri aktarımı ve internet bağlantısı için radyolink sistemi, 5) Açık gün/gece sayısı konusunda istatistik yapan, Atatürk Üniv., Fen - Ede. Fak., Fizik Böl.'nde oluşturulan gurup, 6) Bölgeye ait, Meteoroloji Genel Müdürlüğü'nden elde edilen günlük/aylık meteroloji ve radyosonda verileri, 7) Ahi-Evran Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü'nden DIMM gözlemleri için alınan 20 cm'lik Meade teleskop ve atmosferik görüş test ekipmanıdır.

2. Atmosferik Özellikler

Tablo 1. Palandöken Dağı - Ejder Zirvesi (~3175 m) Atmosferik Özellikleri

(25.08.2008 tarihine kadar ölçülen değerler dikkate alınmıştır)

	2007/ 12	***2008/ 01***	***2008/ 02***	***2008/ 03***	***2008/ 04***	***2008/ 05***	***2008/ 06***	***2008/ 07***	***2008/ 08***
EN DÜŞÜK NEM (%) *(FİZİK BÖL. PALANDÖKEN METEOROLOJİ İSTASYONU)*	**11**	**14**	**14**	**26**	**31**	**17**	**18**	**22**	**28**
EN DÜŞÜK NEM (%) *(METEOROLOJİ GENEL MÜD. RADYOSONDA BALONU)*	**3**	**8**	**8**	*METEOROLOJİ GENEL MÜDÜRLÜĞÜ RADYOSONDA BALON VERİLERİ HENÜZ GELMEMİŞTİR...*					
AÇIK GÜN SAYISI (g) *(MET. GEN. MÜD. VERİLERİ ve FİZİK BÖL. ÇALIŞMA GURUBU)*	**14**	**22**	**19**	**16**	**22**	**20**	**26**	**30**	**24**
RÜZGAR HIZI (m/s) *(ORTALAMA / MAKSİMUM)*	**2.0 / 8.9**	**3.1 / 25.5**	**2.5 / 17.9**	**5.0 / 21.0**	**3.1 / 17.4**	**1.8 / 14.3**	**2.9 / 13.9**	**2.5 / 12.5**	**3.9 / 9.4**
RÜZGAR YÖNÜ *(AĞIRLIKLI ÖLÇÜLEN)*	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**	**GÜN EY**
SICAKLIK DEĞİŞİMİ (°C) *(MİNİMUM / MAKSİMUM)*	**-19.0 / -2.0**	**-22.5 / -4.0**	**-23.0 / 0.0**	**-15.0 / 5.0**	**-11.0 / 11.0**	**-11.0 / 13.0**	**-2.0 / 13.0**	**0.0 / 20.0**	**9.0 / 21.0**

Atmosferik görüş kalitesinin belirlenmesi amacıyla, Ağustos 2008'den itibaren de DIMM gözlemlerine başlanmıştır.

Şekil 1: Erzurum — Palandöken Dağı'nın (3175 m) kuzey sırtının görüntüsü (Şubat 2008, Foto: CY).

Şekil 2: Erzurum — Palandöken Dağı'nın (3175 m) güney sırtının görüntüsü (Haziran 2008, Foto: CY).

Şekil 3: Erzurum — Palandöken Dağı'nın zirvesinde (Ejder Tepesi) bulunan TRT epesi'nde (3175 m) bulunanVerici İstasyonu (Haziran 2008, Foto: CY).

Şekil 4: TRT Verici İstasyonu'nun tarasına kurulan kablosuz meteoroloji istasyonu (sıcaklık, basınç, rüzgar hızı ve yönü, nem, yağış miktarı, güneş enerji ölçer) ve bulutluluk oranı ile açık gün ve gece sayısını tespit eden CCD kamera sistemi (Stellacam ve otomatik irisli balıkgözü mercek) (Şubat 2008, Foto: CY).

Teşekkür

Bu çalışmaya destek veren; Atatürk Üniversitesi Rektörlüğü'ne, Meteoroloji Genel ve Bölge Müdürlüğü'ne, TRT Genel ve Bölge Müdürlüğü'ne, Erzurum Valiliği'ne, ve Atatürk Üniversitesi, Fizik Bölümü'nde oluşturulan istatistik çalışma gurubuna teşekkür ederiz.

CCD KÜME VERİLERİNDEN DEĞİŞEN YILDIZ TESPİTİ VE AVI

Cahit YEŞİLYAPRAK [(1)], Nazım AKSAKER[(2)], Mustafa HELVACI[(3)], Bülent GÜÇSAV[(3)], Deniz ÇOKER[(3)], Emre AYDIN[(3)], Ahmet İSKENDER[(4)]

[(1)] Atatürk Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Erzurum
[(2)] Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Adana
[(3)] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara
[(4)] İnönü Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Malatya

Özet

Değişen yıldız, astronominin en önemli konularından biridir. Yaşlı ve yüksek enleme sahip ($\delta > 60$), NGC 188, NGC 2420, NGC 3231 açık kümeleri TUG'da bulunan ROTSEIIID teleskopu ile 2008 Ocak - Haziran aylarında 6 ay süresince gözlenmiştir. ROTSEIIID'den alınan verilerin gözlem aralığı (1 g) düşünüldüğünde; periyodu 1 günden daha büyük değişen yıldızların (SR, Mira, RR Lyr, vd.) kısa ve uzun dönemli değişimleri araştırılmıştır. IDL yardımıyla yazılan nokta dağılım fonksiyonu ile 11 – 18 kadir parlaklığa sahip yıldızlar belirlenmiştir. Elde edilen bu gözlemlerle, kümelerdeki değişen yıldızların ışık eğrileri, dönem ve genlik bilgileri, gibi temel özellikleri araştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: *Değişen Yıldızlar, Periyot, RotseIIID, Açık Küme, IDL*

Abstract

Variable star is one of the most important subjects in astronomy. NGC 188, NGC 2420, NGC 3231 open clusters, are old and have high latitude ($\delta > 60$), have been observed with ROTSEIIID between January and

June 2008 for 6 months. Variable stars with period longer than 1 day (e.g. SR, Mira, RR Lyr) have been examined the short and long term variability due to the data taken from ROTSEIIID. Variable stars have been obtained the 11-18 magnitude stars with the help of PSF function in IDL. They have been examined the fundamental information of variable stars such as light curves, period and amplitude, in clusters with the observation data.
Key Words: *Variable Stars, Period, RotseIIID, Open Cluster, IDL*

1. Giriş

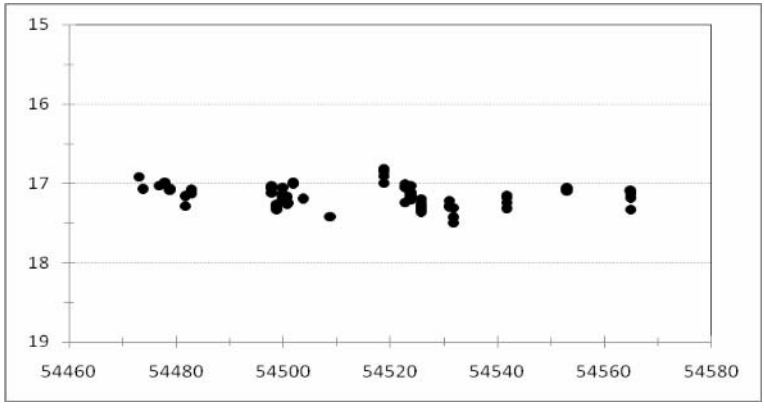
Yaşlı kümeler, yıldız evriminin son aşamalarının fiziksel özelliklerini incelemek için oldukça değerli laboratuvarlardır. Değişen yıldız sayısı bakımından oldukça zenginlerdir. Kümelerdeki yıldızlar yaş ve kimyasal yapı bakımından birbirlerine benzer özellikler gösterirler. Farklı kümelerdeki değişen yıldızları incelemek amacıyla logaritmik yaşları 9'dan büyük NGC188, NGC2420 ve NGC3231 açık kümeleri seçilmiştir. Bunlardan, NGC188 kümesi oldukça popüler ve üzerinde fazla çalışma yapılmış kümelerdendir (Kafka ve Honeycutt 2003). Farklı çalışmalardan (Hippel ve Sarajedini 1998, Sarajedini vd. 1999, Zhang vd. 2002, Kafka ve Honeycutt 2003, Akerlof vd. 2003) yaş tayini (7.0±0.5 Gyr), göreli uzaklığı (M-m=11.43±0.08) ve düşük kırmızıya kayma değeri (E(B-V) = 0.09±0.02) bulunmuştur. Tespit edilen 19 değişen yıldızdan 13'ü W Uma tipi değişen yıldız olarak belirlenmiştir (Rucinski 1998). Diğer kümelerle ilgili literatürde fazla çalışma yoktur.

2. Gözlemler ve Veri Analizi

Kümelerin CCD gözlemleri TUG'da bulunan ROTSEIIID robotik teleskobu ile 2008 Ocak – Haziran süresince yapılmıştır. Teleskoba takılı 2048x2048 CCD, ~3.3" piksel çözünürlüğü ile toplam 1.85^{o}x1.85^{o} bölgeyi gözlemleyebilmektedir. Gözlem süresince herbir küme için gecede ortalama 4 olmak üzere yaklaşık 720 CCD verisi toplanmıştır. CCD'nin doymasını engellemek için 5 s poz süresi verilmiştir. İncelenen kümelerin gözlemsel özellikleri Tablo 1'de verilmiştir.

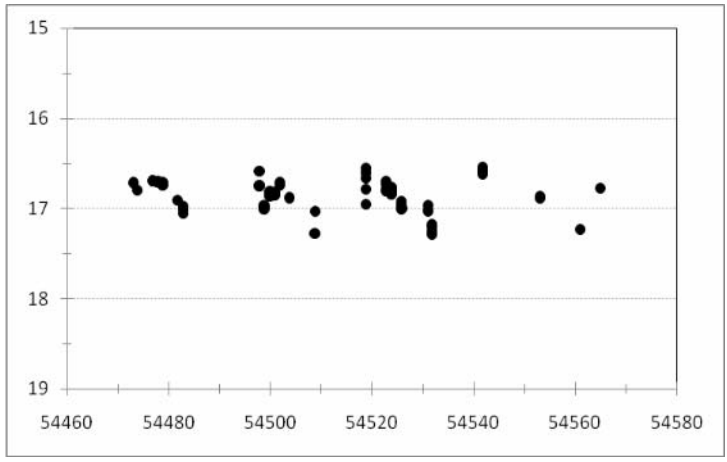
Tablo 1. İncelenen kümelerin gözlemsel özellikleri.

Küme	(α_{2000})	(δ_{2000})	B (m)	V (m)	Uzaklık (pc)	Yaş (Log)
NGC 0188	00 47 28	+85 15 18	8.9	8.1	2047	9.632
NGC 2420	07 38 46	+21 33 30	9.0	8.3	3085	9.048
NGC 3231	10 26 58	+66 48 55	-	10.0	-	-



Şekil-1: TYC 4150-554'un ışık eğrisi

Veri analizinden önce özellikle rüzgar kaynaklı bozuk görüntüler ile Ay'dan etkilenmiş veriler temizlenmiştir. Bu işlemlerden sonra, NGC 188 için 94, NGC 2420 için 68 ve NGC 3231 için de 99 CCD verisi incelenmeye alınmıştır. Bu görüntülere ön indirgeme süreci uygulanmamıştır. Ayrıca ROTSE'nin farklı gecelerde aldığı veriler MaxImDL programı ile referans bir CCD verisine göre tekrar düzenlenmiştir. Böylece tüm CCD verilerinde aynı yıldızlar aynı koordinata getirilmiş olmaktadır ve hatası 1 pikselin altındadır.



Şekil-2: TYC 4150-649'un ışık eğrisi

Daha sonra 6 aylık veri içinden seçilen tek bir CCD verisi DAOPHOT açıklık fotometri paketinden IDL için dönüştürülmüş ASTRON paketinin *sky* ve *find* prosedürleri kullanılarak yıldızların tüm CCD verilerindeki yerleri belirlenmektedir. Bundan sonra yerleri belirlenen yıldızların *sky* ve *aper* prosedürleri kullanılarak aletsel parlaklıkları belirlenmektedir. Bu şekilde NGC 0188 için 411, NGC 2420 için 601 ve NGC 3231 için 226 yıldızın parlaklığı hesaplanmıştır. Örnek olarak NGC 3231 içerisinden tespit edilen 2 örnek değişen yıldızın (TYC 4150-554 ve TYC 4150-649) 6 aylık verilerden elde edilen ışık değişiminin grafiği, Şekil-1 ve 2'de verilmiştir.

3. Sonuç

NGC 0188, NGC 2420 ve NGC 3231 kümelerinin CCD gözlemleri TUG'da bulunan ROTSEIIID robotik teleskobu kullanılarak, 2008 Ocak - Haziran tarihleri arasında yapılmıştır. IDL - ASTRON paketi kullanılarak yüzlerce yıldızın açıklık fotometrisi aynı anda yapılabilmektedir. 1235 yıldızın parlaklığı bu şekilde hesaplanabilmektedir. Hata oranları da incelenmiş ve kısa veya uzun dönemli değişimleri belirlemek için yeterli olduğu görülmüştür. Alınan veri sayısının (yaklaşık 6 ay süreli ve bozuk görüntüler

çıkarıldıktan sonra) bütün değişenler için ayrıntılı özelliklerin belirlenebilmesine yetmediği de görülmüştür. Daha fazla gözlem noktasına ihtiyaç duyulmaktadır ve bu nedenle proje devam etmektedir.

TUG'a gözlem desteğinden dolayı teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Kafka, S., & Honeycutt, R. K., 2003, ApJ, 126, 276
Sarajedini, A., von Hippel, T., Kozhurina-Platais, V., & Demarque, P., 1999, AJ, 118, 2894
Hippel, T., von & Sarajedini, A., 1998, AJ, 116, 1789
Zhang, X. B., Deng, L., Tian, B., & Zhou, X., 2002, AJ, 123, 1548
Rucinski, S.M., 1998, AJ, 116, 2998
Akerlof, C.W., Kehoe, R.L., McKay, T.A., Rykoff, E.S., et al., 2003, PASP, 115, 132

ROTSE IIID VERİLERİNDEN FARKLI TÜRDEN DEĞİŞEN YILDIZLARIN BELİRLENMESİ

Cahit YEŞİLYAPRAK [(1)], Sinan Kaan YERLİ [(2)], Ümit KIZILOĞLU [(2)],
Bülent GÜÇSAV [(3)], Deniz ÇOKER [(3)]

[(1)] Atatürk Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Erzurum
[(2)] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Yerleşke, Ankara
[(3)] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, Ankara

Özet

Değişen yıldızlar, değişimlerine göre düzenli, yarı düzenli ve düzensiz olarak; periyotlarına göre ise genel olarak kısa ve uzun dönemli değişenler olarak sınıflandırılabilirler. Bir yıldızın değişen olup olmadığının belirlenmesi için uzun süreli, ardaşık ve düzenli gözlemlere ihtiyaç vardır. Değişen yıldız bulmak ve değişim türünü belirlemek için en uygun ve ideal teleskoplar, robotik olarak çalışan, uzun süre aynı bölgeleri gözlemleyen ve binlerce yıldızın aynı anda gözlenebilirliğini sağlayan teleskoplardır. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan teleskoplardan özellikle ROTSEIIID, aynı bölgelerin uzun süreli gözlemlerini yapan, çok daha geniş alanı görebilen dolayısı ile daha çok sayıda yıldız verisi (onbinlerce) üreten bir teleskop olarak, farklı türden değişen yıldızlar belirlemek için idealdir. ROTSEIIID gözlem projelerinden alınmış ve incelenmemiş binlerce yıldız verisi, geliştirilecek otomatik bir indirgeme yazılımı yardımıyla kısa sürede ayıklanabilecek ve analizleri (değişim türlerinin, genliklerinin, ışık eğrilerinin, periyot/periyotlarının belirlenmesi) yapılabilecektir. Bu çalışma, TÜBİTAK

Temel Bilimler Araştırma Grubu (TBAG-108T475) tarafından desteklenmektedir.

Anahtar Kelimeler: *Değişen Yıldızlar, Periyot, Veri Analizi, Yazılım, RotseIIID*

Abstract

Variable stars can be classified as regular, semiregular and irregular variables according to variation, long and short term variables as to their periods in brief. The long term, continuous and regular observations are necessary to find a star which is a variable or not. The most appropriate telescopes about finding variable star are robotic telescopes observing the same areas in long duration and making the observations of thousands of stars at the same time. A lot of observational data are produced by the telescopes in TUBITAK National Observatory. One of these telescopes, especially ROTSEIIId, makes the long term observations of the same areas. ROTSEIIId can observe a broad area more than other telescopes and produces the thousands of stellar data. In this project, the thousands of stellar data, which were not examined and automatically taken from ROTSEIIId observational projects, will be selected and analysized in a short time by means of developing an automatic reduction software package. This study is supported by TUBITAK The Basic Sciences Research Group (108T475).

Key Words: *Variable Stars, Period, Data Analysis, Software, RotseIIID*

1. Giriş

TUG'da bulunan teleskoplardan, gözlem projeleri kapsamında hem yıl içinde hem de yıllardır süren farklı gözlem projelerinden son derece fazla gözlemsel veri üretilmektedir. Yıl/yıllar içinde gözlenen bölgelerin çeşitliliği ve aynı bölgelerin gözlemlerindeki süreklilik birlikte düşünüldüğünde; TUG teleskoplarından robotik olan ROTSEIIID, aynı bölgelerin uzun süreli geniş alan ($\sim 2^o$) CCD görüntülerini (*2048x2048*) almakta, gözlem projesi kapsamında ve

dışında çok sayıda (binlerce/onbinlerce) ve sönük ($\sim 9^m$ – 19^m) yıldızlara ait yeni ve güncel veriler elde edilmektedir. Ayrıca, uzun süredir aynı CCD ile aynı ölçekte görüntü alması, düzenli ve eksiksiz CCD Veri Başlık (*Header*) bilgilerine sahip olması, verilerinin ön indirgemelerinin yapılmış olarak sunulması, dolayısıyla sürekli ve standart bir yapıda veri üretimi yaptığı düşünüldüğünde; ROTSEIIID teleskop verileriyle bu tür bir çalışmaya başlamak, çok daha etkin ve kısa sürede sonuç alınmasına neden olacaktır.

Bu çalışmanın amaçları: gözlem projeleri yıldızları dışında otomatik olarak sürekli alınmış ve henüz incelenmemiş onbinlerce yıldız verisinin belirlenecek değiştirilebilir kriterlere (*parlaklık, bölge, değişim genliği, vd.*) göre seçimlerinin yapılabildiği otomatik bir yazılım geliştirmek, seçilen yıldızların ilk analizlerini yapmak, parlaklık, periyot, ışık eğrilesi, değişim genliği, min. ve mak. zamanları ve değişim tipini bulmak, önceden değişen olarak bilinenlerin ise eksik olan bilgilerini elde etmektir,

Çalışmanın ileriye dönük hedefleri özetle şunlardır; **a.** Yüzbinlerce CCD görüntüsünden, onbinlerce yıldız verisini seçecek ve bir araya getirecek, belirlenen ve geliştirilebilir kriterlere göre, her yıldıza ait verileri gruplayacak, analizlere hazır hale getirecek otomatik bir astronomi yazılımı geliştirmek ve ayrıca bu tür veya benzer yazılımların oluşturduğu ulusal bir "astronomi yazılım kütüphanesi"nin ilk temellerini oluşturmak, **b.** Öncelikle ROTSEIIID teleskobuna ait verilerin (*geçmişe dönük veri arşivi dahil*) değerlendirilmesinin ardından; diğer TUG teleskoplarının değişen yıldız belirlemeye uygun verilerinin de değerlendirilmesiyle, farklı türden uzun ve kısa dönemli yeni değişen yıldızlar bulmak, değişim türlerini ve ışık eğrilerini belirlemek, değişim genlikleri ve periyotlarının tespitini yapmak, **c.** Bulunacak yeni değişen yıldızlar içinden seçilmiş birkaçının ayrıntılı incelemeleri için, TUG'da bulunan teleskoplarla farklı dalgaboylarında fotometrik gözlemler yardımıyla ışık eğrilerini vd. bilgilerini elde etmek, **d.** "Değişen Yıldızlar" konusunda çalışanlara, yıldız kataloglarına ve bilgi bankalarına yeni ve güncel veriler sağlamak, **e.** Sonuçları uluslararası bilimsel dergilerde ve toplantılarda yayınlamak ve sunmak, **f.** Bu çalışma kapsamında, hem farklı türden değişen yıldızlar konusunda hem ışıkölçüm hem de veri işleme ve analizi konularında farklı üniversitelerden konuyla ilgili yüksek lisans ve doktora öğrencilerinin yetiştirilmesini sağlamak.

2. Yöntem

CCD Görüntülerinin Seçimi: ROTSEIIID teleskobuna ait veri arşivinden farklı türden değişen yıldız belirlenmesine uygun (*uzun süreli projeler, fazla sayıda yıldız bulunan bölgeler, geniş alan gören CCD verileri, sık sayıda ve uzun dönemde veri alınmış projeler gibi...*) CCD verilerinin seçilmesi, **Veri Gruplama ve Depolama:** seçilen CCD görüntülerinin, bölgelerine, yıldızlarına, poz sürelerine vd. kriterlere göre gruplanması ve bir ana bilgisayarda depolanması, analiz ve indirgeme için hazır hale getirilmesi, **Kriter ve Yıldız Belirleme - Verilerin Sayısallaştırılması:** Öncelikle seçilen CCD görüntülerinden yıldızların tespitinde kullanılacak ön ve değiştirilebilir kriterlerin: CCD görüntüsü içindeki yıldızların sayısı (*~binlerce/onbinlerce*), yıldızların dağılımı (*küme veya tek tek yeterince ayrık olması*), yakın yıldızları ayırma gücü (*iki yıldızın tek tek analizinin yapılacağı kadar ayrık olması*), yıldızların parlaklığı, sinyal - gürültü oranı, beklenen/seçilmiş değişim genliği *(ROTSEIIID için 0.3 kadirden büyük*) gibi, belirlenmesi ve uygulanması, **Ön ve Esas İndirgeme:** ön ve esas indirgemesi yapılmış verilerin kontrol edilmesi, TUG'un diğer teleskoplarından gelecek ve hiçbir indirgemesi yapılmamış olanların hem ön hem de esas indirgemelerinin bilinen yazılımlarla yapılması, bunların esas yıldız analizleri için saklanması, **Esas Analiz ve Değişen Yıldız Tespiti:** i) belirlenecek kriterlere göre seçimi ve indirgemesi yapılmış yıldız verilerinin, ışık eğrilerinin tipi (*düzenli, düzensiz, yarıdüzenli, kısa periyotlu, uzun periyotlu, çoklu periyotlu)*, yıldızların parlaklığı, değişim genliği ($\Delta m>0.3$*: Cepheid, W Uma, DSCT ve RR Lyr,* $\Delta m>1.0$*: Algol, SR, RV Tau,* $\Delta m>2.5$*: Mira, U Gem, vd.),* periyot aralığı (*bütün gece boyunca gözlenmiş yıldızlar için P<1g: DSCT, RR Lyr, W UMA, ardışık gecelerde veya daha uzun aralıklarla gözlenmiş yıldızlar için P>1g: Algol, Cepheid, Beta Lyr, P>10g SR, Cepheid, U Gem; P>100g SR, Mira, vd.),* esas kriterlere göre geliştirilecek özel yazılımlarla değişen yıldızların seçimlerinin yapılması ve değişim tiplerine göre belirlenmesi; ii) değişen olduğu belirlenenlerin, ışık eğrilerinin elde edilmesi, parlaklıklarının bulunması, değişim tiplerinin belirlenmesi, iii) kullanılacak diğer temel analiz yazılımlarıyla, periyot veya çoklu periyotların tespiti, değişim genliklerinin bulunması, değişim tiplerinin kesin belirlenmesi, minimum ve/veya maksimum zamanlarının tayini gibi temel değişen

yıldız bilgilerinin belirlenmesi, **Yıldızların Guruplanması ve Listelenmesi**: belirlenen yeni değişen yıldızların bulunan özellikleriyle (*parlaklık, genlik, periyot gibi*) birlikte değişim tiplerine ve periyotlarına göre sınıflandırılması ve bunların gerek sayısal ortamda gerek internet ortamında kolay ulaşılabilir hale getirilmesi ve mümkünse bir değişen yıldız kataloğu yapılması, **Yeni Fotometrik Gözlemler**: bulunan yeni değişen yıldızların içinden seçilen ve örnek teşkil edecek birkaç yıldızın tam ve esas astronomik bilgilerinin fotometrik analiz yöntemleriyle elde edilmesi için TUG teleskoplarına yeni ışıkölçüm projelerinin verilmesidir.

3. Kapsam

Farklı türden, kısa ve uzun dönemli değişen yıldızların belirlenip içlerinden birkaçının da inceleneceği bu çalışmanın öncelikli ve ağırlıklı veri kaynağı, 2004 yılında hizmete giren ve teknik özellikleri sebebiyle diğer teleskoplara göre değişen yıldız belirlemeye çok daha uygun gözlem projelerinin yürütüldüğü, ROTSEIIID teleskobuna ait gözlem verileridir. Bu çalışma kapsamında öncelikle hem uzun hem de kısa dönemli farklı türden değişen yıldızların tanımlanması, değişim türlerinin belirlenmesi ve periyotlarının (*birkaç günden başlayan ve birkaç yıla ulaşan mertebede*) tespiti yapılacaktır. ROTSEIIID sisteminin gözlemsel özelliklerinden, özellikle değişim genliği 0.3 kadirden büyük ve periyodu da 1 günden daha uzun olan farklı türden yeni değişen yıldızların belirlenmesi planlanmıştır.

Teşekkür

TÜBİTAK ve TUG'a çalışmaya verdikleri destekten dolayı teşekkür ederiz.

OB BİLEŞENLİ V1898 CYG VE V1182 AQL SİSTEMLERİNİN FOTOMETRİK ANALİZLERİ

Mehmet TANRIVER[1], Osman DEMİRCAN[2]

ÖZET

OB yıldızları yaydıkları güçlü ışınım enerjisi ve rüzgarla galaksinin kimyasal evrimini ve dinamiğini etkilemektedir. Birçok OB yıldızı, etkileşen çift yıldız bileşeni durumundadır. OB bileşenleri içeren çift yıldız sistemlerinde ışık eğrisini bozan çevresel etkiler vardır. Bu çevresel etkiler ışık eğrisinde kendini minimumlarda asimetri ve minimum genişliklerinin eşit olmaması şeklinde gösterir. Bu tür sistemlerde aşırı kütle kaybı ve izotropik olmayan yıldız rüzgarı ile sistemi terkeden madde, sistem etrafında homojen olmayan birikim bölgeleri, sistemi saran bir zarf oluşturur. Bu birikim maddesi ışık eğrisi üzerinde bozucu etkiler yapmaktadır. Bu, ışık eğrisi analizinden sistemin çevredeki madde ile beraber modellenmesi demektir. Işınım basıncı ve karşılıklı rüzgar, madenin bir bileşenden diğerine akmasını engellemekte, sistem uzaya rüzgarla madde kaybetmekte ama kütle oranı değişmemektedir. Bu durumda OB bileşenli sistemler için klasik Roche modeli de geçerli olmayabilir. Sistem kütle oranı fazla değişmeden uzaya büyük oranda kütle kaybederse bu kütle, sistemi sarar ve sistem ortak zarf evresi geçirir. Ortak zarf evresinde yörünge döneminin hızla küçülmesi, yıldızların biribirine yaklaşması beklenir. Sonuçta bileşen yıldızlar birbirine değebilir. Büyük kütleli çift yıldızlarla ilgili tüm bu öngörüler sistemde oluşan rüzgar yapısına bağlıdır. Bu sistemlerin çevresindeki rüzgar yapısının incelenmesi bu nedenle oldukça önemlidir. V1898 Cyg ve V1182 Aql gibi büyük kütleli çift yıldızlar bu çalışmada, bu şekilde incelenmiştir.

Anahtar Kelimeler: *OB bileşenli etkileşen çift yıldızlar, yıldız rüzgarları, Yıldızlar: V1898 Cyg, V1182 Aql.*

ABSTRACT

The emitted radiation and winds of OB stars affect the chemical evolution and dynamics of Galaxy. A great many of OB stars are in state of interacting binaries. There are environmental effects distorted the light curves in binary stars systems including OB-components. These environmental effects are shown as asymetry in minima and unequality of width of that minima itself in light curves. The matter take leaved from system with excessive mass loss and unisotropic stellar winds form in this kind of systems forms non-homogenous accumulation zone around and circumstellar envelopes surrounding system. This phenomenon means that the system is modeling together with the circumstellar matters around it from analysing of light curve. The radiation pressure and interactive winds prevent flowing of stellar matter from one components to another, binary system loses matter with winds into space but mass ratio of system not changes. In this case classic Roche model can not be valid for them. If the system loses big ratio mass into space from mass ratio not too changes, this mass surrounds the system and the system passes in common envolope phase. It expects become rapid small of orbital period in common envolope phase and therefore it expects approaching of components to each others. Finally, component stars can contact each others. All that foresights concerned with massive binary stars are depends on wind structure formed in the system. Therefore the inspection of wind structure around these systems are rather important. Massive binaries such as V1898 Cyg and V1182 Aql, are inspected by this conditions in this study.

Key Words: *OB type interacting binaries, stellar winds, Individual stars: V1898 Cyg, V1182 Aql.*

1. Gözlemler

Rüzgar yapısının belirlenmesisnde kullanılan gözlemsel veriler, fotoelektrik fotometre tekniği kullanılarak Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG) de 30 cm lik Maksutov-Cassegrain türü teleskoba bağlı, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) de 40 cm'lik Dall - Kirkham optik modelli Cassegrain türü teleskoba bağlı OPTEC SSP-5A tek kanallı fotoelektrik fotometre başlığıyla farklı gözlem mevsimlerinde yapılmıştır.

Yıldızların gözlem bilgileri aşağıdaki tabloda özetlenmiştir.

Yıldız	Göz.HJD	Gece Sayısı	Gözlem	Gözlemevi	Gözlemci
V1898 Cyg	2452478-99	7	395	AÜG	MT
	2452806-50	4	250	TUG	MT
V1182 Aql	2452475-88	5	306	AÜG	MT
	2452809-53	9	660	TUG	MT

V1898 Cyg (HD200776) ve V1182 Aql (HD 175514) değişen yıldızları için sırasıyla HD202347; HD198915 ve HD175013; HD177623 mukayese ve denet yıldızı olarak seçilmiştir. Tüm sistemler için mukayese yıldızlarının gözlemleri kullanılarak her gözlem gecesi için U, B, V renklerinde ayrı ayrı atmosfer sönükleştirme katsayıları hesaplanarak tüm gözlemlerin diferensiyel sönükleştirme düzeltmeleri yapılmıştır. Düzeltme işlemlerinde doğrusal yöntem kullanılmıştır [8]. Gözlem zamanları, Yer'in Güneş etrafındaki hareketi nedeniyle ışık-zaman etkisi düzeltilerek Güneş merkezine indirgenmiştir [17].

2. V1898 Cyg Çift Yıldız Sistemi

V1898 Cyg yıldızı bir değişen olarak keşfedilmeden önce çeşitli zamanlarda fotometrik ve spektroskopik gözlemi yapılmıştır [1, 4, 14, 7]. Tayfsal çift olarak keşfedilen V1898 Cyg için ilk yörünge elemanları, P = 2.9258 gün, T_0 = JD = 1.3 km/sn, K = 62.5 km/sn, e = 0.06, w = 309°, a?2440107.948, $_1\sin i = 2.51\text{x}10^6$ km ve f(M) = 0.07 $M_\odot$ olarak verilmiştir [1]. Yıldızın parlaklığında ani düşüşler (azalmalar) olduğu ve değişiminin $0^m.2$ kadir olduğu belirtilmiştir [14].

V1898 Cyg değişen yıldızının, 3.0239 gün peryotlu bir tutulma gösteren değişen olduğu bulunmuştur [7]. Daha önce yapılan fotometrik gözlemler, V1898 Cyg'nin birinci minimumu kadar hemen hemen aynı derin ikinci minimuma sahip tutulma gösteren bir çift olduğu verilmektedir [1, 4, 14, 7]. Sistem için bulunan dönemler P=3.0239 gün [7] ve P=2.9258 gün [1] birbirinden çok farklıdır.

Sistem için B1IV:p ve B2III tayf türleri verilmektedir [1, 4]. Önceki çalışmada elde edilen f(M) kütle fonksiyonu değerini [1]

kullanarak, ikinci yıldızın B yada erken A tayf türüne sahip olacağına karar vermiştir [7]. Hipparcos gözlemleri sonucunda sistemin yarı peryotlu çok sığ ikinci minimuma sahip bir değişim gösterdiği anlaşılmıştır.

2.1. (O-C) değişimi

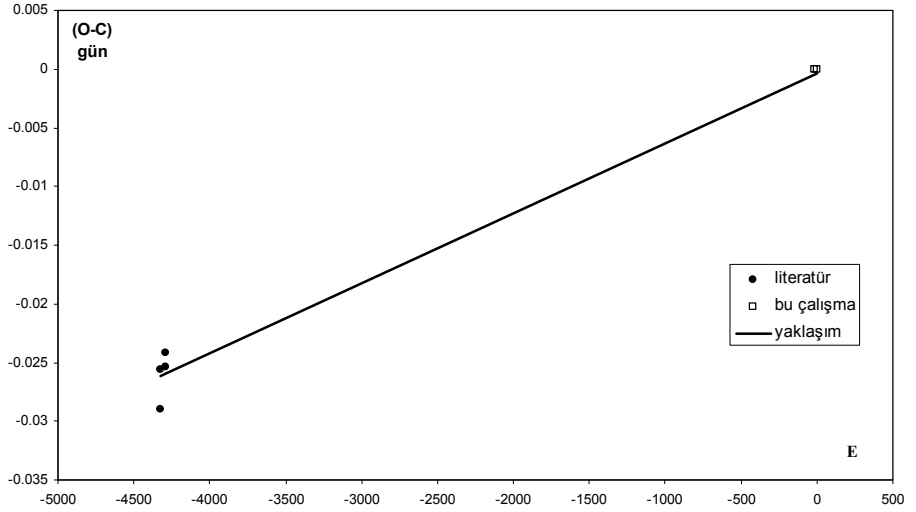
Bu çalışmada yapılan gözlemlerde kullanılan ışık elemanları; T_0 birinci minimum epoch değeri, T_0 = 2440107.948 [1], ve P yörünge dönemi ise Hipporcos gözlemi sonucunda elde edilen P = 1.513117 gün değeri kullanılmıştır. Yapılan gözlemler sonucunda evre kayması olduğu görülmüştür. Evre kayması yüzünden bu çalışmada her üç bantta (U, B, V) gözlenen birinci minimum zamanının ağırlıklı ortalaması (2452506.44554) yeni T_0 değeri olarak alınmıştır ve bu T_0 değerine göre evre kayması düzeltilmiştir. Bu çalışmada elde edilen minimum zamanları (Çizelge 1.) ve literatürde verilen minimum zamanları kullanılarak, sisteme ait (O-C) değişimi incelenerek T_0 ve P düzeltmesi yapılmıştır.

V1898 Cyg için elde edilen (O-C) değişimi Şekil 1.de verilmiştir. (O-C) değişimine bakıldığında doğrusal bir değişim görülmektedir. Buda bize sisteme ait T_0 ve P değerininin yanlış olduğunu söylemektedir. (O-C) değişimine doğrusal yaklaşımın uygulanmasıyla yeni ışık elemanları (T_0 ve P) elde edilmiştir.

Çizelge 1. V1898 Cyg sisteminin (O-C) değişiminde kullanılan minimum zamanları

HJD +2400000	**Minimum**	**Gözlem-türü**	**E**	**(O-C)**	**?**	**Kaynak**
52481.47823	2	UBV	-16.5	-0.000882	0.00042	Bu çalışma
52506.44554	1	UBV	0	0	0.00024	Bu çalışma

T_0 = 2452506.44554, P = 1.513117 gün



Şekil 1. V1898 Cyg'nin (O-C) değişim eğrisi

Buna göre yeni ışık elemanları;

$$\text{Min I (HJD)} = 2452506.44546 \pm 0.00094 + 1.513123026 \pm 0.000000345 \; E \quad (6.6)$$

olarak elde edilmiştir.

2.2. Işık eğrisi ve çözümü

Bu çalışmada Ankara ve TUG gözlemlerinden elde edilen ışık eğrilerinde özellikle birinci minimum dışındaki bölgelerde saçılma çok fazla olduğundan, analizler yapılmadan önce saçılma gösteren noktalar dikkate alınmamıştır. Denet yıldızı kullanılarak her band (U, B, V) için elde edilen gecelik ortalama standart sapmalar Çizelge 2. de verilmiştir. Çizelgede yer alan nokta sayısı, o geceye ait gözlenen denet (V), sırasıyla U, B, V bandlarına ait standart??(B), ve ??(U), ?sayısını, sapmaları göstermektedir.

Bazı gecelerde standart sapma değerleri büyük olduğu için, gecenin kalitesi nispeten kötü ve verilerde saçılma büyüktür. Gözlem verilerinde her 5 noktada bir parlaklık ve evre ortalaması alınarak normalizasyon işlemi 0.084 evresine yapılmıştır. Böylelikle gözlemler, U bandında $0^m.43528$ kadir, B bandında $0^m.44466$ kadir ve V bandında $0^m.33144$ kadir parlaklığına

normalize edilmiştir. Bu normalize ışık verileri Wilson-Devinney (WD) 2003 programında [24] kullanılarak, sistemin analizi yapılmıştır. Literatürde sisteme ait baş bileşen için verilen tayf türü değerleri ve bu tayf türlerine karşılık gelen sıcaklık değerleri [18] Çizelge 3. de verilmektedir.

Çizelge 2. V1898 Cyg sisteminin gözlem gecesine ait gecelik ortalama standart sapmalar

GÖZLEM TARİHİ (HJD)	**nokta sayısı**	**gecelik ortalama standart sapmalar**			**Gözlem yeri**
		(U)?	**(B)?**	**(V)?**	
2452478	-*	-	-	-	AUG
2452480	7	0.0070	0.0067	0.0048	"
2452481	11	0.0067	0.0057	0.0033	"
2452485	2	0.0174	0.0098	0.0089	"
2452488	15	0.0046	0.0044	0.0040	"
2452492	8	0.0035	0.0030	0.0025	"
2452499	14	0.0055	0.0156	0.0075	"
2452504	3	0.0035	0.0046	0.0078	TUG
2452506	17	0.0055	0.0036	0.0031	"
2452806	8	0.0059	0.0039	0.0032	"
2452849	8	0.0042	0.0026	0.0019	"

Gözlem yeri: AUG: Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Ankara; TUG: Tübitak Ulusal Gözlemevi, Antalya.
* Bu gözlem gecesinde denet yıldızı gözlemi yoktur.

Bu çalışmada sistem, B1IV ve B3V tayf türleri dikkate alınarak radyal hız eğrisi ile birlikte, ikinci bileşen Roche lobunu doldurmuş, yarı-ayrık sistemler için kullanılan mod=5 de WD çözümü yapılmıştır. Baş bileşenin bu tayf türlerine karşılık gelen sıcaklık değerleri çözüm esnasında sabit tutulmuştur. Ancak bileşen (yoldaş) yıldıza ait tayf türü bilgisi olmadığından bu yıldıza ait sıcaklık değeri çözüm esnasında serbest bırakılmıştır.

Çizelge 3. Literatürde V1898 Cyg sistemine ait karşılık gelen tayf türü ve sıcaklık değerleri

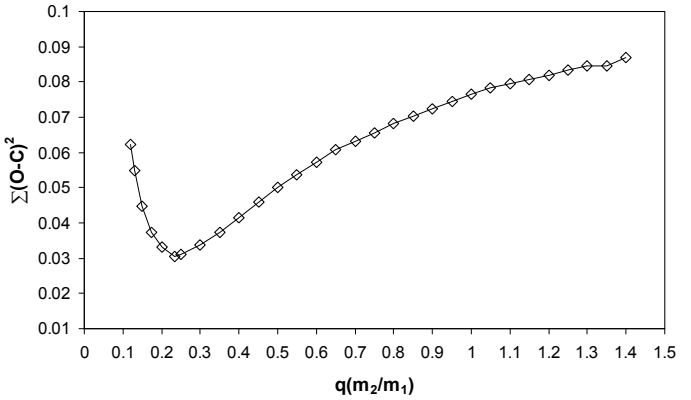
No	Tayf Türü	Teorik SıcaklıkT(K)	Kaynak
1	B1 IV:p	26485	[15, 1]
2	B2 III	23014	[11, 4]
3	B2 IV	23014	[11]
5	B3 V	19320	[25]
4	B8	11500	[16].

Yapılan çözümlerde IPB=1 (ışınımgücü değerleri verilen T sicaklığında hesaplanmıştır), IFAT1 ve IFAT2 = 0 (Her iki bileşen için Karacisim kabulü yapılmıştır), MREF=2 (detaylı yansıma) alınmıştır. Sistem, yansıma özelliği gösterdiğinden, yansımaya ait A_1, A_2 parametreleri ve her iki bileşenin çekim kararması sabiti g_1, g_2 parametreleri 1 alınmıştır. Sistemin çözümünde kullanılan ve her iki tayf türü için renge bağlı bolometrik kenar kararma katsayıları [20] (logaritmik yasa kullanılarak elde edilen) Çizelge 4.'de verilmiştir ve her iki çözüm esnasında bu katsayılar sabit tutulmuştur.

Çizelge 4. V1898 Cyg sisteminin çözümünde kullanılan bolometrik kenar kararma katsayıları

Bol.Kenar Kar.Kat.	B1 IV tayf türü			B3 V tayf türü		
	U	B	V	U	B	V
x_1	0.461	0.463	0.406	0.478	0.507	0.431
x_2	0.729	0.821	0.707	0.816	0.796	0.698
y_1	0.249	0.267	0.24	0.226	0.274	0.231
y_2	0.253	0.277	0.268	0.306	0.255	0.282

Çözüm sırasında sistem için uygun eğim açısı (*i*) ve kütle oranı (q) belirlemek için sistem için belirlenen parametreler sabit tutularak q - taraması yapılmıştır. Tarama sonuçlarını gösteren grafik Şekil 3.'de verilmiştir. Bu yöntemde sistem için kabul edilen bir parametre seti kullanılarak belirli bir q değerine karşılık en iyi fark kareleri toplamına ulaşıncaya kadar diferansiyel düzeltme tekrarlanmıştır. Bu şekilde serbest bırakılabilen bütün parametrelerden yararlanarak q nun en iyi değeri aşağıdaki grafikten belirlenmiştir. Böylelikle en iyi q değerinin, 0.23 civarında olduğu görülmektedir.



Şekil 3. V1898 Cyg sisteminin q taraması sonucunu veren grafik. En iyi q değeri 0.23 civarındadır

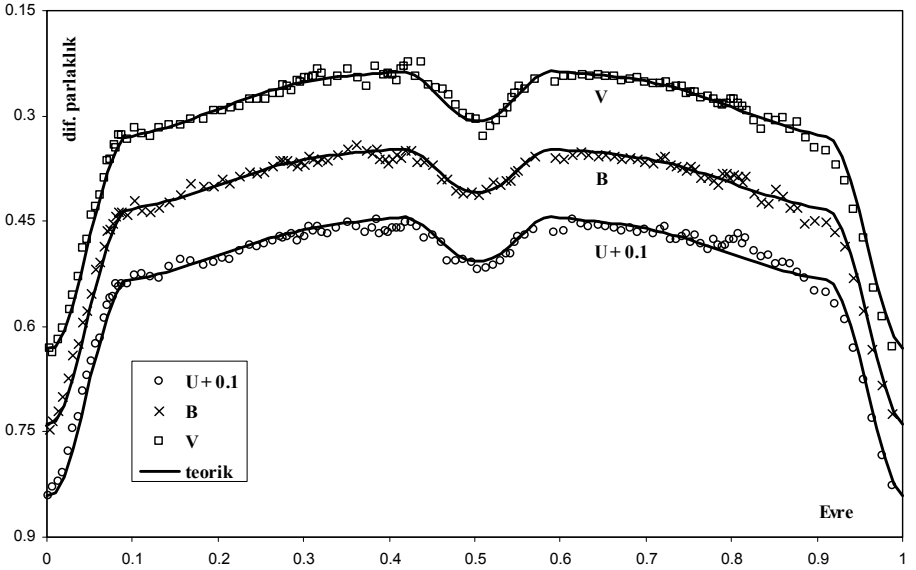
Çizelge 5. V1898 Cyg sisteminin her iki tayf türü için UBV üç renk ortak çözümü (WD 2003)

	B1 IV çözümü		**V çözümü B3**	
Parametre	**UBV (ortak Çözüm)**	**hata**	**UBV (ortak Çözüm)**	**(hata)**
a	10.50 $R_\odot$		10.50 $R_\odot$	
i	71.511	0.15684	71.195	0.06355
$x_{1(bol)}$	0.736	-	0.766	
$x_{2(bol)}$	0.665	-	0.500	
$y_{1(bol)}$	0.158	-	0.091	
$y_{2(bol)}$	0.166	-	0.267	
$g_1=g_2$	1.000	-		
T_1(K)	26485	-	19210	
T_2(K)	8234	30.44692	6880	54.39467
$A_1=A_2$	1.000	-		
Ω_1	3.33096	0.01586	3.41400	0.01421
Ω_2	2.31563	-	2.30199	0.00155
q (m_2/m_1)	0.23414	0.00568	0.234140	
L_1(U)	12.53042	0.02275	12.11769	0.15746
L_1(B)	12.57391	0.01717	12.18924	0.03447
L_1(V)	12.28680	0.01056	11.55434	0.07381
L_2(U)	0.23825	-	0.62114	0.09091
L_2(B)	0.32189	-	0.63517	0.03124
L_2(V)	0.49981	-	1.15171	0.06071
r_1(pole)	0.321743	0.00172	0.313423	0.00139
r_1(point)	0.334637	0.00211	0.324873	0.00162
r_1(side)	0.328748	0.00189	0.319702	0.00150
r_1(back)	0.332306	0.00201	0.322885	0.00156

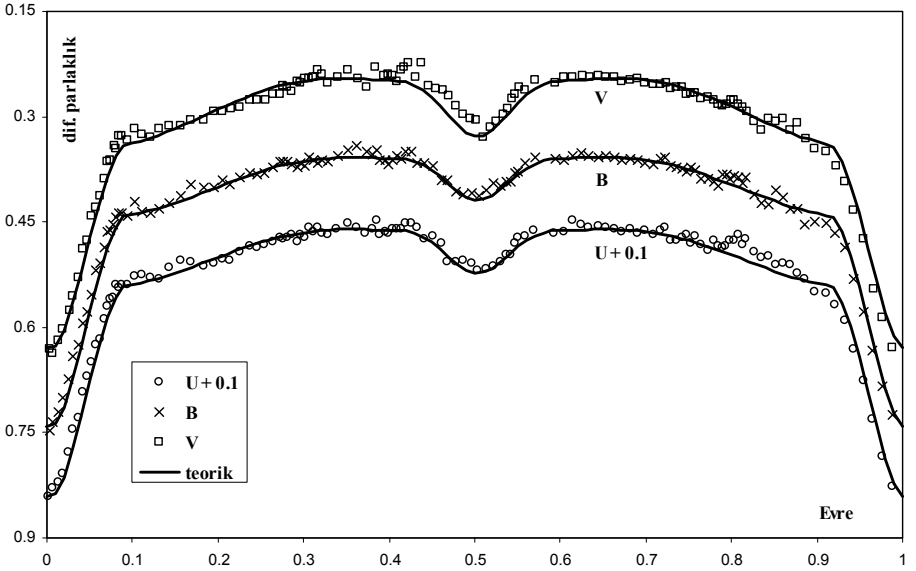
r_2(pole)	0.243611	0.00168	0.246926	0.00038
r_2(point)	0.355832	0.01755		
r_2(side)	0.253479	0.00176	0.257369	0.00045
r_2(back)	0.286025	0.00178	0.292706	0.00079
(U) $\Sigma(O-C)^2$	0.007935	-	0.006162	
(B) $\Sigma(O-C)^2$	0.003900	-	0.003140	
(V) $\Sigma(O-C)^2$	0.007743	-	0.010030	

Başlangıç parametresi q=0.23 alınarak diferansiyel düzeltme yapıldıktan sonra q parametresi serbest bırakılarak daha iyi q değeri 0.23414 olarak elde edilmiştir. Mod=5'de çözüm yapılırken eğim açısı i, ikinci bileşenin sıcaklığı T_2, birinci bileşenin potansiyeli Omega1, kütle oranı q, birinci bileşenin kesirsel ışınım gücü L_1 parametreleri, serbest bırakılmıştır. Çözümler, serbest bırakılan bu parametrelerin düzeltme değerleri standart hatalarından daha küçük olana kadar tekrarlanmıştır. Bu şekilde bulunan sisteme ait çözüm parametreleri Çizelge 5.'da verilmiştir.

V1898 Cyg sisteminin her U, B, V renklerine ait indirgenmiş tüm gözlem verilerinin WD çözümü sonucunda elde edilen teorik değişim Şekil 4. - 5. de verilmektedir. Böylelikle sistemin radyal hız eğrisi ile birlikte çözümü sonucunda baş yıldız ve yoldaş bileşen için her iki tayf türü için bulunan mutlak değerler Çizelge 6.'de verilmiştir.



Şekil 4. V1898 Cyg sisteminin teorik ışık eğrisi ile beraber U, B, V bandı ışık eğrisi (B1 IV tayf türü için).



Şekil 5. V1898 Cyg sisteminin teorik ışık eğrisi ile beraber U, B, V bandı ışık eğrisi (B3 V tayf türü için).

Çözüm sırasında, önceki tayfsal çalışmadaki radyal hız verisi kullanılmıştır [1]. Her iki tayf türünün çözümü sonrasında elde edilen teorik eğrilerle birlikte gözlenen radyal hız verileri [1] Şekil 6.'da verilmektedir.

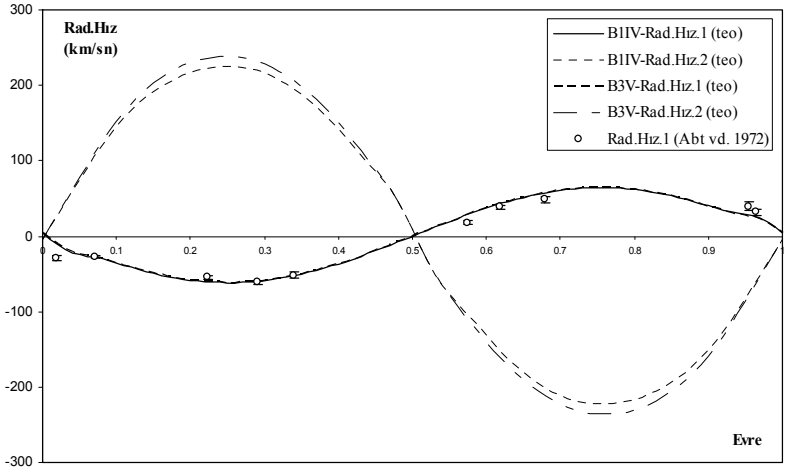
Çizelge 6. V1898 Cyg sistemine ait her iki tayf türü için elde edilen mutlak parametreler

	B1 IV çözümü		**V çözümü?B3**	
Parametre	**Birinci Bil.**	**İkinci Bil.**	**Birinci Bil.**	**İkinci Bil.**
Kütle ($M_\odot$)	5.52	1.29	5.515	1.291
Ort.Yarıçap ($R_\odot$)	3.44	2.75	3.34	2.80
Bol. parlaklık	-4.51	1.05	-3.05	1.78
Log g (cgs)	4.11	3.67	4.13	3.65

HIPPARCOS kataloğunda bu sisteme ait paralaks değeri 1.61 ± 0.67 miliyaysaniye olarak verilmektedir. Bu değer kullanılarak sisteme ait uzaklık 751.21 ± 312.62 pc bulunmaktadır. Bu uzaklık değerini literatürde elde edilen tayf türlerine karşılık gelen bolometrik mutlak parlaklığı, $m_v = 7^m.82$ kadir ve yıldızlararası sönümleme miktarı $A_v = 0^m.86$

$$M_V - m_V = 5 - 5\log d(pc) - A_V \qquad (6.7)$$

ifadesinde kullanılarak elde edilen uzaklık değeri ile karşılaştırıldığında, aynı zamanda çözüm sonucunda elde edilen mutlak parametreler teorik değerlerle karşılaştırıldığında B3 V tayf türü ile yapılan çözümün sistem için uygun olduğu görülmektedir. Böylelikle B3 V tayf türü ile yapılan çözüm bu sistemi en iyi şekilde temsil etmektedir. Her tayf türüne göre teorik bolometrik mutlak parlaklık, kütle, sıcaklık ve elde edilen uzaklık değerleri aşağıdaki Çizelge 7. de verilmiştir.

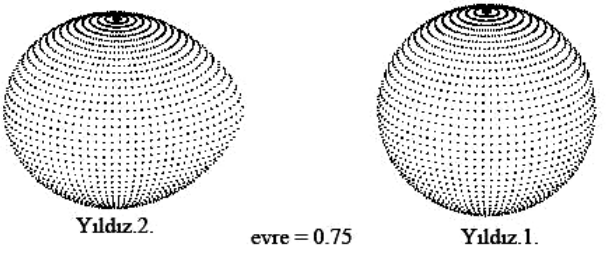


Şekil 6. Bu çalışmada elde edilen her iki tayf türü için teorik radyal hız eğrileri ile gözlenen radyal hız verilerinin [1] karşılaştırılması

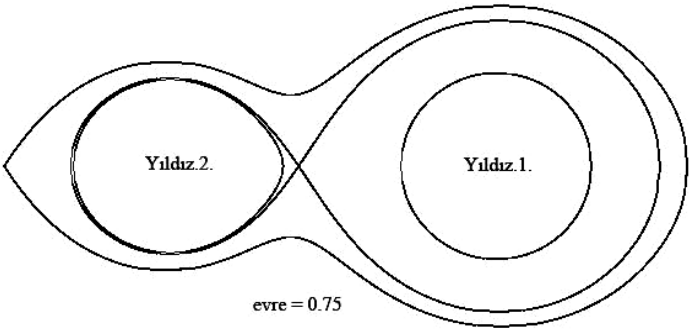
Çizelge 7. Literatürde sisteme ait verilen tayf türlerine karşılık gelen teorik değerler ve hesaplanan uzaklık miktarları

Tayf türü	Kütle ($M_\odot$)	T_{eff}	M_v Bol.	Uzaklık d(pc)
B1 IV	11.03	26182	-4.9	2355.0493
B2 III / IV	8.62	23121	-4	1555.9656
B3 V	6.07	19055	-2.8	895.36477
B8 V / IV	2.91	11561	0.4	205.11622

Çözüm sonucunda elde edilen veriler ışığında sisteme ait üç boyutlu geometrik görünüm ve Roche geometrisi Şekil 7. ve Şekil 8.'de verilmektedir. Şekiller 0.75 evresinde verilmiştir. Yatık 8 şekli içinde her iki yıldızın kendi roche loblarını doldurup doldurmadıkları görülmektedir. Buna göre ikinci bileşen kendi roche lobunu doldurmaya oldukça yakındır. Diğer birinci bileşen daha roche lobunu doldurmamıştır.



Şekil 7. V1898 Cyg sisteminin 0.75 evresindeki üç boyutlu geometrik görünümü



Şekil 8. V1898 Cyg sisteminin 0.75 evresindeki Roche geometrisini gösteren şekil

3. V1182 Aql Çift Yıldız Sistemi

Erken-tür V1182 Aql çift sistemi, O9 + B3 tayf türüne sahiptir [22]. Daha önce fotometrik ve tayfsal çalışmaları yapılmıştır [21, 22, 3, 23, 6, 2, 19, 13]. Tek çizgili radyal hız eğrisinden, kütle fonksiyonu f(m) = 0.56 ± 0.08 $M_{\odot}$ ile eksantrisiteli (e = 0.12 ± 0.05) çözümü yapmıştır. Sistem için q = 0.38 ± 0.01 lik bir kütle Lyrae türü ışık eğrisine?oranı bulmuştur. Çözümden sistemin eliptik yörüngeli sahip olduğunu ve ayrıca sistemin birinci bileşenin Roche lobunu doldurmuş, ikinci bileşenin doldurmadığı yarı-ayrık bir sistem olduğunu belirtmiştir [23].

Öncekiyle uyuşmayan bir çözüm bulmuşlardır. birinci bileşenin yarıçapının daha küçük ve sistem için daha düşük bir eğim açısı olduğunu bulmuşlardır. sistemin yörünge döneminin; 1.6219 gün olarak belirtmişlerdir. V1182 Aql'nın Roche lobunu doldurmayan ikinci bileşenle birlikte Roche lobunu doldurmuş daha büyük kütleli birinci bileşeni içeren yarı ayrık bir sistem olduğunu belirtmişlerdir. İki bileşen arasındaki sıcaklık farkını yaklaşık 9000K olarak vermişlerdir. Bu nedenle ikinci bileşenin sıcaklığı için B1 civarında (daha önce verilen B3 tayf türünden daha erken) bir tayf türünden bir yıldız olduğunu önermektedirler. Elde edilen mutlak parametreler, sistemin her iki bileşeninin hemen hemen evrimleşmemiş normal bir O9 + B1 anakol sistemi ile iyi bir uyum içinde olduğunu belirtmişlerdir. V1182 Aql'nın kesinlikle değen olmadığı sonucuna varmışlardır [6].

V1182 Aql'nın, Beta Lyrae türü ışık eğrisine sahip bir sistem olduğunu ve ışık eğrilerinde herhangi bir asimetri işareti olmadığını göstermişlerdir. Işık eğrisi analizleri için çember yörüngeyi benimsemişlerdir. tayf türü üzerinde bir denetleme yaparak O8 ile O9V tayf türüne sahip standart bir yıldız için uyum içinde olduğunu belirtmişlerdir [2].

V1182 Aql'nın birinci ve ikinci bileşenin kendi iç kritik Roche loblarının % 66 ve % 79'unu dolduran ayrık bir sistem olduğunu bulmuşlardır. Sistem O8 tayf türünden bir baş yıldız ve B1 tayf türünden yoldaştan oluştuğunu belirtmişlerdir. Yapılan evrim modellerinde [9, 12] yoldaşın (ikinci bileşenin) sıfır-yaş anakol (ZAMS) dan biraz evrimleştiğini belirtmişlerdir. V1182 Aql sisteminin evrim durumunu kurmanın güç olduğunu ve belki güçlü bir yıldız rüzgarı ile evrim durumunun açıklanabileceğini belirtmişlerdir. böyle bir sistem için kütle kayıp oranının $1x10^{-6}$ $M_{\odot}$ $yıl^{-1}$ düzeyinde olacağını bulmuşlardır [2].

Öncelikle tayfsal ve radyal hız analizini kullanarak, tayfsal kütle oranı ile fotometrik kütle oranı arasında önemli bir farklılık olmadığını bulmuştur. Ayrıca $a\sin i$ değerini, 18.9 ± 0.3 $R_{\odot}$ ve kütle merkezinin hızını 6.8 ± 2.4 $kmsn^{-1}$ olarak bulmuştur. Eğim açısını i=63˚.84 ± 0˚.09 olarak bulmuştur. Önceki çözümlerden farklı bir değer olduğundan dolayı eğimin doğru bir şekilde belirlenmesinin önemli olduğunu belirtmiştir. Ayrıca, yoldaşın (ikinci bileşenin) daha küçük olduğunu ve HR diagramında V1182 Aql'nın her iki bileşeninde anakol civarında olduğunu belirtilmiştir [19].

V1182 Aql sisteminin (O-C) değişimi incelenerek, (O-C) deki saçılmaların büyük olduğunu belirtmişlerdir ve böylelikle alınan tayflarla bir 3. cismin varlığını ortaya koymuşlardır [13].

Literatürde elde edilen fotometrik çözüm parametreleri ve mutlak parametrelerin karşılaştırması aşağıdaki Çizelge 13. - 14. da verilmektedir [23, 6, 2, 19].

3.1. (O-C) değişimi

V1182 Aql sisteminin analizinde, T_0 ve P ışık elemanları değerleri, T_0 = 2439651.72 ve P = 1.621924 gün [23],

kullanılmıştır.Yapılan gözlemler sonucunda evre kayması görüldüğünden sisteme ait yeni T_0 ve P değerinin belirlenmesine karar verilmiştir. Bunun için literatürdeki minimum zamanları ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları kullanılmıştır. Burada 1 tane birinci minimum zamanı ve 1 tane ikinci minimum zamanı belirlenmiştir.

Yapılan (O-C) analizinden yeni ışık elemanları elde edilmiştir. (O-C) değişimi incelenirken, evre kaymasından dolayı bu çalışmada gözlenen birinci minimum zamanının ağırlıklı ortalaması yeni T_0 (2452813.33476983) değeri olarak kullanılmıştır. Bu T_0 değerine göre (O-C) değişimi incelenmiştir ve gözlemsel veriler bu T_0'a göre evrelendirilerek evre kayması düzeltilmiştir. Bizim elde ettiğimiz minimum zamanları (O-C) farkı ve olası hataları ile birlikte Çizelge 8. de verilmektedir. Bu çizelgede her üç bandda elde ettiğimiz minimum zamanlarının ağırlıklı ortalamaları yer almaktadır.

Çizelge 8. V1182 Aql sisteminin (O-C) değişiminde kullanılan minimum zamanları

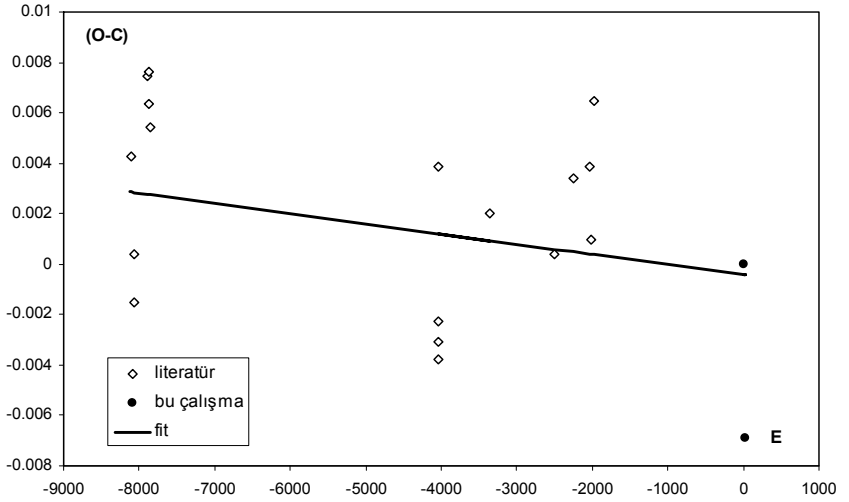
HJD +2400000	**Min.**	**gözlem türü**	**E**	**E"**	**(O-C)**	**hata**	**kaynak**
52813.33477	1	UBV	0.001	0.0	0.000947	0.001702	Bu çalışma
52851.44224	2	UBV	23.496	23.5	-0.005914	0.000333	Bu çalışma

T_0 = 2452813.33477, P = 1.621924 gün

V1182 Aql için elde edilen (O - C) değişimi literatürdeki ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanlarıyla birlikte Şekil 9. de verilmiştir. (O-C) değişimine bakıldığında lineer bir değişim görülmektedir. Buda bize sisteme ait T_0 ve P değerininin yanlış olduğunu söylemektedir. T_0 ve P'yi düzeltmek için (O-C) değişimine yapılan doğru fitinden yeni ışık elemanları (T_0 ve P) bulunmuştur. Buna göre yeni ışık elemanları;

$$\begin{array}{lll} \text{Min I (HJD)} = 2452813.334007 & + & 1.6218865422\ E \\ & \pm\ 0.001322 & \pm 0.0000002731 \end{array} \qquad (6.10)$$

olarak elde edilmiştir.



Şekil 9. V1182 Aql'nın (O-C) değişimi

3.2. Işık eğrisi ve çözümü

Bu çalışmada Ankara ve TUG daki gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinde özellikle birinci minimum dışındaki bölgelerde saçılma çok fazla olduğundan analizler yapılmadan önce çok saçılma gösteren noktalar dikkate alınmamıştır. Denet yıldızı kullanılarak her band (U, B, V) için elde edilen gecelik ortalama standart sapmalar Çizelge 9. de verilmiştir. Çizelgede yer alan nokta sayısı, o geceye (V), sırasıyla U, B, V??(B), ve ??(U), ?ait gözlenen denet sayısını, bandlarına ait standart sapmaları göstermektedir.

Çizelge 9. V1182 Aql sisteminin gözlem gecesine ait gecelik ortalama standart sapmalar

GÖZLEM TARİH HJD	**nokta sayısı**	**gecelik ortalama standart sapmalar**			**Gözlem yeri**
		(U)?	**(B)?**	**(V)?**	
*2452475	-	-	-	-	AUG
*2452483	-	-	-	-	AUG
2452484	9	0.0085	0.0045	0.0060	AUG
2452486	16	0.0119	0.0061	0.0044	AUG

2452487	7	0.0154	0.0062	0.0104	AUG
2452809	5	0.0052	0.0043	0.0060	TUG
2452811	6	0.0057	0.0019	0.0018	TUG
2452813	10	0.0070	0.0038	0.0048	TUG
2452816	9	0.0104	0.0036	0.0034	TUG
2452850	9	0.0106	0.0077	0.0053	TUG
2452851	9	0.0103	0.0086	0.0051	TUG
2452852	6	0.0138	0.0077	0.0086	TUG
2452853	10	0.0118	0.0076	0.0062	TUG
2452854	8	0.0069	0.0048	0.0030	TUG

Gözlem yeri: AUG: Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Ankara; TUG: Tübitak Ulusal Gözlemevi, Antalya.
* Bu gözlem gecelerinde denet yıldızı gözlemi yoktur.

Gözlem verilerinin her 5 noktasında bir parlaklık ve evre ortalaması alınarak normalizasyon işlemi yapılmıştır. Elde edilen bu normalize değerleri Wilson-Devinney (WD) 2003 programında kullanılarak [24], sistemin çözümü yapılmıştır. Sistem, WD programında, ayrık çift sistemler için kullanılan mod = 2 de çözülmüştür. Literatürde verilen yıldıza ait tayf türlerine karşılık gelen sıcaklık ve kütle değerleri çizelgelerden alınmıştır [18]. O9V tayf türünden yıldız için verilen T_1=36250 K sıcaklık değeri çözümde sabit tutulmuştur. Yoldaş (ikinci bileşene) ait tayf türü B1 (T_2=26485 K) ve B3V (T_2=19319 K) olarak verildiğinden bu yıldıza ait sıcaklık değeri çözüm esnasında ilk başlangıç parametresi olarak alınması gereken değer hakkında bilgi vermiştir.

Daha sonraki iterasyonlarda ikinci bileşenin sıcaklığı serbest bırakılmıştır. Yapılan çözümlerde IPB=1 (ışınımgücü değerleri verilen T sicaklığında hesaplanmıştır), IFAT1 ve IFAT2 = 1 (yıldız atmosfer modeli ışınım yasaları kabulü yapılmıştır), MREF=2 (detaylı yansıma) alınmıştır. Sistem, yansıma özelliği gösterdiğinden, yansımaya ait A_1, A_2 parametreleri ve her iki bileşenin çekim kararması sabiti g_1, g_2 parametreleri 1 alınmıştır. Renge bağlı bolometrik kenar kararma katsayıları logaritmik yasa kullanılarak elde edilmiştir [20]. Kulanılan değerler Çizelge 10. da verilmiştir ve sistemin çözümü esnasında bunlar sabit tutulmuştur.

Çizelge 10. V1182 Aql sisteminin çözümünde kullanılan bolometrik kenar kararma katsayıları

	Bolometrik kenar kararma katsayıları			
Band	x_1	x_2	y_1	y_2
V	0.394	0.455	0.271	0.270
B	0.439	0.507	0.291	0.285
U	0.440	0.502	0.281	0.266

Çözüm sırasında sistem, ayrık çift yıldız olduğu kabulü altında WD programında buna uygun olan mod = 2 de çözüm parametreleri, çeşitli iterasyon yaparak çözülmüştür. q kütle oranı, ilk önce q=0.34 [2] değeri çözüm sırasında ilk girdi parametresi olarak kullanılmıştır. Daha sonra çözüme yakınsadığı durumda q kütle oranı serbest bırakılarak diğer parametrelere göre değişimi incelenmiştir. Böylelikle q kütle oranında pek bir farklılık görülmemiştir. Çözüm sonunda ulaşılan q değeri; q=0.3408 dir. Mod 2'de çözüm yapılırken eğim açısı i, ikinci bileşenin sıcaklığı T_2, birinci bileşenin potansiyeli Omega1, ikinci bileşenin potansiyeli Omega2, kütle oranı q, baş yıldız (birinci bileşen) ve yoldaş yıldızın (ikinci bileşenin) kesirsel ışınım gücü L_1 ve L_2 parametreleri, serbest bırakılmıştır. Çözümler, serbest bırakılan bu parametrelerin düzeltme değerleri standart hatalarından daha küçük olana kadar diferansiyel düzeltme tekrarlanmıştır. Her iterasyon sonucunda programın verdiği tahmini değerler, yeni iterasyonda girdi parametreleri olarak kullanılarak iterasyona devam edilmiştir. Bu şeklilde bulunan sisteme ait çözüm parametreleri ve mutlak parametreler Çizelge 11. ve Çizelge 12.de verilmiştir.

Çizelge 11. V1182 Aql sisteminin U, B, V üç renk ortak çözümü (WD 2003 programı ile)

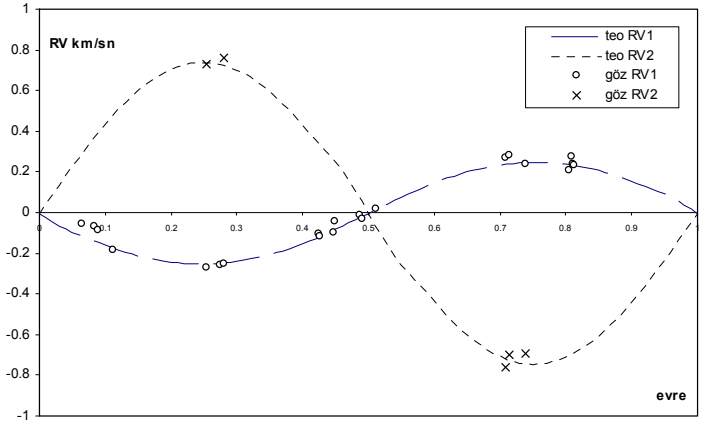
Parametre	**Çözüm Mod 2**	**(hata)**	**Parametre**	**Çözüm Mod 2**	**? (hata)**
i (°)	65.647	0.553	**L_1(U)**	10.85504	0.203
$x_{1(bol)}$	0.440	-	**L_1(B)**	10.79804	0.174
$x_{2(bol)}$	0.502	-	**L_1(V)**	10.74657	0.151
$y_{1(bol)}$	0.281	-	**L_2(U)**	1.50618	0.188
$y_{2(bol)}$	0.266	-	**L_2(B)**	1.58900	0.160
g_1	1.0	-	**L_2(V)**	1.63005	0.137
g_2	1.0	-	**r_1(pole)**	0.41038	-0.16252
T_1(K)	36250	-	**r_1(point)**	0.47218	-0.33221
T_2(K)	27360	59	**r_1(side)**	0.43215	-0.20037
A_1	1.0	-	**r_1(back)**	0.44864	-0.23469

A_2	1.0	-	r_2(pole)	0.19619	-0.09938
Ω_1	2.75302	0.021	r_2(point)	0.20854	-0.12387
Ω_2	3.03744	0.054	r_2(side)	0.19918	-0.10477
q (m_2/m_1)	0.34078	0.007	r_2(back)	0.20595	-0.11744
			(U bandı) $\sum(O-C)^2$	0.00035	-
			(B bandı) $\sum(O-C)^2$	0.00047	-
			(V bandı) $\sum(O-C)^2$	0.000544	-

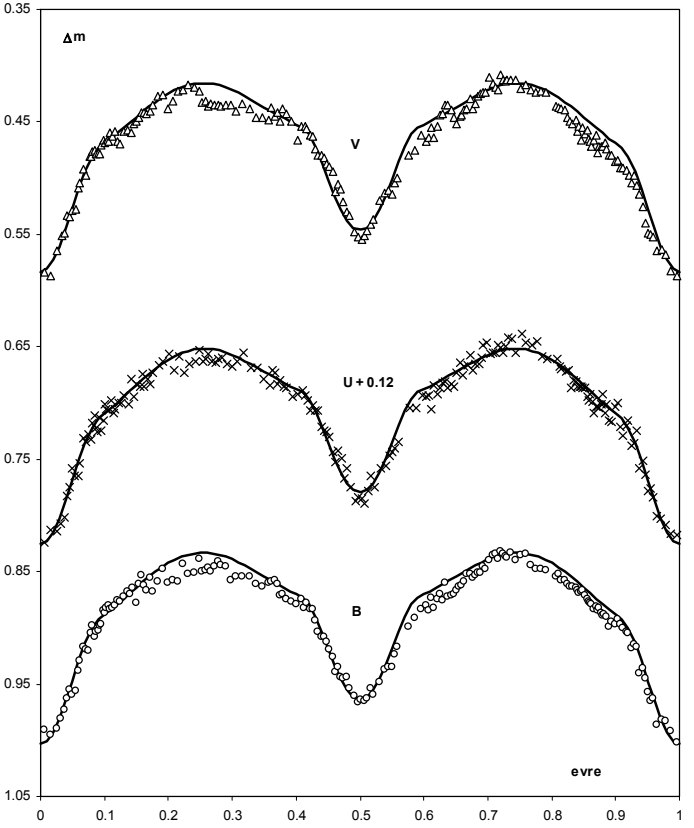
Çizelge 12. V1182 Aql sisteminin çözümü sonucunda elde edilen mutlak parametreler

Yıldız	Kütle ($M_\odot$)	Ortalama Yarıçap ($R_\odot$)	Bolometrik parlaklık	Log g (cgs)
1	34.55	8.97	-7.95	4.07
2	11.77	4.21	-5.09	4.26

Çözüm sırasında, önceki çalışmada elde edilen radyal hız eğrisi kullanılmıştır [2]. Bu radyal hız eğrisi T_0 = 2446267.4027 ve P = 1.621887 gün ışık elemanları kullanılarak evrelendirilmiştir ve çözüm sonrasında elde edilen teorik eğrilerle birlikte Şekil 11.'de verilmektedir.

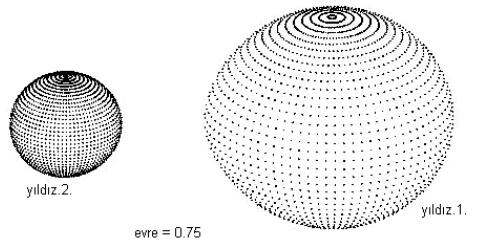


Şekil 11. Bu çalışmada elde edilen teorik radyal hız ile gözlenen radyal hız eğrisinin [2] karşılaştırılması.

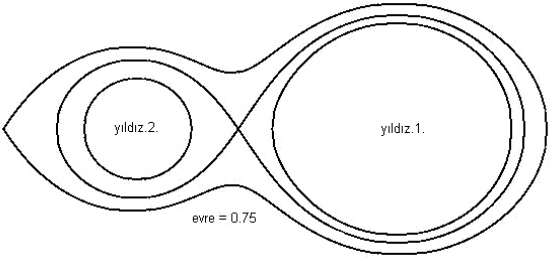


Şekil 12. V1182 Aql sistemi için gözlemsel noktalarla beraber teorik eğriyi gösteren şekil İçi boş daireler B; çarpılar U; içi boş üçgenler V parlaklıklarını ve düz çizgiler teorik eğriyi göstermektedir.

V1182 Aql çift sisteminin gözlemsel ışık eğrisi ile çözüm sonucunda teorik olarak elde edilen ışık eğrileri birlikte Şekil 12. de verilmiştir. Çözüm sonucunda elde edilen sisteme ait üç boyutlu geometrik görünüm ve yıldız diskini iç kritik ve dış kritik roche yüzleriyle birlikte gösteren şekiller Şekil 13. ve Şekil 14. de verilmektedir. Yatık 8 şekli içinde her iki yıldızın kendi roche loblarını doldurup doldurmadıkları görülmektedir.



Şekil 13. V1182 Aql çift yıldız sistemini 0.75 evresindeki üç boyutlu geometrik görünüm



Şekil 14. V1182 Aql sistemini 0.75 evresindeki Roche geometrisini gösteren şekil.

Çizelge 13. V1182 Aql sisteminin önceki çalışmalarda elde edilen fotometrik çözüm parametreleri ile bizim elde ettiğimiz fotometrik parametreler birlikte verilmiştir

	Bizim Çözümümüz		**[19]**		**[2]**		**[6]**			**[23]**	
	değer	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**		**değer**	**? (hata)**
a($R_\odot$)	20.84		21	0.3							
i	65°.647	0°.553	63°.84	0°.09	61°.3	0°.02	60°.9	0°.9		62°.5	0°.5
T_1(K)	36250		36250		35600	1500	34750				
T_2(K)	27360	59	27500		27470	200	24860				
$?_1$	2.75302	0.021	2.734	0.003							
$?_2$	3.03744	0.054	2.937	0.01							
q	0.3408	0.007	0.34	0.01	0.36		0.38			0.38	0.01
r_1(pole)	0.4104		0.413	0.001	0.392	0.003	0.472	0.01	a_1		
r_1(point)	0.4722		0.478	0.001			0.583	0.008	b_1		
r_1(side)	0.4322		0.436	0.001			0.472	0.006	c_1		
r_1(back)	0.4486		0.453	0.001							
r_2(pole)	0.1962		0.209	0.001	0.258	0.003	0.273	0.023	a_2		

r_2(point)	0.2085	0.226	0.002	0.256	0.018	b_2			
r_2(side)	0.1992	0.213	0.001	0.248	0.015	c_2			
r_2(back)	0.2060	0.222	0.002						
r_1				0.437	0.008		0.492	0.007	
r_2							0.179	0.006	
l_1				l_1= 0.836	l_2= 0.162		l_1= 0.901		

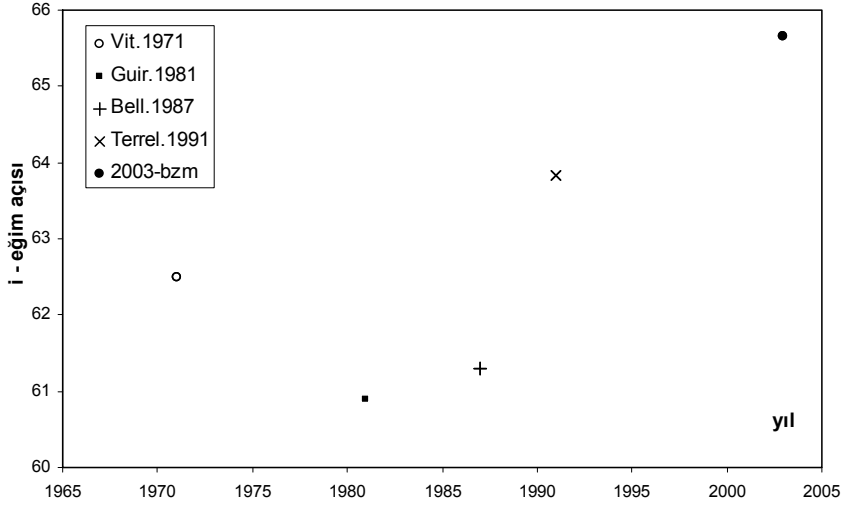
Böylelikle sistemin ayrık bir çift yıldız sistemi geometrisine sahip olduğu, birinci bileşenin iç kritik Roche yüzeyini doldurmaya yakın ve ikinci bileşenin küresel yapıda ayrık olduğu görülmektedir. Bu daha önce elde edilen sonuçlarla uyuşmaktadır. Ayrıca şimdiye kadar yapılan tüm çalışmalarda elde edilen çözüm parametrelerinin bir özeti Çizelge 13. ve Çizelge 14. de çözüm parametrelerimizle birlikte verilmektedir.

Çizelge 14. V1182 Aql sisteminin önceki çalışmalarda elde edilen mutlak parametreler ile birlikte bizim elde ettiğimiz mutlak parametreler verilmiştir

	Bizim Çözümümüz		**[19]**		**[2]**		**[6]**		**[23]**	
	değer	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**	**değer**	**? (hata)**
$M_1(M_\odot)$	34.55		35.5	1.8	37.8	1.6	29	5	28	4
$M_2(M_\odot)$	11.77		12.1	0.6	13.5	0.5	11	2	10.7	1.5
$R_1(R_\odot)$	8.97		9.16	0.13	8.8	0.2	8.7	0.5	9.6	0.6
$R_2(R_\odot)$	4.21		4.53	0.06	5.9	0.1	5.1	0.5	3.5	0.2
Log $L_1/L_\odot$	5.10		5.12		5.05	0.08	4.91	0.17		
Log $L_2/L_\odot$	3.95		4.03		4.3	0.1	3.9	0.23		
Log g_1	4.07				4.12	0.03				
Log g_2	4.26				4.03	0.03				
Bol.Par.(M_1)	$-7^m.95$				$-7^m.93$	$0^m.19$				
Bol.Par.(M_2)	$-5^m.09$				$-5^m.9$	$0^m.2$				

V1182 Aql, O9 + B1 tayf türüne sahip bir sistem olduğu ve baş yıldızın (birinci bileşeninin) Roche lobunu doldurmak üzere olduğu ve yoldaş yıldızın (ikinci bileşeninin) Roche lobunu

doldurmadığı bir ayrık sistem olduğu görülmektedir. Ayrıca V1182 Aql sisteminin, daha önce yapılan çalışmalardan [19, 2, 6, 23] daha küçük yarıçaplara sahip olduğu ve daha az parlak olan yoldaş yıldıza (ikinci bileşene) sahip olduğu bulunmuştur. Ancak birinci bileşenin (baş yıldızın) yarıçapı, önceki çözümlerle [2, 6, 23] uyuşmaktadır. Birinci bileşenin (baş yıldızın) kütlesi, önceki iki çözüm değerleriyle [19, 2] hemen hemen uyum içindedir. Ancak diğer iki çözüm değerleriyle [6, 23] oldukça farklı olduğu görülmektedir. İkinci bileşenin (yoldaş yıldız) kütlesi, daha önce verilen tüm çözümlerle [19, 2, 6, 23] hemen hemen uyum içinde olduğu söylenebilir.



Şekil 15. V1182 Aql sisteminin bizim ve önceki çalışmalarda elde edilen eğim açısının yıla göre değişim grafiği. Burada "o" [23], "■" [6] "+" [2], "x" [19], "●" ise bu çalışmayı göstermektedir.

Sistemin elde edilen çözüm parametreleri Çizelge 13. ve Çizelge 14. de daha önceki çözümlerle [19, 2] hemen hemen uyum içinde olduğu söylenebilir. Elde ettiğimiz çözümde birinci ve ikinci yıldızın mutlak parametreleri, çok azda olsa önceki çözümden [19] biraz küçüktür, ama genelde uyum göstermektedir diyebiliriz. Ayrıca çözümler, teorik verilerle de uyuşmaktadır. Çizelge 13.de daha önce yapılan çalışmalarda [19, 2, 6, 23] bulunan eğim açıları ile bu çalışmada elde edilen eğim açısı birlikte değerlendirildiğinde, zamanla değişim gösterdiği görülmüştür. Bu çalışmada bulunan eğim açısı $i = 65°.647$ dir. Bu eğim açısı diğer

çözümlerdeki [19, 2, 6, 23] eğim açıları ile karşılaştırılmıştır ve Çizelge 13.de verilmiştir. Elde edilen eğim açılarının yıla göre değişim grafiği Şekil 15. de verilmektedir.

Şekil 15.'den de görüleceği üzere, i – eğim açısı zamanla dikkate değer bir şekilde değişim göstermektedir. Bu ilginçtir. Eğer bu, yıldızın doğası gereği bir değişimse bunun daha dikkatli bir şekilde ileride incelenmesi gerekir. Grafikten parabolik ya da doğrusal bir değişimin olabileceği söylenebilir. Buna göre belki de sistem ya presesyon hareketi yapmaktadır ya da 3. bir cismin varlığı ile bu değişim gerçekleşmektedir diyebiliriz. Sistem, ikinci bileşeni birinci bileşenden biraz daha fazla evrimleşmiş olan ayrık bir yapıda olduğu söylenebilir.

4. TARTIŞMA VE SONUÇ

OB ve WR yıldızları galaksiye yaydıkları ışınım enerjisi ve rüzgarla galaksinin (ve dolaylı olarak küçük yıldızların) kimyasal evrimini ve dinamiğini oluştururlar. OB ve WR-türü büyük kütleli yıldızlar kısa yaşamlarının % 15'ini yoğun molekül bulutları içinde geçirirler. Sadece kırmızı öte ve radyo bölgede gözlenebildikleri için yaşamlarının bu oluşum dönemi sırlarla doludur. Özellikle çift oluşumu ile ilgili bilgimiz sıfır denecek kadar azdır. Bu açık araştırma alanında etkinlik gösterebilmek için Türk astronomlarının da artık kırmızı öte ve radyo gözlem tekniklerini bu alanda kullanabilmeleri gerekmektedir. Ulusal Gözlemevi'nde bir kırmızı öte görüntüleme kamerasının ve mm dalgaboylarında çalışacak bir radyo teleskobun kurulması bu araştırmaları ülkemizde de başlatmak için yeterli olacaktır.

Optik bölgedeki gözlemsel verilere göre OB-bileşenli yakın çift yıldızların kütle oranlarının bire yakın olması [5] bu sistemlerin oluşum mekanizmalarıyla ilgili olmalıdır. Kırmızı öte ve radyo bölge gözlemlerinde disk yapılarının ve jet benzeri "bipolar" madde akımlarının nasıl oluştukları, çift yıldız oluşumu ile nasıl bağlantılı oldukları bilinmemektedir. Başka kanıtların da gösterdiğine göre OB-bileşenli çift yıldızlarda kütle oranının bire yakın olması gözlemsel bir seçim etkisi değildir. Büyük kütleli çift yıldızlar özel bir mekanizma ile aşağı yukarı eşit kütleli yıldızlardan oluşsa bile standart modellere göre büyük kütleli

bileşen Roche lobunu doldurup diğerine kütle aktaracak ve sistemlerin kütle oranları Algol'lerde olduğu gibi hızla değişerek birden uzak bir yere yığılım gösterecektir. Büyük kütleli yakın çift yıldızlarda böyle bir belirti gözlenmemektedir. Örneğin önceki derleme makalelerde 31 büyük kütleli sistemin çoğunda bileşen yıldızlar birbirine değen veya değmeye yakın konumda oldukları halde kütle oranları hep bire yakındır [10]. Bu sistemlerde büyük olasılıkla bileşenler arası madde aktarımı yoktur. Işınım basıncı ve karşılıklı rüzgar, maddenin bir yandan bir yana akmasını engellemekte sistem uzaya madde kaybetmekte ama kütle oranı değişmemektedir. Bu durumda OB-bileşenli sistemler için Roche modeli de geçerli değildir. Sistem kütle oranı fazla değişmeden uzaya büyük oranda kütle kaybederse bu kütle sistemi sarar ve sistem ortak zarf evresi geçirir. Ortak zarf evresinde yörünge döneminin hızla küçülmesi gerekir. Sonuçta bileşen yıldızlar birbirine yaklaşır ve büyük kütleli değen çift yıldızlar oluşur. V1898 Cyg, V1182 Aql, EM Cep ve V745 Cas gibi büyük kütleli değen çift yıldızlar bu şekilde oluşmuş olmalı. Büyük kütleli çift yıldızlarla ilgili tüm bu öngörüler detaylı gözlemlerle denetlenmeyi beklemektedir. Bu tez çalışmasında OB bileşenli V1898 Cyg, V1182 Aql, EM Cep, ve V745 Cas çift yıldız sistemlerinin yeni fotometrik gözlemleri elde edilmiş ve bu gözlemler sistem parametreleri ve çevredeki soğurucu madde özellikleri için analiz edilmiştir. Analiz souçlarına göre elde edilen bulgular şöyle sıralanabilir:

1) V1898 Cyg çift yıldız sisteminin fotmetrik analizi sonucunda elde edilen fiziksel parametrelere göre (Çizelge 5. ve Çizelge 6.) sistemde herhangi bir rüzgar etkinliği görülmemektedir. Sistem algol türü, ikinci bileşen hemen hemen roche lobunu doldurmuş olan, yansıma etkisi gösteren bir sistem olarak karşımıza çıkmaktadır (Şekil 7. ve Şekil 8.). Daha önce yapılan gözlemlerde [1, 14, 7], ikinci minimum, birinci minimuma göre daha az derin olduğundan, ikinci minimum gözlenememiş ve bu nedenle sisteme ait yörünge dönemi farklı bulunmuştur. Şimdiki dönemin (bu çalışmada kullanılan dönemin) hemen hemen iki katı kadar farklı bulunmuştur. Yapılan Hipparcos gözlemlerinde de daha az derin olan ikinci minimum gözlenmiştir. Literatürdeki tayfsal çalışma sonucunda elde edilen radyal hızlar [1] ile birlikte

sistemin iki ayrı tayf türü (B1 IV ve B3 V) için fotometrik analizi yapılmıştır. Çözüm sonucunda sistemin tayf türlerine karşılık gelen uzaklık değeri, Hipparcos kataloğunda sistem için verilen paralaks değeri kullanılarak elde edilen uzaklık değeri ile karşılaştırıldığında sistem için B3 V tayf türü için yapılan çözümün daha doğru olduğu bulunmuştur.

2) Çift çizgili, tutulma gösteren, erken tayf türüne sahip V1182 Aql çift yıldız sisteminin WD programı [24] ile radyal hız eğrisi ile beraber ışık eğrisi analizi yapılmıştır. Analiz sonucunda, sistem O9 + B1 tayf türüne sahip, daha sıcak birinci bileşen iç kritik Roche lobunu doldurmaya yakın (hemen hemen değme durumunda), daha az evrimleşmiş, daha soğuk ikinci bileşen Roche lobunu doldurmayan birinci bileşene göre biraz daha fazla evrimleşmiş olan ayrık bir sistem olarak bulunmuştur. Birinci bileşenin Roche lobunu doldurmaya yakın olması, bu bileşenin kütle transferinin başlangıcında olabileceğini, göstermektedir. Sistemin elde edilen çözüm parametreleri (Çizelge 13. ve Çizelge 14.), önceki çözüm [19] ile uyum içindedir. Sistemin eğim açıları yıllara göre değişim göstermektedir (Çizelge 13. ve Çizelge 14.). Bu değişimin nedeni belki de sistemin presesyon hareketi yapmasından yada bir 3. cismin varlığından ileri gelmektedir. Değişimin ne boyutta olduğunu anlamak için sistemin daha ayrıntılı çalışılması gerekmektedir ve daha fazla gözleme ihtiyaç vardır. Sistemin (O-C) değişiminde büyük saçılmalar vardır. Minimum zamanı değerleri, bir doğru civarında dağılmaktadır. Minimum zamanının daha fazla belirlenmesi V1182 Aql için daha iyi bir ışık elemanları elde etmek için gereklidir ve böylelikle herhangi bir olası dönem değişimi varsa açıklanabilir. Fotometrik saçılmalar, asimetriler ve yörünge döneminin değişimi gibi kütle alış verişi sürecinin olağan etkilerini gösteren herhangi bir kanıt görülmemektedir. Ama bu kesin değildir. Erken tür yakın çiftlerin özelliklerini mutlak parametrelerini belirlemede ve sistemin evrim durumlarını açıklama yönünde, yeni fotometrik çalışmalar ve tayfsal çalışmaların yapılması gerekmektedir.

5. KAYNAKLAR

[1] Abt, H. A., Levy, S. G., and Gandet, T. L. 1972. Radial velocities of 65 early-type stars. Astron. J., 77; 138.

[2] Bell, S. A., Hilditch. R. W., Adamson, A. J. 1987. A photometric and spectroscopic study of the early-type binary V1182 Aquilae. Royal Astronomical Society, Monthly Notices., 225; 961-983.

[3] Burnashey, V. I. and Vitrichenko, E, A. 1970. Perem Zvezdy, 17; 502.

[4] Buscombe, W., and Kennedy, P. M. 1974. MK Spectral Classifications Published published since Jaschek's La Plata Catalogue (Evanston, IL). Evanston: Northwestern University

[5] Demircan, O., Ergun, I., Gok, F., Huseyinov, O. H., and Selam, S. 1995. Space Velocities of Pulsars. The Lives of the Neutron Stars: Proceedings of the NATO Advanced Study Institute on the Lives of the Neutron Stars, Eds, Alpar, M. A., Kiziloglu, U., van Paradijs, J., Publisher, Kluwer Academic, Dordrecht, The Netherlands, Boston, Massachusetts, 275.

[6] Giuricin, G. and Mardirossian, F. 1981. Revised photometric elements of five eclipsing binaries. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 45; 499-505.

[7] Halbedel, E. M. 1985. HD 200776: a New Eclipsing Binary in Cygnus. Information Bulletin on Variable Stars, 2663, 1.

[8] Hardie, R. H. 1962. On Reducing the Periodic Error in a Telescope Drive Photoelectric Reductions, The Arthur J. Dyer Obs. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 74-438; 242.

[9] Hejlesen, P. M. 1980. Studies in stellar evolution. II - Age and mass calibrations for hydrogen burning evolutionary stages. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 39; 347-377.

[10] Hilditch,R. W. and Bell, S. A. 1987. On OB-type close binary stars. Royal Astronomical Society, Monthly Notices , 229; 529-538.

[11] Jaschek, C.; Jaschek, M.; Kucewicz, B. 1964. A Survey of

Southern Be Stars. Zeitschrift für Astrophysik, 59; 108

[12] Maeder, A. 1981. Grids of evolutionary models for the upper part of the HR diagram - Mass loss and the turning of some red supergiants into WR stars, Astronomy and Astrophysics, 102; 401-410.

[13] Mayer, P., Niarchos, P. G., Lorenz, R., Wolf, M., and Christie, G. 1998. New times of minima and ephemeris for several OB eclipsing binaries. Astronomy and Astrophysics Supplement, 130; 311-315.

[14] McCrosky, R. E. and Whitney, C. A. 1982. Five New Variable Stars. Information Bulletin on Variable Stars, 2186, 1.

[15] Morgan, W. W., Code, A. D., and Whitford, A. E. 1955. Studies in Galactic Structure.II.Lumınosity Classification for 1270 Blue Giant Stars. Astrophysical Journal Supplement, 2; 41.

[16] Parsons, S. B.; Buta, N. S.; Bidelman, W. P. 1980. Magnetic-Tape Version of Bidelman's Stellar Data File. Bulletin D'inf. Cent. Donnees Stellaires, 18; 86.

[17] Schneller, H. 1964. Über die Deutung beobachteter Periodenänderungen von Bedeckungsveränderlichen durch Lichtzeitbahnen. Astronomische Nachrichten, 288; 189.

[18] Straizys, V. and Kuriliene, G. 1981. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. Astrophysics and Space Science, 80; 353-368

[19] Terrell, D. 1991. A re-discussion of four early-type eclipsing binary systems. Royal Astronomical Society, Monthly Notices 250; 209-214.

[20] van Hamme, W. 1993. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. Astronomical Journal, 106-5; 2096-2117/108; 2009.

[21] Vitrichenko, E. A., 1967. HD 175514 - Spectroscopic binary with eclipse. Astron. Tsirk., 448; 6-7.

[22] Vitrichenko, E. A. 1969. The binary HD 175514. Izv. Krym. Astrofiz. Obs., 40; 82

[23] Vitrichenko, E. A. 1971, Double star HD 175514. III. On analysis of observations in 1968. Izv. Krym. Astrofiz. Obs., 43; 76-86.

[24] Wilson, R. E. and Devinney, J. E. 1971. Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. Astrophysical Journal, 166; 605.

[25] Zelwanowa, E.; Schoeneich, W.; and Nikolova, S. 1976. Spectroscopic binary stars with AP components. Astronomische Nachrichten, 297, 5; 229-234.

GIP/SN İLİŞKİSİNİN BUGÜNKÜ SINIRLARI

ÖNAL, Ö. , SAYGAÇ, A. T.

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119-Üniversite, İstanbul
nacegzo_2003@yahoo.com , saygac@istanbul.edu.tr

Özet

Gama-ışın patlamalarının (GIP'ların) çok büyük kütleli ($M_{MS} \geq 20 M_{\odot}$)yıldızların felaketli sonları ile ilişkisinin kanıtlanmasından (2003) bu yana geçen 5 yıllık bir süre geçmiştir. Bu süreçte gözlenen başka cisimlerin katılımıyla bu ilişkinin yapısında meydana gelen değişimler literatürden taranan 10 adaylık bir cisim grubunun optik ve gama-ışın özellikleri incelenerek incelenmiştir. Bu çerçevede yapılan analizlerde iki gerçek hesaba katılmıştır: (i) GIP'ların sadece süpernovalarla (SN'lerle) değil aynı zamanda X-Işın Parlamaları ile ilişkisinin bulunması; (ii) SN bileşenlerinin sadece geniş tayfsal çizgiler ortaya koyan bir Tip Ic SN'inin yanı sıra klasik bir Tip Ic SN'i olarak da keşfedilmiş olması. Böylece GIP/SN ilişkisi GIP-XRF/SN Tip Ic (geniş çizgili ve klasik) olarak geniş bir kapsama sahip bir ilişki olarak bulunmuştur. Ayrıca SN'lerle bağlantılı GIP'ların sadece klasik GIP'lar olamayacakları sonucuna varılmıştır. Bu ilişkilerin analizlerinden GIP/SN'lerin GIP bileşenlerini temsil eden en önemli parametrenin Li (2006)'da bulunan sonucu destekleyerek maksimumdaki tayfsal gama-ışın enerjisi olduğu ve SN bileşenini temsil eden en iyi parametrenin ise SN'in maksimum yaptığı durumdaki mutlak bolometrik parlaklık değeri ile sentezlenen radyoaktif nikel kütlesi olduğu bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler *– gama-ışın patlamaları, süpernovalar, X-ışın parlamaları.*

Abstract

It has been for five years from the offical confirmation between gamma-ray bursts (GRBs) and catastrophic deaths of massive stars ($M_{MS} \geq 20 M_{\odot}$).

This relation was expanded by the observations of various objects since then. Here is the examination of the 10 GRB/SN candidates on the basis of optical and gamma-ray properties of these objects. Within this framework we've taken into account two facts: (i) There is a connection between X-ray Flares (XRFs) and GRBs; (ii) There are GRBs which have a connection with normal Type Ic SN and broad-lined Type Ic Supernova. Thus, GIP/SNe relation turn out to be a wider relation than it is expected as GRB-XRF/SNe Type Ic (broad lined and classical). We also concluded that SN related GRBs were not only classical GRBs. From the analysis of these relations we support the results of Li (2006) which tells the most important gamma-ray property for GRB/SN candidates are peak spectral gamma-ray energy of GRBs and the most important optical-ray properties for GRB/SN candidates are peak bolometric brightness and synthesized radioactive nickel mass.

Keywords – *gamma-ray bursts, supernovae, X-ray flares.*

1. Adayların Seçimi ve Özellikleri

Literatür taraması sonucu GIP/SN ilişkisinin olabileceği belirlenen 56 cisim seçilmiştir. Bu cisimlerin aralarında bulunan geçerliliği, kırmızıya kaymaların bilinmesi ve gözlemlerin yeterliliği kriterlerine bakılarak çalışmaya uyumlulukları incelenmiştir. Bu inceleme sonucunda 39 GIP/SN çiftinin 1. ve 2. kritere uyum sağlamadıkları görülmüş ve bu cisimler elenmiştir. Geriye kalan 17 cismin tamamının GIP/SN ilişkileri geçerli ve kırmızıya kaymaları bilinmektedir. Bu 17 cisimlik aday grubunun çalışma dahiline katılabilmesi için gözlemsel parametrelerinin iyi bilinmesi gerekmektedir. Gözlemsel parametreler arasında en önemli olan maksimumdaki tayfsal gama-ışın enerjisidir ($E_{\gamma,peak}$). Listede yer alan 17 adaydan sadece 7 tanesinin bu parametresi bilinmemektedir. Bu sebepten aday listesinin son şekli 10 GIP/SN olarak belirlenmiştir. Aday listesi 3 gruba ayrılmıştır. Birinci grupta GIP/SN ilişkisi optik bölgede alınan tayfların GIP'ın tetiklenmesini takip eden bir hafta ya da 10 gün içerisinde bir Tip Ic süpernovasına ait yapılar ortaya koyarak doğrudan GIP/SN ilişkisi bulunan adaylar yer almıştır. Bunlar; GRB 980425/SN

1998bw, GRB 030329/SN2003dh, GRB 031203/SN 2003lw, GRB 060218/SN 2006aj'tir. İkinci grupta GIP/SN ilişkisi dolaylı olarak geç zaman ışık eğrilerinde gözlenen kırmızı çıkıntılardan itibaren kanıtlanan cisimler yer almıştır. Bunlar; GRB 050525A/SN 2005nc, GRB 021211/SN 2002lt, GRB 011121/SN 2001ke. Üçüncü grupta yer alan cisimlerin her biri GIP/SN ilişkisinin genişletilebilirliğinin test edilmesi, ya da olası ilişkinin olası sapmış adaylarını temsil eden adaylardan oluşmuştur. Bu gruptaki adaylar; XRF 020903, GRB 060614, XRO 080109/SN 2008D. Burada XRF 020903 bir X-ışın parlamasıdır ve bir SN ile ilişkili bulunan ilk X-ışın parlamasıdır. GRB 060614'ün yerel evrende meydana gelen ve görece sönük bir GIP olması dolayısıyla olası SN bileşeni çok sönük kadirlere kadar SN avcıları tarafından incelenmişse de uygun bir bileşen bulunamamıştır. Bu patlamanın olası SN bileşeninin maksimum mutlak kadirinin -12 kadir olabileceğine dair üst limitler eklenmiştir. XRO 080109 bir X-ışın patlaması olarak belirlenmiştir. Bu patlama aynı zamanda normal bir Tip Ic SN'i ile ilişkili bulunmuştur (SN 2008D).

2. Optik ve Gama-Işın Özelliklerinin Analizi

Yapılan literatür taramasının sonucunda elde edilen 10 cisimlik aday grubuna ait şu gama-ışın özellikleri bulunmuştur: GIP bileşeninin maksimumdaki tayfsal gama-ışın enerjisi ($E_{\gamma,peak}$), izotropik eşdeğer gama-ışın enerjisi ($E_{\gamma,iso}$) ve izotropik ışıma gücü ($L_{\gamma,iso}$). Adaylara ait optik ışın özellikleri ise şunlardır: SN bileşeninin maksimumdaki mutlak bolometrik parlaklığı $(M_{SN,peak})$, görsel mutlak parlaklığı (M_V) ve patlama esnasında üretilen radyoaktif nikel kütleleri (M_{Ni}). Her üç gama-ışın parametresi, diğer üç optik-ışın parametresi ile eşleştirilmiş ve GIP/SN ikililerinin dağılımlarına bakılarak olası eğilimler incelenmiştir. Kuvvetli olabileceği düşünülen eğilimlerden fitler geçirilerek, doğrusal fit denklemleri elde edilmiştir. Buradan elde edilen bulguları üç açıdan yorumlayabiliriz: i) GIP bileşenine ait $E_{\gamma,peak}$ ve $E_{\gamma,iso}$'nun, SN bileşenine ait M_{Ni} ve $M_{SN,peak}$ ile değişimlerine bakıldığında bir takım eğilimler görülmüş ve bunlardan doğrusal fitler geçirilmiştir. Elde edilen üç dağılımda kullanılan GIP/SN sayısı 7 ile 10 arasında değişmektedir. Az sayıdaki cismin optik ve

gama-ışın özellikleri arasında bulunan eğilimlerin gerçeklikleri zamanla aday sayısının artması ile değişebilir (Bkz. Şekil 1a, 1b, 1c). ii) $L_{\gamma,iso}$'nun SN bileşenine ait 3 optik-ışın parametresi karşısındaki davranışı tipik olmuştur. Her üç grafikte de cisimlerin iki gruba ayrıldıkları görülmektedir. Daha yüksek $L_{\gamma,iso}$ değerindeki GIP/SN'lerin GIP bileşenleri klasik GIP'lar kategorisinde yer alırken, daha düşük $L_{\gamma,iso}$ değerindekiler alt-enerjili GIP'lardandır. Bu alt-enerjili GIP'ların meydana geldikleri jetin yapısında rölativistik bileşenin yanı sıra bu enerji azalmasına sebep olabilen trans-rölativistik ($\Gamma>1$) bir dış akışın da önemli miktarda bulunabileceği düşünülmektedir (Bkz. Şekil 2a, 2b, 2c). iii) GIP bileşenine ait $E_{\gamma,peak}$ ve $E_{\gamma,iso}$'nun, SN'in maksimumdaki görsel mutlak kadiri arasındaki ilişkilere bakıldığında dar bir mutlak kadir aralığında ($-18^{m}.75$ ile $-19^{m}.8$) kümelendikleri görülmektedir (Bkz. Şekil 3a,3b). GRB 060614 ve XRO 080109 bu kümelenmeden sapmalar göstermişlerdir. GRB 060614'ün SN bileşeninin olmamasından dolayı olası SN adayının tahmini görsel mutlak parlaklığı $13^{m}.0$'tür ve aralığın dışında kalmaktadır. SN 2008D'nin diğer GIP/SN ikililerindeki SN bileşenleri gibi sıra dışı emisyon çizgileri değil de klasik bir Tip Ic SN'i olması görsel mutlak parlaklığının $\sim 16^{m}.7$ olmasına sebep olmuştur. Dolayısıyla XRO 080109'un gerçek doğasına bağlı olarak şu iki sonuca ulaşılabilir: Eğer XRO 080109, düşük enerjili bir XRF ise (XRF'lerin görüm doğrultusuna göre bir miktar açı ile gözlenen GIP'lar oldukları bilinmektedir), bu durumda GIP/SN adaylarının dar bir parlaklık aralığında kümelenmedikleri, bunun yerine artan bir dağılım gösterdikleri söylenebilir. Eğer XRO 080109 gözlenen başka bir tür X-ışın kaynağı ise bu durumda GIP/SN ilişkisinin dışında kalır.

3. Tartışma ve Sonuç

Bulunan ilişkilerin gerçek olup olmadığı daha fazla GIP/SN ilişkisi olan cisimlerin gözlenmesi ile açıklığa kavuşacaktır. Yapılan çalışmada bulunan en önemli parametre gama-ışınları için maksimumdaki tayfsal enerji ve optik-ışınlar için ise mutlak bolometrik kadirdir. Bu iki parametre GIP ve SN bileşenleri için doğrudan gözlemsel olarak belirlenen özelliklerdir. Kullanılan diğer gama ve optik-ışın parametreleri, sırasıyla, izotropik gama-ışın enerjisi ve radyoaktif nikel kütlesidir. $E_{\gamma,iso}$, hesaplamalar

yoluyla elde edilirken, M_{Ni}, SN ışık eğrisinin teorik modellemeleri üzerinden belirlenen bir özelliktir. Dolayısıyla bu özelliklerle ilişkili bulgular daha problemli olabilir. Gama-ışınlarındaki izotropik ışıma gücü, GIP/SN ikililerinin neden ayrıldığına işaret eden transrölativistik bileşenin oranlarının belirlenmesinde kullanılabilir. Ayrıca dar bir parlaklık aralığında yer alan görsel mutlak parlaklıklar GIP/SN ikililerinin belki uzun vadede kozmolojik uzaklıkların belirlenebilmesi için başka bir yöntem olabilir.

GRB 060614'ün aslında bu ilişkiyi göstermemiş olabileceği yer aldığı bütün grafiklerdeki sapmış konumuna bakılarak görülmektedir. XRO 080109 ise klasik GRB bileşenli, alt-enerjili GRB bileşenli ve XRF bileşenli SN ilişkilerinin daha düşük enerjilere uzanan bir kolu olabilir. Bu durumda bu cismin tam olarak GIP/SN ilişkisinin bir uzantısı mı, yoksa başka türlü bir olaylar zincirinin bir parçası mı bilinmemektedir.

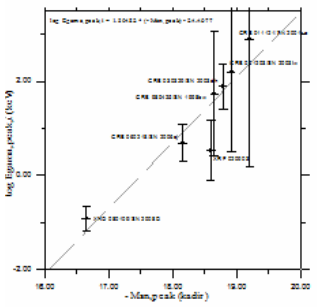
Hata barlarının büyüklüğü, aday sayısının az olması en önemli kısıtlamalar arasında yer almaktadır. Bütün çalışma için bu durum geçerlidir.

Literatür taramasından elde edilen en önemli sonuç, eğer bütün bu cisimlerin GIP/SN ilişkileri kesin ise, GIP/SN ilişkisinin daha geniş bir açılıma sahip olabileceğine işaret etmektedir: "GIP-XRF/SN Tip Ic (normal ya da geniş çizgili)".

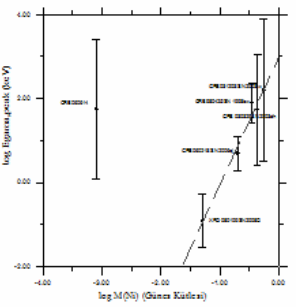
Kaynaklar

Önal, Ö., Saygaç, A. T., Yüksek Lisans Tezi, *"Süpernovalarla İlişkili Gama-Işın Patlamalarının Gama ve Optik-Işın Özellikleri Arasındaki İlişkiler"*, 2008, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü.

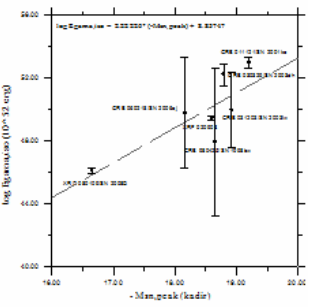
Della Vale ve diğ., 2006, *"An Enigmatic Long-lasting γ-ray burst not Accompanied by a Bright Supernova*", Nature, 444, 7122, 1050-1052.



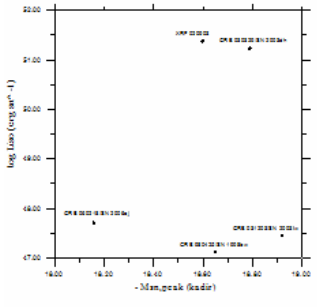
Şekil 1a: $M_{SN,peak}$ - $logE_{\gamma,peak}$ ilişkisi. Spearman korelasyon katsayısı 0.80 olarak bulunmuştur.



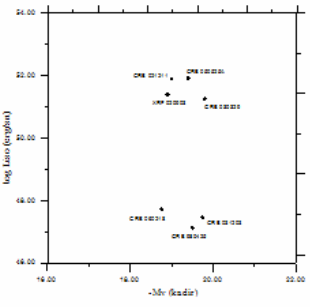
Şekil 1b: $logM_{Ni}$ – log $E_{\gamma,peak}$ ilişkisi. Spearman korelasyon katsayısı 0.99 bulunmuştur.



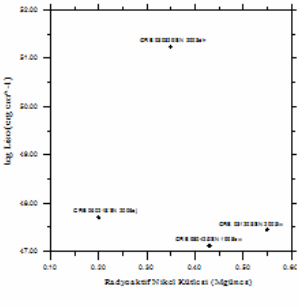
Şekil 1c: $M_{SN,peak}$ - $logE_{\gamma,iso}$ ilişkisi. Spearman korelasyon katsayısı 0.92 olarak bulunmuştur.



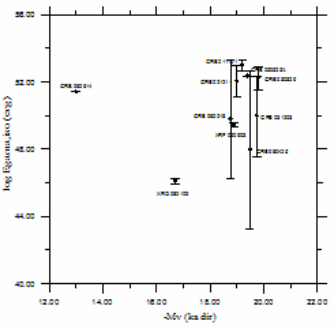
Şekil 2a: $M_{SN,peak}$ - $logL_{\gamma,iso}$ ilişkisi.



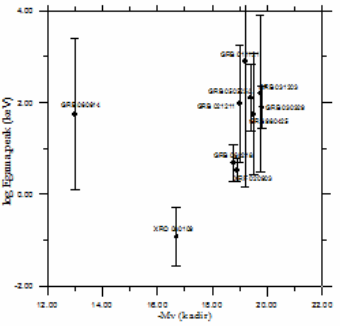
Şekil 2b: M_V – $logL_{\gamma,iso}$ ilişkisi.



Şekil 2c: M_{Ni} - $logL_{\gamma,iso}$ ilişkisi.



Şekil 3a: M_V - $logE_{\gamma,iso}$ ilişkisi.



Şekil 3b: M_V – $logE_{\gamma,peak}$ ilişkisi

HUBBLE UZAY TELESKOPU VERİLERİNE GÖRÜNTÜ DÜZELTMESİ "DRIZZLING" UYGULANMASI

Sinan Aliş, A. Talat Saygaç

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34119, Üniversite – İstanbul
salis@istanbul.edu.tr

ÖZET

Bu poster çalışmasında Hubble Uzay Teleskopu ile alınan görüntü verilerine uygulanması gereken "drizzling" tekniği anlatılmaktadır. Görüntü düzeltmesi olarak da adlandırılabilecek bu teknik ile CCD alıcıdan kaynaklanan görüntü bozulması giderilmektedir. Özellikle WFPC2 ve ACS gibi alıcılarda geniş görüş alanından dolayı kaynaklanan bir bozulma ortaya çıkmaktadır. IRAF/STSDAS paket programı altında çalışan "drizzle" uygulaması ile bu bozulmalar giderilmekte ve astrometri iyileştirilmektedir. Ayrıca bu yöntem ile CCD üzerindeki piksellerden kaynaklanan duyarlılık problemi de aşılarak, görüntülerin çok daha net haline geldikleri görülmüştür. Ortaya çıkan bu iyileştirmeler, özellikle uzak galaksilerdeki nokta kaynakların çalışılmasında büyük bir önem taşımaktadır. Bu poster çalışmasında sunulan bu teknik daha önce başlatılmış olan Yerel Grup Dışı Galaksilerde Nova Taraması adlı çalışmanın bir parçasıdır.

Anahtar Kelimeler: Hubble Uzay Teleskopu, Görüntü İndirgeme, Drizzling.

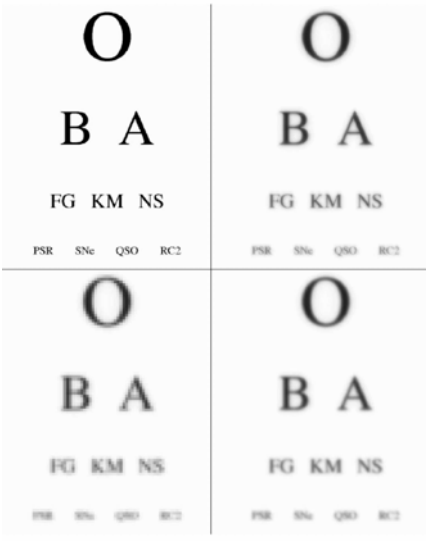
1. GİRİŞ

Hubble Uzay Teleskopu ile yapılan bilimsel çalışmalar, genellikle görüntüleme, fotometri ve görsel bölge spektroskopisine dayanmaktadır. Görüntüleme ve dolayısıyla fotometri çalışmaları

önceleri WFPC2 ile daha sonra da ACS ile yapılagelmiştir. Bu çalışmada özellikle kalabalık alanların fotometrisi yapılırken ve kaynak tespiti sürecinde çok önemli olan bir ön indirgeme süreci anlatılmaktadır. HST ile alınan görüntülerde kameraların büyük boyutlu olmasının getirdiği görüntü bozukluklarının giderilmesi için ve daha hassas sonuçlar elde edilebilmesi için "drizzling" adı verilen bir görüntü düzeltmesi uygulanmalıdır.

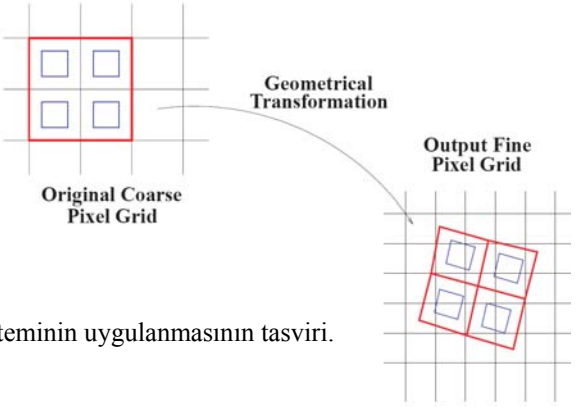
2. "DRIZZLE" NEDİR?

Teleskopların optik kabiliyetleri CCD'lerin duyarlılığı ile sınırlı kalmaktadır. Yer atmosferi altında bu duruma pek sık karşılaşılmasa da Hubble Uzay Teleskopu sözkonusu olduğunda bu önemli bir problem teşkil etmektedir. WFPC2 üzerindeki CCD kameralarda FWHM'a 1 piksel karşılık gelmektedir. Gerçekte optimum olarak, FWHM'a 2.5 ve üzeri sayıda piksel düşmelidir (Fruchter ve Hook, 2002). Bu durum teleskopun gücünü sınırlandırmaktadır. Yani teleskop daha iyi görüntü elde edebileceği yerde daha kötü görüntüler elde etmektedir. Bu durum **Şekil 1**'de anlatılmıştır.



Şekil 1. Sol üstte sonsuz büyük bir teleskopla görülebilecek olan gerçek görüntü, sağ üstte HST ve WFPC2'nin optiğinden geçtikten sonraki hali, sol altta WFPC2'nin CCD'sinde oluşan görüntü ve sağ altta "drizzle" yöntemi uygulanmış görüntü yeralmaktadır. Drizzle yöntemi ile elde edilen görüntünün ne kadar iyileştirilebildiğine dikkat edin.

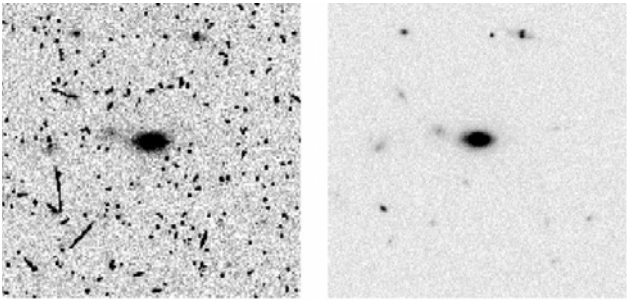
Drizzle yöntemi ile ham görüntü, pikselleri daha duyarlı olan başka bir yapı üzerine oturtulmaktadır. Böylece görüntünün duyarlılığı artmakta ve yapılacak bilimsel çalışmalar üzerinde önemli bir katkı sağlamaktadır. Yöntem ile yapılan bu işlem **Şekil 2**'de gösterilmekedir.



Şekil 2. Drizzle yönteminin uygulanmasının tasviri.

Drizzle yöntemi, görüntünün üzerine oturduğu bu yapıyı hassaslaştırmak yanında, WFPC2 veya ACS kameralarının sahip olduğu geometrik bozulmaları da düzeltmektedir. Özellikle ACS kamerasının WFC CCD'sinde ciddi miktarda bozulma vardır. Bunun sebebi, kameraların büyük boyutlu olması ve teleskop içinde odak düzlemine farklı açılarla yerleştirilmek zorunda olmalarıdır.

Drizzle yönteminin çözdüğü bir diğer önemli problem hatalı pikseller ve kozmik ışınlardır. Drizzle tek tek görüntülerle çalışabileceği gibi, bir alana ait birden fazla görüntüyü de kullanabilir. Günümüzde bir strateji olarak, herhangi bir gözlemde birden fazla görüntü alınmaktadır ki daha sonra kozmik ışın temizliği kolay yapılabilsin. Drizzle da bu farklı görüntüleri kullanarak, temelde her görüntüde olmayan kaynakları çıkararak kozmik ışın temizlemesini yapıyor. **Şekil 3**'de Drizzle ile temizlenmiş bir HST görüntüsü yeralmaktadır (Fruchter ve Hook, 2002).



Şekil 3. Drizzle yöntemi ile giderilen kozmik ışınlar ve hatalı pikseller için bir örnek.

3. MULTIRIZZLE

MultiDrizzle, STScI tarafından Hubble Uzay Teleskopu için geliştirilmiş yeni bir analiz programıdır. IRAF/STSDAS altında çalışmakta olan "dither" ve "PyDrizzle" paketlerinin gelişmiş bir halidir. MultiDrizzle ile eskiye göre çok daha etkin bir şekilde görüntü düzeltmesi ve kozmik ışın temizliği yapılabilmektedir.

MultiDrizzle'ın başlıca aşamaları şunlardır:

1. Static Mask: Negatif kötü pikselleri belirler.
2. Sky Subtraction: Bütün görüntülerden gökyüzü değerini çıkarır.
3. Driz Separate: Görüntülere ayrı ayrı "drizzle" yöntemini uygulayarak yeni görüntüler yaratır.
4. Median: Drizzle yöntemiyle ayrı ayrı yaratılmış görüntülerden bir medyan görüntü oluşturur.
5. Blot: Medyan görüntüleri orijinal görüntünün geometrisine geri götürür.
6. Driz_cr: Görüntüleri birbirleriyle karşılaştırarak, kozmik ışınlar için maske yaratır.
7. Driz_Combine: Kozmik ışın maskesini kullanarak, drizzle edilmiş görüntülerin nihai birleştirmesini yapar.

MultiDrizzle tek adımlık bir programdır ve "drizzle" sürecini oldukça hızlandırmaktadır. MultiDrizzle ayrı bir Python programı olarak kullanılabileceği gibi IRAF/STSDAS altında da çalıştırılabilir. Bu durumda, aynı IRAF'ta olduğu gibi ***epar*** ile MultiDrizzle'ın parametreleri kullanılacak kameraya ve verinin cinsine göre düzenlenebilir (Koekemoer ve ark., 2002).

MultiDrizzle başlangıçta Hubble'ın ACS kamerası için geliştirilmiş olmakla birlikte daha sonra WFPC2 için de çalışır hale getirilmiştir. WFPC2 ve ACS kameralarıyla ilgili MultiDrizzle hakkında bilgi almak için aşağıdaki adreslere bakılabilir:

http://www.stsci.edu/hst/wfpc2/analysis/drizzle.html
http://www.stsci.edu/hst/acs/analysis/drizzle

Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü'ne bağlı olarak yürütülen "Galaksi Dışı Novaların Hubble Uzay Teleskopunun Arşivlenmiş Verileri ile Araştırılması" başlıklı doktora tezinin bir bölümüdür. Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nce T-844 numaralı doktora tez projesi çerçevesinde desteklenmiştir.

Kaynaklar

1. Fruchter, A. S. ve Hook, R. N., 2002, PASP, 114, 144.
2. Jedrzejewski, R. ve ark., 2005, ASPC, 347, 129.
3. Koekemoer, A. M. ve ark., 2002, in HST Calibration Workshop

ABELL 2034 GALAKSİ KÜMESİNİN YAPISAL ANALİZİ

M. Bozkurt[1], M. Hüdaverdi[2], E. N. Ercan[2]

1- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Eğitim Bölümü, 34342, İstanbul
Email: mustafa.bozkurt@boun.edu.tr
2- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342, İstanbul

ÖZET

Bu çalışmamızda Abell 2034 galaksi kümesinin X-ray ve optik veri analiz sonuçlarını araştırdık. A2034 kümesi ortalama bir uzaklıkta yer alır, kırmızıya kayma değeri z=0.113'dur. Küme içi gazı (ICM) 7.7 keV sıcaklığındaki plazma modeli ile tanımlanadı. X-ışın verilerini *XMM-Newton* ve *Chandra* uydusu arşiv verilerinden aldığımız kümenin optik gözlemlerini RTT150 teleskobu ile TUG-Antalya'dan gerçekleştirdik. Kümenin etek bölgelerinde yer alan galaksilerin x-ışın tayfları teker teker çalışıldı. Küme içi gazın sıcaklık ve metal bolluk dağılım haritaları wavelet algoritma teknikleri ile çıkarıldı. Çok bandda yaptığımız bu çalışmadan elde edilen sonuçlar ışığında A2034 galaksi kümesinin morfolojik ve dinamik özelliklerini çalıştık.

Anahtar Kelimeler: *X-ışın, optik ; galaksiler, Galaksi Kümeleri*

ABSTRACT

We present x-ray and optical data analysis results of Abell 2034 clusters of galaxies. It locates at z=0.113. ICM gas is spectrally fit by 7.7 keV single temperature model. *XMM-Newton* and *Chandra* data is used for x-ray analysis. A2034 is observed by RTT-150 telescope at TUG Antalya. We studied the spectral properties of galaxies from the cluster outskirts. Temperature and metal abundances are studied by wavelet analysis algorithm. Based on the analysis results, we discuss morphological and dynamical properties of A2034.

Key Words: *X-Rays, optics; Galaxies, Clusters of Galaxies*

1.Giriş

Galaksi kümeleri bolometrik parlaklıkları $10^{43} \sim 10^{45}$ erg/s seviyelerinde olan parlak x-ışın kaynaklarıdır. Klasik hiyerarşik oluşum senaryosuna göre küçük kümelerin çekimsel olarak yaklaşmaları ile oluşurlar. Abell 2034 ortalama uzaklıkta (458 Mpc) yer alan, sıcak plazmaya sahip (~8 keV), x-ışında parlak ($L_X \sim 10^{45}$ erg/s) bir galaksi kümesidir. Optik çalışmalar galaksi sayısı açısından oldukça zengindir (Abell ve diğ. 1989). X-ışın pik noktası ile optik cD galaksi ~1 açı dak. fark olması A2034'un dengede olmayan bir küme olduğunu düşündürmüştür. Hareketli bir küme olmasına rağmen, merkezinde *soğuk-akış* olması (White 2000) kümeyi çalışılması ilginç kaynaklardan yapar. Çünkü *merkezi soğuk-akış*, dinamik sürecini tamamlamış olan durgun kümelerde görülen bir olaydır. Biz de analizlerimizde, bu çelişkili durumu A2034'ün *XMM-newton* verisini kullanarak çalışdık.

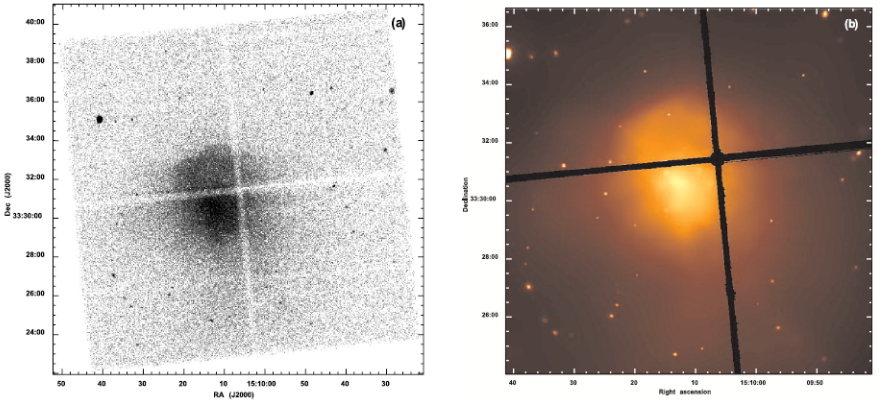
2. Veri ve Analiz

A2034 galaksi kümesi *XMM-Newton* uydusuyla 1 Ağustos 2003'de, *Chandra* uydusuyla 5 Mayıs 2001'de gözlendi. Alınan veriler ön temizleme aşamalarından geçirildi. Işık eğrisi incelenerek, güneş patlamalarının neden olduğu foton sıçramalı zaman aralığı çıkartıldı. Galaksi kümesinin düşük x-ışın bandı (0.3-2 keV) görüntüleri oluşturuldu. Bunu yaparken *XMM-Newton* verilerinde çip deformasyonlarını engellemek için sadece MOS kamerası kullanıldı. Fotometrik gözlemler 1.5m RTT-150 teleskopuyla, Temmuz 2008'de gerçekleştirildi. DW436 modeli 2048*2048 piksel, 9.1*9.1 açı dakikalık alana ANDOR ccd kamerasıyla bakıldı. Küme alanı 2 gözlemle tarandı. Ham datalar standart prosedürle indirildi (Aslan ve diğ. 2001). Enstrumantal hatalar DAOPHOT ile hesaplandı.

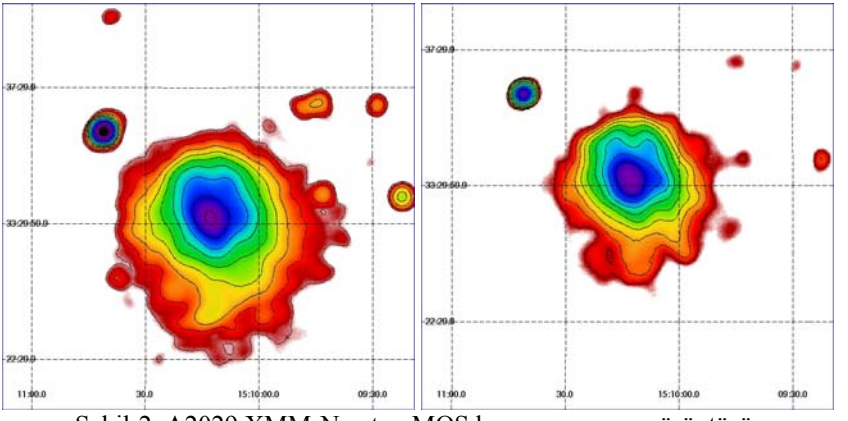
2. Abell 2034

A2034 galaksi kümesi 458 Mpc'de yer alan orta uzay (z=0.113) kümelerindendir. Şekil-1'de *Chandra* uydusu ACIS detektörü ham ve adaptif gruplandırılmış x-ışın görüntüsü görülmektedir (Kempner ve Sarazin 2003). *XMM-Newton* yumuşak

ve sert x-ışın görüntüleri Şekil-2'de görülmektedir. Kuzey-güney doğrultusunda (hafif açılı) elongasyon açıkca görülmektedir. Bu deformasyon, muhtemelen kümenin oluşumunun bu doğrultuda olmasından kaynaklanmaktadır. Wavelet algorith yöntemi ile çalıştığımız sıcaklık haritası sıradan, tek sıcaklıklı plazma özelliğindedir.



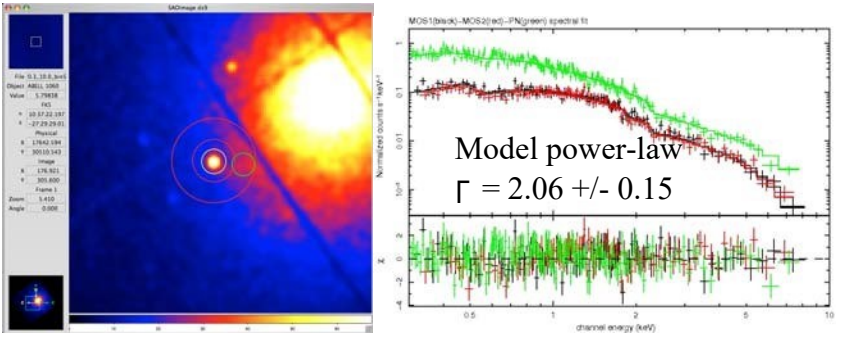
Şekil-1. A2034 Chandra uydusu ham ve adaptif gruplandırılmış x-ışın görüntüsü.



Şekil-2. A2029 XMM-Newton MOS kamerası x-ışın görüntüsü.

XMM-Newton verisine kaynak taraması tekniği uyguladık. Tespit edilen X-ışın kaynakları tayfları çalışıldı. Kaynak bölgeleri 30 açı sn yarıçaplı alanlardan seçildi. Arka alan ışıması hem aynı büyüklükte çember, hem de halka seçilerek test edildi. Belirgin bir fark olmadığı test edildikden sonra, halka bölgelerden

alınan sayımlar arka alan ışıması olarak kullanıldı. Bölgelerin seçimi Şekil-3'de görülmektedir. Örnek şekilde gösterilen kaynağın, tayf modellemesi sağ-panelde görülmektedir. Siyah mos1, kırmızı mos2 ve yeşil noktalar pn verilerini göstermektedir. Eş-zamanlı modellenen veriler nokta kaynağın, foton indisi 2.06 olan aktif çekirdek galaksisinden geldiğini göstermektedir.



Şekil-3. A2034 kaynak taraması ve kaynakların tayf çalısmaları.

Kaynaklar

Abell G. O. ve diğ. 1989, ApJS, 70, 1
Aslan Z. ve diğ. 2001, Astronomy Letters, 270, s. 398-403
Kempner J. C ve Sarazin C. L. 2003, ApJ, 593, 291-300
White D. A. 2000, MNRAS, 312, 663

Bu çalışma 106T310 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmiştir.

X-IŞIN GÖZLEMLERİ İLE KOZMİK-AĞ MODELİ PORTRESİ

M. Bozkurt[1], M. Hüdaverdi[2], E. N. Ercan[2]

1- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Eğitim Bölümü, 34342, İstanbul
Email: mustafa.bozkurt@boun.edu.tr
2- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342, İstanbul

ÖZET

Yakın zamanda yapılan gözlemler ve similasyonlar, galaksilerin evrende gelişi güzel değil, adeta bir kolyeye dizili inci taneleri gibi bir dağılım izlediklerini göstermiştir. Maddenin evrende dağılımı sanki kozmik ağsal bir yol takip eder. Maddenin seyreldiği alanlar bu yolların dışında kalan boşluk alanlardır. Galaksi Kümeleri olarak gözlemlediğimiz yapılar ise, bu kozmik ağsı yolların kesişim bölgeleridir. Biz de bu çalışmamızda yakın uzayımızda yer alan en büyük galaksi konsantrasyon bölgesi olan Shapley bölgesini 7 galaksi kümesi (A1736, A3528, A3530, A3532, A3558, A3560, A3562) veri sonuçlarına göre inceledik. X-ışın bandında yaptığımız calışmada verileri *XMM-Newton* ve *Chandra* uydularından aldık. Kümelerdeki morfolojik ve dinamik özellikleri kümelerin yakınlaşmalarından kaynaklandıgını tespit ettik. Shapley bölgesinin kümeler üzerindeki büyük çekimsel deformasyonlarını gözledik. Çalışmamız ışığında, "Kozmik ağ" olarak adlandırılan teorik modellemeyi, Shapley bölgesinde gözlemsel olarak haritalandırdık.

Anahtar Kelimeler: *X-ışın; galaksi kümeleri; Shapley*

ABSTRACT

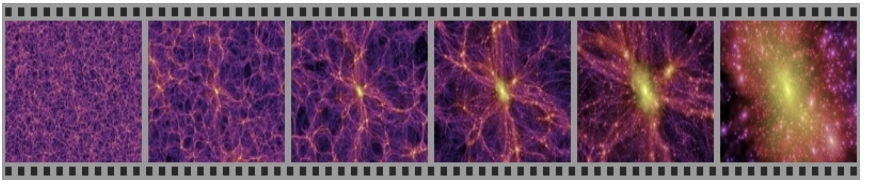
Recent studies showed that galaxies are not randomly distributed in space. They locate in cosmic webs like pearls of a necklace. The clusters of galaxies are the intersection of these cosmic filaments. In this study, we analyzed 7 clusters (A1736, A3528, A3530, A3532, A3558, A3560, A3562) from Shapley super cluster region. X-ray data are from *XMM-Newton* and *Chandra.* We observed that brightness elongations and morphological disturbances are due to gravitational effects. Our sample clusters show great deformations towards to nearest neighboring cluster. Based on our analysis results of Shapley, we portrayed *cosmic webs* for a large potion of the sky.

Key Words: *X-Ray; Clusters of Galaxies; Shapley*

1.Giriş

Evrende baryonik madde büyük ölçekde homojen ve izotropik kabul edilse de, küçük ölçekde homojen değildir. Büyük patlama sonrası genişleyen evren temelde balonun şişmesine benzer bir davranış gösterse de, madde balon içindeki olduğu gibi heryere eşit dağılmaz. Bugün gözlemlerden de biliyoruz ki, evren sadece homojen bir gaz değil, yıldızların, galaksilerin ve hatta galaksi kümelerinin yapılandığı bir yerdir. Numerik similasyonlarda bunu göstermektedir. Şekil-1 bu similasyon çalışmalarının en sonuncusu olan milenyum çalışmasından alınmıştır. Homojen madde dağılımından galaksilere ve galaksi kümelerine doğru olan yapılanma film karesi şeklinde özetlenmiştir. Burada bir diğer önemli husus, bu similasyonun sadece baryonik madde çekimsel kuvveti ile değil, kara-madde etkilerini de hesaba katarak yapılmış olmasıdır. Bu nedenle yapısal oluşum similasyonları kara-madde varlığının güçlü delillerindendir.

Birçok gözlem ve analiz sonucu evrende madde dağılımının gelişi güzel olmadığını göstermiştir. Kümelerin x-ışın analizleri galaksilerin küme içinde ve eteklerinde, tıpkı inci kolyeye dizili boncuklar gibi kozmik ağsı bir yol izleyerek ilerlediklerini kanıtlamıştır. Bunun nedeni similasyonlardan da görülmektedir. Bu kozmik ağların kesişim yolları *galaksi kümeleri*dir. Galaksi kümeleri yakınlaşıp çekimsel olarak birbirlerinş hissederler ve super kümeleri oluştururlar.



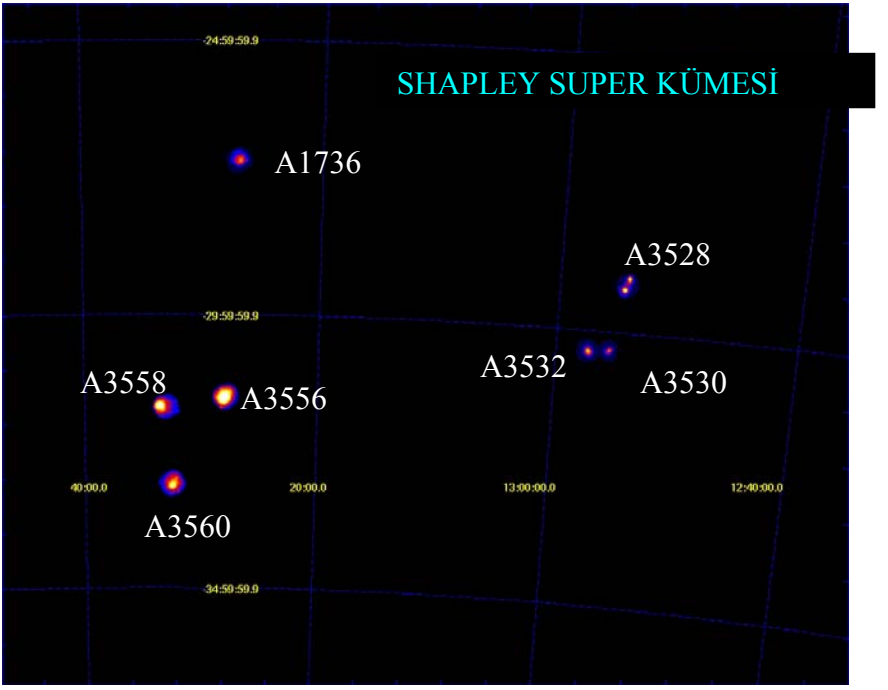
Şekil-1. Homojen dağılımdan galaksiler ve kümelerin oluşum similasyonu. (MPE)

Biz, bu çalışmamızda *kozmik ağ* modelini super kümelerden bize en yakını olan Shapley super kümesinde, x-ışınım deformasyonlarını temel alarak resmetmeye çalıştık. Temel olarak *XMM-Newton* ve *Chandra* x-ışın uydu verilerinden faydalandık. Parlaklık profillerinden sıcak x-ışın gazın, galaksi kümelerinin en

yakın komşularına doğru uzamalarını tespit ettik.

2. Shapley Süper Galaksi Kümesi

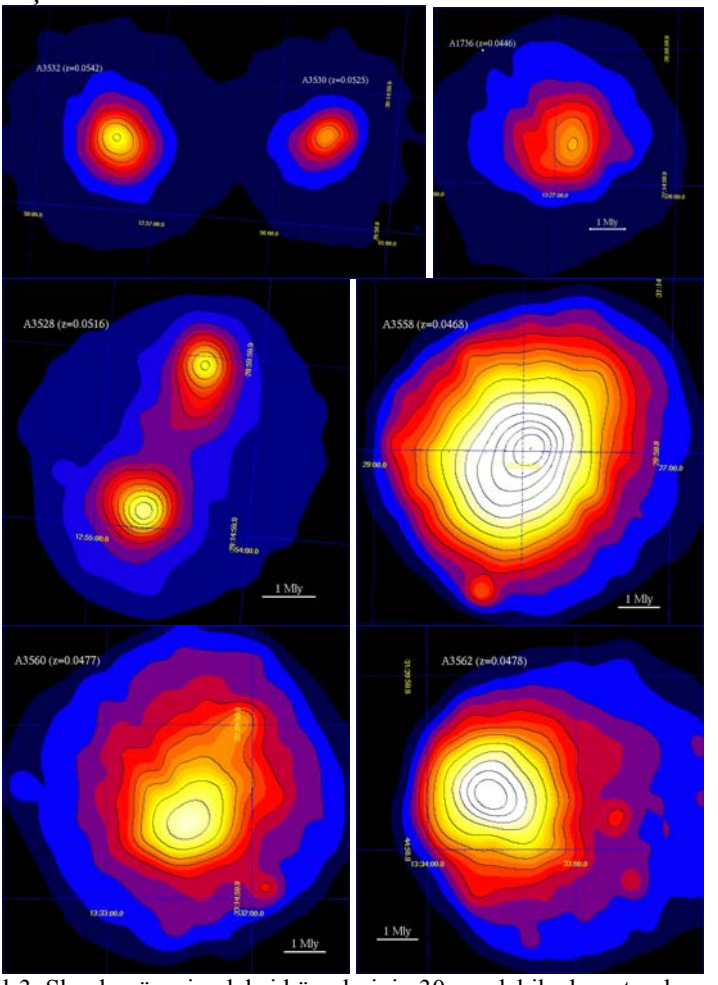
Shapley süper kümesi yakın evrendeki en büyük galaksi konsantrasyon bölgesidir. Kümeler çekimsel olarak birarada durduğu için, genişleyen evrenin aksine galaksilerin birbirlerine yakınlaştığı bir bölgedir. Yaklaşık olarak 650 milyon ışık yılı mesafede yer alır. Shapley, bizim galaksimizin de içinde bulunduğu yerel grup ile aynı doğrultuda yer alır ve yakınlaşmaktadır. Bu durum galaksimizin peküler hareketinin nedeni olan büyük çekicinin (great attractor) Shapley olduğunu düşündürmüştür.



Şekil-2. Shapley super kümesi 7 üyesinin mozaik x-ışın görüntüsü.

Bu çalışmada Shapley bölgesini 7 galaksi kümesi (A1736, A3528, A3530, A3532, A3558, A3560, A3562) veri sonuçlarına göre inceledik. Kümelerin 0.3-2 keV x-ışın görüntüleri Şekil-3'de verilmiştir. Herbir kümenin x-ışın gazı, yakın komşusu

doğrultusunda deformasyon göstermesi, sadece galaksilerin değil galaksi kümelerinin de dağılımının belirli bir disiplinle olduğunu göstermiştir.



Şekil-3. Shapley üyesi galaksi kümelerinin 30 açı-dakika boyutunda x-ışın görüntüleri.

Kaynaklar

E. De Flippes ve diğ. 2008, astro-ph/0508533
http://www.mpa-garching.mpg.de/galform/millennium/

Bu çalışma 106T310 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmiştir.

Bazı delta Scuti yıldızlarının salınımları üzerine eksenel dönmenin ikinci derece etkisinin incelenmesi

Doğan G. , Kırbıyık H. , Kızıloğlu, N.

Orta Doğu Teknik Üniversitesi , Fizik Bölümü, İnönü Bulvarı, 06531 Ankara, TR

Bu çalışmada bazı delta scuti yıldızlarının çapsal ve çapsal olmayan salınımları üzerine eksenel dönmenin etkileri incelenmiştir.Bu amaçla eksenel dönmesi olmayan, yavaş dönen ve hızlı dönen olarak üç yıldız seçilmiştir. Yıldızlar, sırasıyla, V350 Peg (HIP 115563, HD 220564) , CC And (HIP 3432) ve BS Tuc (HD6870)'dur. V350 Peg'in eksenel dönme hızı sıfır, CC And'ın v sini = 20 km/s ve BS Tuc'un ise vsin i = 130 km/s. V sini bakış doğrultusundaki hız olup i açısı bakış doğrultusu ile dönme ekseni arasındaki açıdır.

Seçilen modeller gözlemsel parametrelerine göre modellenmiştir. Yarıçap, ışıma gücü gibi parametreler itibariyle gözlemlere en uygun modeller, hesaplanan pek çok model arasından seçilmiş ve bu modeller üzerinde salınım analizleri yapılmıştır. Çapsal salınım frekansları ve çapsal olmayan frekanslar hesaplanarak, en uygun salınım yapan yıldız modeli bulunmaya çalışılmıştır.

Dönme bir pertürbasyon olarak ele alınmış; dönme frekansının ikinci derecesine kadar hesaplamalar yapılmıştır. Hesaplamalar düşük harmonik dereceler için yapılmıştır ($l = 1,2,3$).

1.Modeller

Kullanılan evrim hesaplama kodu Yıldız & Kızıloğlu (1997)'nun değiştirerek hazırladığı Ezer & Cameron 1967 evrim kodudur. OPAL donukluk tabloları (Iglesias ve diğ. 1992) ve MHD gaz durum denklemi kullanılmıştır (Mihalas ve diğ. 1990).

1.70 ile 2.00 güneş kütlesi arasında olan bir çok evrim modeli hesaplanmış ve her yıldız için bunlardan en uygun olanı

seçilmiştir. Evrim hesaplarında güneş kimyasal kompozisyonu (X,Z) = (0.7, 0.02) kullanılmış ve karışma uzunluğu parametresi 1.75 alınmıştır.

Denge modelleri elde edilirken düzgün dönme dahil edilmiştir.

2. Yıldızın özellikleri

i)V350 Peg

Ekmekçi ve Topal (2007), bu yıldızın parametrelerini, güneş birimlerinde, ışınım gücünü 23.988, yarıçapını 4.3 ve kütlesini de 1.7-2.0 olarak vermektedir. Etkin sıcaklığı 6760.8 K olarak alınmış ve yıldıza ilişkin 6.67332 c/gün ve 4.66181 c/gün gibi iki frekans gözlemişlerdir. Salınımların çapsal olduğunu belirtmektedirler. Dönme yok.

ii) CC And

Başka bir çok kişinin dışında bu yıldızla ilgili olarak Fu ve Jiang (1995) şu parametreleri vermektedir. Güneş cinsinden kütlesi 1.98, yarıçapı 3.04, bolometrik kadiri 1.25 dir. Ölçtükleri salınımın periyodu ise 0.1249 gün olarak kaydedilmiştir. Etkin sıcaklığı 7400 K derecedir. vsini = 20 km/s dir.

iii) BS Tuc

Literatürde bu yıldızla ilgili parametreler şu şekildedir. Güneş birimi cinsinden ışıma gücü 12.82 olarak verilmektedir. Diğer yandan Lopez de Coca ve diğ.(1990) vsini için 130 km/s değerini vermektedir. Breger(1979) ve daha sonraki araştırmacılar salınım peryodu için 0.065 gün bulmuşlar, etkin sıcaklığını ise 7744.62 K (Tsvetkov, 1985) vermektedirler.

3. Lineer adyabatik, çapsal olmayan salınımlar üzerine dönmenin etkisi

Dönmenin, ikinci mertebeye kadar, yıldızın salınım

frekanslarına etkisini içeren matematiksel işlemler Doğan ve diğ. makalesinde (A&A'ye sunuldu, 2008) veya Gülnur Doğan'ın YL Tezi'inde (ODTÜ Fizik Bölümü. 2007) ayrıntılı olarak bulunabilir.

Hareket denklemine dönme terimleri eklenerek, yıldızın yapı denklemlerinin Euler formalizminde çizgiselleştirilmesi için fiziksel büyüklükler aşağıda verildiği gibi yazılmıştır.

$$f' = f'(r)Y_l^m(\theta,\phi)e^{i\sigma t}$$

Burada Y küresel harmonik fonksiyonunu, *l* harmonik dereceyi, m azimutal parametreyi ve σ da salınımın açısal frekansını göstermektedir. f , basınç, sıcaklık gibi fiziksel büyüklükleri ifade etmektedir. Dönme bir pertürbasyon olarak ele alınmıştır.

Çizgisel denklemler çözülerek salınım frekansı σ bulunmuştur. Salınım frekansı aşağıda verildiği gibi ikinci dereceye kadar hesaplanmıştır. Sıfırıncı mertebe, dönmenin olmadığı; birinci mertebe (σ_1), dönme frekansı Ω' nın birinci kuvvetini ve ikinci mertebe (σ_2), dönme frekansı Ω' nın ikinci kuvvetini içermektedir.

$$\sigma = \sigma_0 + \sigma_1 + \sigma_2$$

Bu denklemin içerdiği her terim ayrı ayrı hesaplanıp karşılaştırılmış ve pertürbasyonun etkisi araştırılmıştır.

Birinci mertebe salınım frekansı şu şekilde verilmektedir:

$$\sigma = \sigma_0 + m\Omega[1 - C]$$

$$\frac{\int [2\xi_{0r}\xi_{0h} + \xi_{0h}^2]\rho_0 r^2 dr}{\int [\xi_{0r}^2 + l(l+1)\xi_{0h}^2]\rho_0 r^2 dr} = C$$

İkinci mertebe salınım frekansı ise şu denklemin çözümü ile elde edilmiştir:

$$-\sigma_1^2\,\boldsymbol{\xi_0} - 2\,\sigma_0\sigma_1\,\boldsymbol{\xi_1} - 2\,\sigma_0\sigma_2\,\boldsymbol{\xi_0} + 2\,i\,\sigma_0\,(\boldsymbol{\Omega}\times\boldsymbol{\xi_1}) + 2\,i\,\sigma_1\,(\boldsymbol{\Omega}\times\boldsymbol{\xi_0}) + \boldsymbol{\Omega}\cdot(\boldsymbol{\Omega}\times\mathbf{r}) - \Omega^2\mathbf{r}$$

$$= 0$$

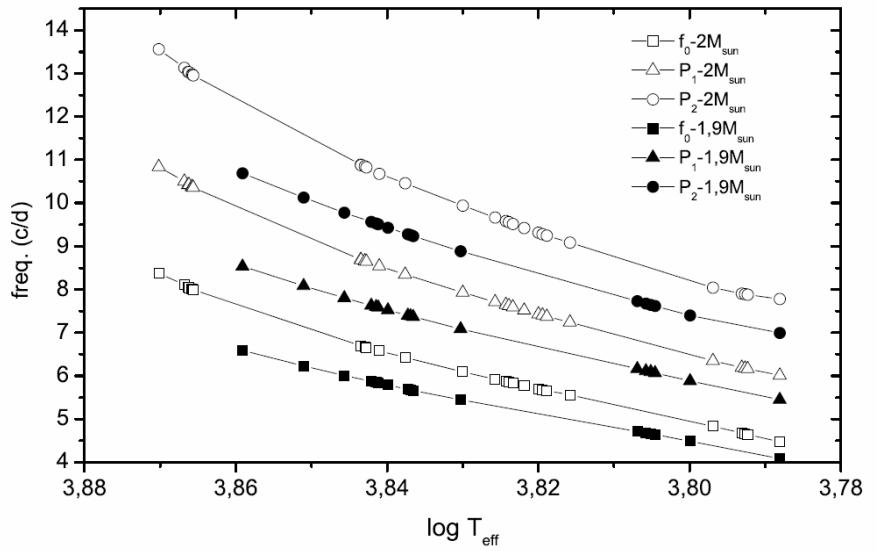
Burada ξ yer değiştirme vektörüdür,

$$\xi = (\xi_r, \xi_h \partial/\partial\theta, (\xi_h/\sin/\theta)\partial/\partial\phi)\, Y_l^m(\theta,\phi) \exp(i\sigma t$$

V350 Peg

Kütle: Güneş	**Yarıçap: R*/Rgün**	**Işıma gücü L*/Lgün**	**Te (K)**	**ρc/ρort**	**frek. (c/d) (l=0, F0)**
1.9	0.3400792E+01	0.2445154E+02	6965.300	26658.0	6,67
1.9	0.3693506E+01	0.2420325E+02	6666.568	50903.3	5,851
1.9	0.3701962E+01	0.2419243E+02	6658.206	52046.9	5,829
1.9	0.3762146E+01	0.2409741E+02	6598.239	58779.9	5,68
1.9	0.3770911E+01	0.2408478E+02	6589.702	59829.3	5,659
1.9	0.4146194E+01	0.2287361E+02	6203.862	125134.7	4,66
2.0	0.3769423E+01	0.2963301E+02	6941.603	139058.3	5,848
2.0	0.3840460E+01	0.2949271E+02	6868.950	53110.6	5,667
2.0	0.4324073E+01	0.2807006E+02	6393.926	119606.7	4,674
2.0	0.4333165E+01	0.2802848E+02	6384.848	121313.3	4,655

Ayrıca, evrimin salınım fekanslarına etkisi de incelenmiş ve sıcaklıkla frekansların değişimi gösterilmiştir. Bulunan sonuçlar aşağıdaki grafikte seçtiğimiz yıldız kütlelerini kapsayan sıcaklık aralığında, frekans etkin sıcaklığa karşı çizilmiştir.



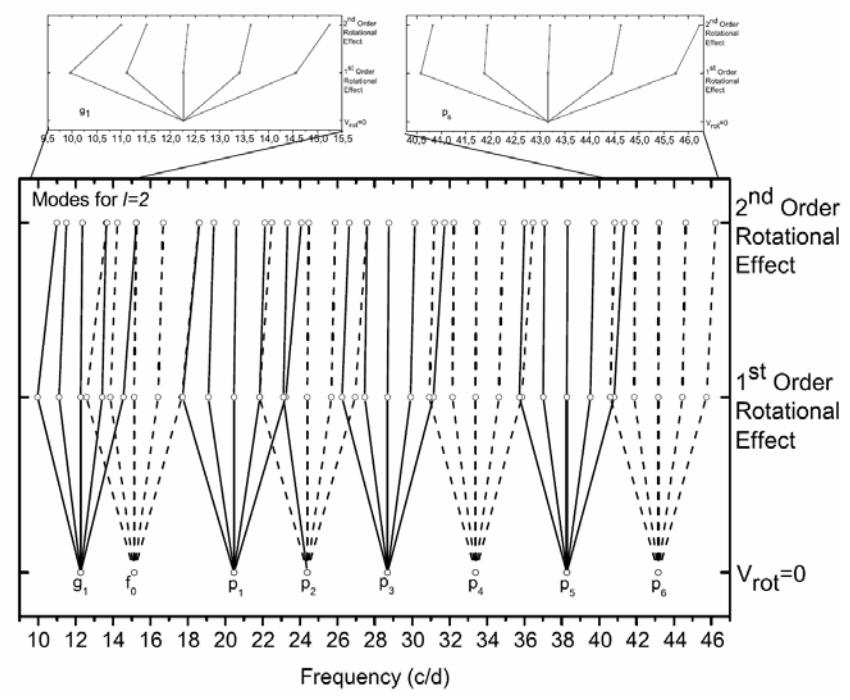
V350 Peg yıldızı, dönmüyor ve iki frekansta salınım yapmaktadır; 6.673 /gün ve 4.662 /gün (Ekmekçi ve Topal, 2007, baskıda). Diğer bir gözlem de Vidal-Sainz ve diğ. (2002). Onların bulduğu frekanslar, 5.668/gün ve 5.840/gün dür. Kuramsal modeller arasında en uyumlu olanların kütleleri 1.9 ile 2.0 güneş kütlesi aralığında bulunmuştur. Evrim olarak HR diyagramının sonlarına yerleşmektedir. Gözlenen frekansların hepsi temel çapsal frekans olarak belirlenmiştir. Elde edilen temel, birinci harmonik ve ikinci harmonik frekansları, yukardaki grafikte görüldüğü gibi evrim süreci içinde biribirlerine göre konumları aynı kalmamaktadır; sıcaklık azaldıkça frekansların değerleri birbirlerine yaklaşmaktadır. Başka bir husus ise evrimleştikçe salınım frekansı küçülmektedir.

Diğer iki yıldızın dönmesi var; birisi yavaş diğeri de hızlı dönmektedir. Aşağıda çizilen grafikte dönmenin mertebeye göre etkileri açıkça görülmektedir.

Yavaş dönen modelde farklılaşma önemli olmadığı için sadece hızlı dönen model için grafik gösterim verilmiştir. BS Tuc için verilen bu değerler, dönmemesi, durumunda değişik modların ne ve nasıl olduğu, birinci mertebe dönme alınırsa mod frekanslarının yarılması veya değişimi ve ikinci mertebe dönme dahil edildiğinde frekans yarılmaları ve birbirlerine girmesi görülmektedir. Üst mertebe dönmelerde ayrılmaların veya

yarılmaların simetrik olmadığı da dikkat çekmektedir.

Sonuç olarak, ikinci derece dönme etkisinin hızlı dönen yıldızlarda muhakkak dikkate alınması gerektiği ortaya çıkmaktadır.



GALAKSİ KÜMELERİNİN RTT150 GÖZLEMLERİ

M. Hüdaverdi[1], E. N. Ercan[1], M. Bozkurt[1], H. Kunieda[2]
E. Aktekin[3], F. Gök[3]

1- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342, İstanbul
Email: murat.hudaverdi@boun.edu.tr
2- Nagoya Üniversitesi, Fizik Bölümü, Furu-cho, Chikusa, 464-8602, Japonya
3- Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü,Dunlupınar Bulvarı, Antalya

ÖZET

Projemiz kapsaminda 10 Abell galaksi kümesini inceledik. Kümelerin X-ışın verilerini *XMM-Newton* ve *Chandra* uydularından aldık. Küme içi gazın (ICM) X-ışınım profilleri çıkarıldı. Plazmanın sıcaklık ve metal haritaları oluşturuldu. Herbir kümenin X-ışın nokta kaynakları tespit edildi. Optik veriler 5 farklı gözlem projesiyle *RTT150* teleskopuyla gerçekleştirildi. X-ışın kaynakları ile optik eşlenimler çıkarıldı, kaynakların optik ve X-ışın bandında akı (F_X/F_R) ve parlaklıkları (L_X/L_B) kıyaslandı. Oranlardaki sapmalardan küme içi gaz ve galaksilerin olası etkileşimleri tartışıldı.

Anahtar Kelimeler: *X-ışın, optik ; galaksiler, Galaksi Kümeleri*

ABSTRACT

We studied 10 Abell clusters of galaxies in X-ray, radio and optical band. *XMM-Newton* and *Chandra* data are used for X-ray. ICM profiles are constructed. Temperature and metal distributions are mapped for all clusters. X-ray point sources are detected. Possible optical counter parts are observed in 5 different sets of optical observations by *RTT-150.* Point sources are examined by comparing x-ray to red flux values and x-ray to blue luminosity values. Based on the deviations from the normal distributions nature of point sources from cluster regions interactions between galaxies and ICM are discussed.

Key Words: *X-Rays, optics; Galaxies, Clusters of Galaxies*

1.Giriş

Galaksi kümeleri evrenin en büyük yapı taşlarıdır.

Galaksilerin çekimsel olarak birbirlerine yaklaşmalarıyle oluşurlar. X-ışın bandında kolaylıkla gözlenebilen bu kaynakların, optik gözlemleri ön ve arka alan galaksi kirliliklerinden dolayı kolay değildir. Bu devasa yapıların geniş alan radyo ışımaları yaptığı da görülmüştür. Yüksek enerjili çarpışmaların meydana geldiği ikili kümelerde, şok etkileri ile sıkışan plazmanın rölativistik hızlara ulaştığı ve radyo ışıması yaptığı düşünülmüştür. Bu devasa çarpışmaların ve şok dalgaların bölgedeki galaksilerin yapısı üzerine etkileri henüz netlik kazanmış değildir. Kümelerin tam olarak anlaşılabilmesi için çok band gözlemleri kaçınılmazdır.

Biz de TÜBİTAK projemiz olan bu çalışmamızda, X-ışın ve radyo analizlerini yaptığımız Abell kümelerinden 10 tanesini, *RTT-150* ile 5 farklı TUG gözlem zamanında gözlemledik. Amacımız küme içini dolduran yaygın x-ışın gazının (ICM) ve bölgedeki galaksiler karşılıklı etkileşimlerini belirlemek. Kümeleri her türden olacak şekilde şeçtik. Bunlar x-ışın görünümlerine göre adlandırılan; sönük, düzenli ve düzensiz galaksi kümeleridir.

2. Veri ve Analiz

2.1 X-ışın Bandı Verileri

X-ışın verilerini *XMM-Newton* ve/veya *Chandra* uyduları arşivlerinden aldık. Alınan veriler ön temizleme aşamalarından geçirildi. Işık eğrileri incelenerek, güneş patlamalarının neden olduğu foton sıçramalı zaman aralıkları çıkartıldı. Her galaksi kümesinin düşük x-ışın bandı (0.3-2 keV) görüntüleri oluşturuldu. Bunu yaparken *XMM-Newton* verilerinde çip deformasyonlarını engellemek için sadece MOS kamerası, *Chandra* için ACIS detektörü verileri kullanıldı.

2.2 Optik Bandı Verileri

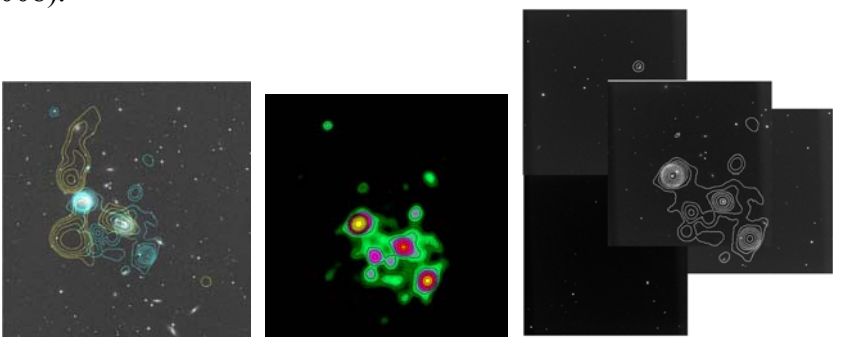
Fotometrik gözlemler 1.5m RTT-150 teleskopuyla yapıldı. DW436 modeli 2048*2048 piksel, 9.1*9.1 açı dakikalık alana ANDOR ccd kamerasıyla bakıldı. Tek gözlemle baktığımız kümeler olsa da, birçok küme çoklu gözlemlerle tarandı. Ham datalar standart prosedürle indirildi (Aslan ve diğ. 2001). Enstrumantal hatalar DAOPHOT ile hesaplandı.

Her kümenin x-ışın eş sayım çizgileri optik R-bandı görüntülere yerleştirildi. X-ışın kaynağıyla eşleşen optik

kaynakların tayfları alındı. TUG RTT-150 gözlemi yapılan galaksi kümeleri A2255, A1735, A1589, A194, A2029, A2034, A2063, A2241, A2304 ve A2634. Ancak bu makalede her türden (sönük A194, düzensiz A1589 ve düzenli A2029) birer kümeden kısaca bahsedilerek çalışma özetlenecektir.

3. Abell 194

A194 oldukça sönük (L_X~10^{42} erg/s), 73 Mpc'de yeralan yakın uzay (z=0.018) kümelerindendir. Şekil-1'de DSS optik (x-ışın ve radyo kontürle), x-ışın görüntüsü ve 4 noktalı TUG gözlemi görülmektedir. Küme bölgesinde 56 x-ışın kaynağı tespit ettik. L_X/L_B kıyaslamalırımızda A194 galaksilerinin, alan galaksilerine oranla daha parlak olduğunu gördük. Bu durum, küme çekimine düşen galaksilerin parlaması şeklinde yorumlandı (Hüdaverdi ve diğ. 2006). Sıcaklık haritası radyo jet bölgelerinin, küme içi gazın en sıcak yerlerine denk geldiğini gösterdi. Radyo ışıma bölgelerinin ICM gazı ve galaksilerle olan etkileşimleri M.H.'nin aynı konferansda *"Radyo & X-Işın Gazı Etkileşimleri"* başlıklı diğer çalışmasında detaylı olarak anlatılmıştır (Hüdaverdi ve diğ. 2008).

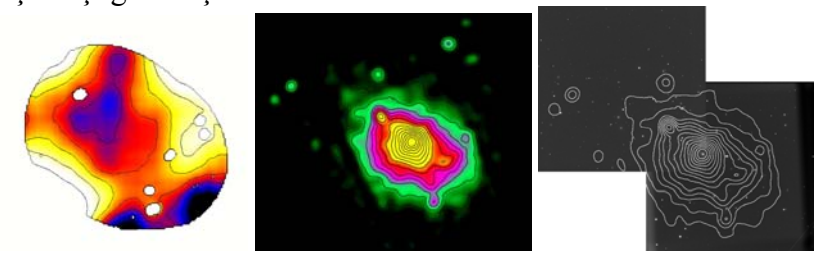


Şekil-1. A194 radyo (sarı) ve x-ışın kontür çizgileri. X-ışın MOS görüntüsü ve 4 noktalı TUG R-band gözlemi.

4. Abell 1589

İkinci örnegimiz dinamik bir süreçde olduğu için düzensiz bir görüntüde olan A1589 daha parlak (L_X~10^{43} erg/s) bir kümedir. 294 Mpc uzaklıkda yer alır. Şekil-2 sırasıyla sıcaklık haritası, x-ışın görüntüsü ve 2-noktalı TUG gözlemini göstermektedir. Sıcaklık

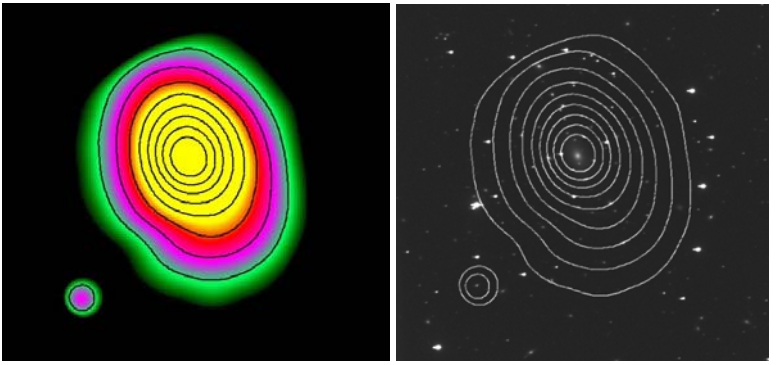
haritası (mavi sıcak, beyaz soguk) kuzey-güney doğrultusunda bir dağılım göstermektedir. Bu dağılım x-ışın uzamasına tam olarak uymamaktadır. X-ışın parlaklık uzaması, galaksi dağılımı ile parallellik göztermektedir. Bu, kümenin oluşumunun bu doğrultuda gerçekleştiğini düşündürmektedir.



Şekil-2. A1589 sıcaklık haritası, x-ışın MOS görüntüsü ve 2-nokta TUG gözlemi.

5. Abell 2029

A2029 kümesi 313 Mpc mesafede yer alır. Şekil-3'de kümenin *Chandra* ACIS kamerası ile alınan 0.3-2.0 keV aralığındaki x-ışın görüntüsü ve bunun R-bandı TUG gözlemi üzerine izdüşümünü görülmektedir. X-ışın eş sayım çizgileri ve optik galaksi dağılımının aynı doğrultuda olduğu açıkca görülmektedir. Bu durum, kümenin kuzey-güney doğrultusunda hareketler neticesinde oluşmasından kaynaklanmaktadır.



Şekil-3. A2029 Chandra-ACIS x-ışın görüntüsü ve R-band üzerine izdüşümü.

Kaynaklar

Aslan Z. ve diğ. 2001, Astronomy Letters, 270, s. 398-403
Hüdaverdi M. ve diğ. PASJ, 58, s. 931-943
Hüdaverdi M. ve diğ. UAK-2008, *"Radyo & X-Işın Gazı Etkileşimleri"*

Bu çalışma 106T310 nolu TÜBİTAK projesi desteği ile gerçekleştirilmiştir.

RADYO & X-IŞIN GAZI ETKİLEŞİMLERİ

Hüdaverdi[1], E. N. Ercan[1], M. Bozkurt[1], A. Furuzawa[2]

1- Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342, İstanbul
Email: murat.hudaverdi@boun.edu.tr
2- EcoTopia Science Institute, Furu-cho, Chikusa, 464-8602, Japonya

ÖZET

Geniş-açı kuyruklu (GAK) radyo jetleri galaksi kümelerinin merkezlerinde gözlenir (örneğin A2626, A1446, A2052, A262). Bunun nedeni, jetlerin yüksek sürtünmeli plasma ortamında kıvrılarak yön değiştirmesidir. GAK radyo kaynakları dışında, geniş ölçek (~1Mpc) halo ve dış bölgelerde görülen kalıntılar diğer radyo ışıması türleridir. Radyo ve X-ışın plazmanın etkileşimleri henüz netlik kazanmamıştır. Radyo jetlerin küme içi gazı ısıttığı durumlar görüldüğü gibi (A194), jetlerin soğuk bölgelerde ilerlemeyi tercih ettiği kümeler de görülmüştür (A2634). Bu çalışmamızda, yapılan gözlemler ve literatür sonuçlarına göre radyo ve x-ışın olası etkileşimleri tartışıldı.

Anahtar Kelimeler: *x-ışın, radyo; galaksiler, galaksi kümeleri; A194, A2634*

ABSTRACT

Cluster centers are high-density plasma environments and thus radio jets proceeds by changing their trajectory. Wide-angle tail (WAT) radio jets are seen in cluster centers (A2626, A1446, A2052, A262 etc). Halo and relic are extend emissions (~1Mpc), the former is from center while the latter is from outskirts. Radio and X-ray gas interactions are still debating. There are cases that ICM seems like heated by radio jets (A194), and there are also cases that radio jets rather to locate in cooler regions of ICM (as in A2634). We present our analysis results for both cases and discuss the possible solutions and interactions of radio and xray emitting ICM.

Key Words: *X-ray, radio; galaxies, clusters of galaxies; A194, A2634*

1.Giriş

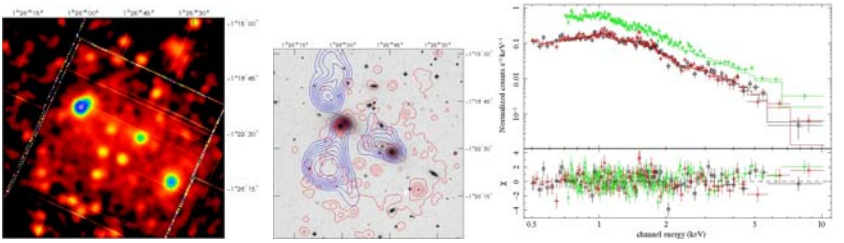
Küme içi gazı (ICM) gözlemlediğimiz yüksek

sıcaklıklara ulaşması küçük galaksi gruplarının, ana kümeye düşmeleri neticesinde olur. ICM sıcaklıkları ve yoğunluk dalgalanmaları x-ışın verileri ile çalışılır. Uyduların görüntü çözününürlük sınırlamaları nedeniyle sadece yakın uzaya ait kümelerin detaylı çalışmaları yapılabiliyordu.

Radyo frekansında yapılan çalışmalar bazı kümelerin geniş alana yaygın (~1Mpc), merkezi ışımalar yaptıklarını göstermiştir. Ancak bu türden radyo haloları oldukça nadirdir. Bu ışıma ultrarelativistik parçacıkların kümenin manyetik alanında syncrotron ışıma yapmalarıyla oluşur. Bu elektronların ışıma ömürleri kısa ($\sim 10^8$ yr) olur (Sarazin 1999). Bu kısa zamanda halo gözlediğimiz geniş alana yayılmaları düşündürücüdür. Bu nedenle radyo ışıması yapan elektronların yayılımla genişledikleri değil, çarpışma şokları gibi yüksek enerjili dalgalarla aniden relativistik hızlara çıktıkları öngörülür. Bu hem x-ışın gazın yüksek sıcaklıklarını, hem de geniş alan radyo ışımalarını izah edebildiği için, tercih edilen bir çözümdür. Galaksi kümeleri üzerine radyo ışımaları ve x-ışın morfoloji ilişkileri çalışmaları yapılmıştır (Buote 2001). Bunun yanında halosu olmayan düzensiz morfolojiye sahip kümeler de görülmüştür. Biz de bunu test etmenin bir yolu olarak, radyo jet ışımalı yakın uzay bölgesinden iki galaksi kümesi seçtik; A194 (z=0.018), A2634 (z=0.0314).

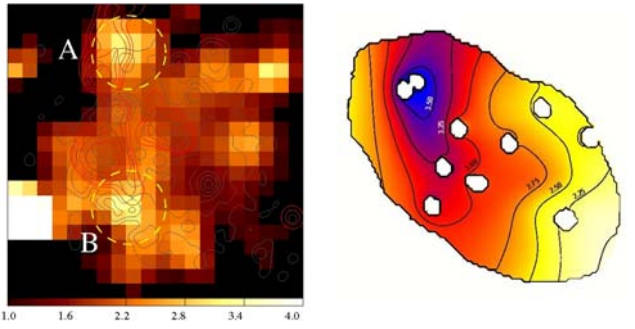
2. Abell 194

A194 oldukça sönük ($L_X \sim 10^{42}$ erg/s) bir x-ışın plazmaya sahiptir.Yaklaşık 73 Mpc mesafede yeralır. Şekil-1a'da MOS kamera x-ışın görüntüsünde kümenin sönüklüşüğü açıkca görilmektedir. A194 ayrıca geniş alan radyo ışıması ile de bilinir (Şekil-1b). Orta r<5 açı dak bölgesinin x-ışın tayfı alanın 2.7 keV sıcaklıkda olduğunu gösterdi (Şekil-1c). Tayfda yeşil veriler PN, siyah MOS1 ve kırmızılar MOS2 detektörlerine aittir ve simultane fit yapılmıştır. Bölgedeki x-ışın kaynakları Hüdaverdi ve diğ. (2006) tarafından detaylı şekilde çalışılmıştır.



Şekil-1. (a) X-ışın MOS (b) optik üzerine, x-ışın ve radyo kontürleri (c) merkezin x-ışın tayfı

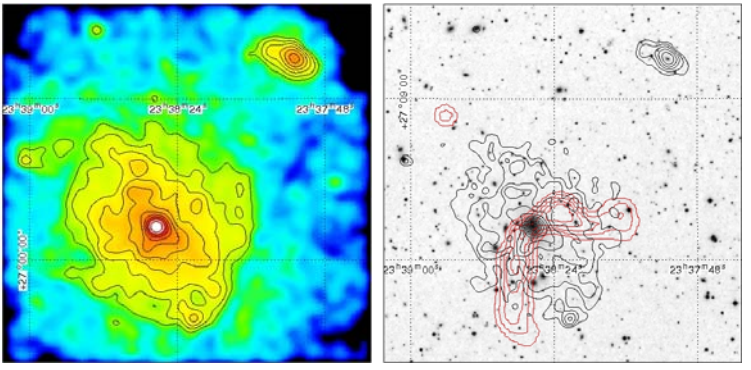
A194 x-ışın gazının 2 farklı yöntemle sıcaklık haritalarını oluşturduk. Bunlar i-yüksek ve düşük x-ışın görintilerinin oranlanması ve ii- herbir piksel için tayf modellemesi yaptığımız wavelet analizi. Her iki methodla oluşturulan haritalar Şekil-2'de görülmektedir. Sıcaklığın ana dağılımı radyo jetleriyle aynı doğrultuda, kuzey-güney yönündedir. Şekil-2a'da sarı halkalar en sıcak 2 bölgeyi göstermektedir. Bu bölgeler 3.5 keV civarında sıcaklığa sahiptir ve hata aralıkları hesaba katıldığında bile ortalamanın (2.7 keV) üzerindedir. Kırmızı kontür çizgisinden takip edileceği üzere, bu bölgeler radyo-jetlerin tam kafa bülgelerine denk gelmektedir. Şayet bu görüş doğrultusunda oluşan şansa bir denk geliş değilse, radyo-jetlerin x-ışın gazını sıkıştırıp şoklayarak ısıttığını göstermektedir. Bu durum muhtemelen şok ısınımlı bölgelerde radyo halo ışıması üreten relativistic hızdaki elektronların ivmelenmesinden kaynaklanmaktadır.



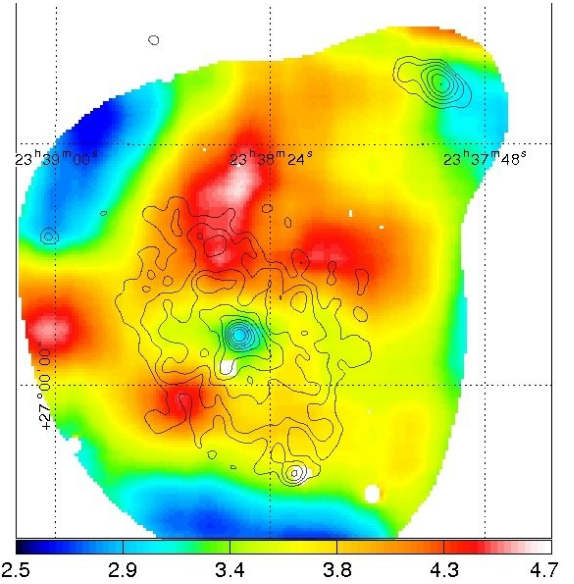
Şekil-2. A194 sıcaklık haritaları (a) sertlik oranı (b) wavelet analizi

2. Abell 2634

A2634 geniş açı kuyruklu (GAK) radyo ışınımlı orta parlaklıkta (L_X~10^{43} erg/s) bir galaksi kümesidir. Yakın uzay kümelerindendir ve 127 Mpc mesafede yer alır. Şekil-3 MOS kamerası mozaik görüntüsü ve bu x-ışın eş-sayım kontürlerinin R-band DSS optik görüntüsü üzerine izdüşümünü göstermektedir. Yine aynı şekilde radyo ışınımları kırmızı eş-sayım çizgileriyle gösterilmektedir. Güney ve doğu yönlerine doğru oluşan radyo-jetler dikkat çekicidir. Şekil-4 wavelet sıcaklık haritası görülmektedir. Sıcaklık dağılımı ile parlaklık kontürleri arasında direk bir ilişki görülmemektedir. Kuzey ve güney bölgelerde sıcak alanlar görülmektedir. Ayrıca radyo-jetlerin sıcak bölgelerin tersi istikamette ilerlemesi A194'ün aksine bir durumdur. A2634 radyo-jetlerinin plazma içerisinde daha az yoğun, şoklanmamış bölgelerde ilerlemeyi tercih etmektedir. A194'e gore jetlerin daha zayıf olduğu düşünülmektedir.



Şekil-3. A2634 MOS x-ışın görüntüsü. R-Band optik üzerine radyo ve x-ışın izdüşümü.



Şekil-4. A2634 wavelet sıcaklık haritası

Kaynaklar

Boute N.A, 2001 ApJ, 553, L15
Hüdaverdi M. ve diğ. PASJ, 58, s. 931-943
Sarazin C.L., 1999, ApJ, 520, 529

Bu çalışma 106T310 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmiştir.