XIII. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

ve

II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı

"TUG'un 5. Açılış Yıldönümü"

2-6 Eylül 2002
ANTALYA



Düzenleme: TUG Yönetim Kurulu
Bilimsel Düzenleme: TUG Akademik Kurulu

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ 2003

Ana Sponsor
OPTRONİK

Destekleyen Kurumlar
Akdeniz Üniversitesi, Altın Portakal Vakfı, Olimpos Rotary Kulübü

www.tug.tubitak.gov.tr

XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı

(XIII. UAT 2002)

II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı

TUG 'un 5. Açılış Yıldönümü

Tübitak Ulusal Gözlemevi

(www.tug.tubitak.gov.tr)

2 – 6 Eylül 2002

Antalya

Editörler

Emre IŞIK, Cahit YEŞİLYAPRAK,
Timur ŞAHİN, U. Serdar ÖZER,
Zeki ASLAN
(Akdeniz Üniversitesi – Fizik Bölümü)

T U G

2003

İçindekiler

XIII. UAT Açılış Konuşması i

TUG 'nin 5. Yıldönümü.....ii

Bildiriler

Kuramsal Astrofizik ve Evren Bilimi

** B. Kalomeni, K. Yakut, E. R. Pekünlü*
Polarlarda Cyclotron Tayfı.....1

** C. B. Kılınç*
Değişken Kozmolojik Terimli ve Gravitasyon Sabitli Kozmolojik Modeller.....6

** E. Akbaş ve E. R. Pekünlü*
Toplanma Disklerinde Manyetik Dönme Kararsızlığı.....13

** M. Yıldız*
Erken Tip Yıldızlarda İç Dönme: Hızlı Dönen Özek.....19

** V. Bakış ve O. Demircan*
Roche Modeli İçin Yeni Bir Yaklaşım.....23

Gökada Yapısı ve Yıldız Kümeleri

** S. Bilir, S. Karaali, G. Gilmore*
Galaksi Model Parametrelerinin Elde Edilmesinde Uygulanan Teknikler.....26

** S. G. Ak, S. Karaali, S.Bilir, Y. Karataş*
Sloan Fotometrisi Yardımı ile Metal Gradiyenti Tayini.....32

** S. Karaali, S. Bilir, G. Gilmore*
Yeni Galaksi Model Parametreleri.....36

** S. Karaali, S. Bilir, Y. Karataş, S. G. Ak*
Yeni Bir Metal Bolluğu Kalibrasyonu.....42

** M. U. Gözükeleş, A. Akyüz, D. Bhattacharya, N. Emrahoğlu, M. E. Özel*
Yakın Sarmal Gökadalarda Süpernova Kalıntı Adaylarının Optik Bölgede İncelenmesi.....48

Güneş

** A. Ökten*
Güneş 'in Manyetizmasına Genel Bir Bakış.....51

** E. R. Pekünlü, Z. Bozkurt, M. Afşar, E. Soydugan, F. Soydugan*
Güneştacı Deliğinde Alfvén Dalgaları.....57

** E. R. Pekünlü, K. Yakut, H. Şart*
Güneştacında O^{5+} İyonunun Isıtılması ve İvmelenmesi.....63

* *M. T. Özkan*
1999 Tam Güneş Tutulması Yeşil Işık Koronası.....70

* *T. Ataç, ve A. Özgüç*
23. Güneş Çevrimi Çıkış Kolunda Güneş Etkinliği İndekslerinin Dönemli Değişimleri.....75

* *T. Özışık, N. Al, A. Ökten*
11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Kutup Tüycükleri Gözlemleri.....84

Yıldız Astrofiziği

* *A. Erdem, F. Soydugan, C. Çiçek, O. Demircan, E. Budding*
W UMa Türü Aktif Çift Yıldız: CN Andromedae.....90

* *A. Teker, D. Koçer, S. J. Adelman, H. Çalışkan, H. G. Tektunalı, M. T. Çay, İ. H. Çay*
101 Her Yıldızının Tayfsal Analizi.....96

* *B. Albayrak, C. Aydın, D. Koçer*
Kahverengi Cüceler ve H – R Diyagramı.....101

* *B. Ulaş ve Ö. Gülmen*
V836 Cygni Örten Çift Yıldız Dizgesinin Fotoelektrik Işıkölçümü.....106

* *C. Yeşilyaprak ve Z. Aslan*
M Türü SR Yıldızlarda Periyot – Renk Bağıntıları.....114

* *E. Derman, R. Kalcı, L. Gürdemir*
T40 ile CG Cyg 'nin CCD Gözlemleri.....120

* *E. Işık ve Z. Aslan*
DH Leonis'in Atmosfer Etkinliği ve Üçlü Doğası.....123

* *E. Soydugan, A. Erdem, O. Demircan, F. Soydugan, V. Keskin, C. Çiçek, S. Özdemir, İ. Bulut*
Cepheus OB3 Üyesi CW Cep 'in Işık Eğrisi Analizi.....129

* *F. F. Özeren, O. Demircan, G. Doyle*
İki Kısa Dönemli RS CVn Sistemi: SV Cam ve XY Uma.....135

* *F. Soydugan, A. Erdem, O. Demircan, E. Soydugan, C. Çiçek, S. Özdemir, İ. Bulut, Ö. L. Değirmenci, Z. Bozkurt, K. Yakut*
Yeni Bir Aktif Çift Yıldız: MR Delphini.....141

* *G. İkis Gün*
ROSAT ile Gözlemlenmiş SU UMa Tipi Cüce Novaların X - Işını Tayfsal Analizi.....147

* *G. Taş*
Lambda Andromedae: Dönem – Parlaklık İlişkisi.....150

* *H. H. Esenoğlu ve A. Bianchini*
Klasik Nova GK Per 'in H_β Profilinde İlginç Bir Yapının Varlığı ve Çözüm Uğraşları.....154

* *K. Yakut, C. İbanoğlu, B. Kalomeni, E. Budding*
Aktif Örten Çift Yıldız RT Andromedae 'nin Işık Eğrilerinin Analizi ve Uzun Dönemli Parlaklık, Dönem Değişimi.....159

* *M. Afşar ve C. İbanoğlu*
CG Cyg Örten Çift Yıldızının Uzun Dönemli Parlaklık ve Dönem Değişimi…….....166

* *M. Altan ve M. T. Özkan*
SU UMa Tipi Cüce Novaların X - Işını Uydu Verilerinin Spektral Analiz Sonuçları ve Diğer Alt Gruplarla Karşılaştırılması.....172

* *M. E. Atay, M. M. Keskin, S. Aliş*
GQ Dra Örten Çift Yıldızının İlk Işık Eğrisinin Çözümü.....179

* *M. Helvacı*
Geç Tayf Türü O-AGB Yıldızlarının Düşük Yoğunluklu Kırmızı Öte Tayf Analizi.....184

* *N. Erkan ve C. Sezer*
AW UMa Örten Çiftinin Dönem ve Işık Eğrisi Çözümlemesi.....185

* *Ö. L. Değirmenci, Ö. Gülmen, C. Sezer*
V566 Ophiuchi Değen Çift Sisteminin Fotometrik Analizi.....194

* *S. Aliş, M. M. Keskin, M. E. Atay*
V357 Peg Örten Çift Yıldızının Fotometrik Gözlemi ve Çözümlemesi.....200

* *S. Evren*
Aktif Çift Yıldızlarda Fotometrik Dönem Değişimleri.....206

* *T. Saygaç, A. Bianchini, H.H. Esenoğlu*
Klasik Novaların Kütle Aktarım Oranı –Yörünge Peryodu İlişkisi……..210

* *T. Şahin ve Z. Aslan*
RX J1643.7+3402 Nova Benzeri Kataklismik Değişenin CCD Işıkölçümü.....215

* *Z. Aslan ve C. Yeşilyaprak*
SR Yıldızlarının TUG 'nde Yapılan Radyal Hız Gözlemleri: RY Cam 'ın Radyal Hız Değişimi.....219

* *Z. Bozkurt ve Ö. L. Değirmenci*
U Oph Örten Çift Sisteminde Eksen Dönmesi ve Işık – Zaman Etkisi.....224

Yüksek Enerji Astofiziği

* *A. Ankay*
Sıradışı X-Işını Pulsarları ve Yumuşak Gama Yineleyicileri ile Süpernova Kalıntıları arasındaki Genetik Bağlar.....229

* *A. Ankay*
Süpernova Kalıntıları ve Yakın Çevreleri.....235

* *A. Küpcü Yoldaş, Ş. Balman*
Chandra X-Işını Teleskobuyla 16 Yeni X-Işını Kaynağı Bulunması……..……238

* *A. Sezer*
Galaktik Süpernova Kalıntılarının Yüzey Parlaklığı ve Çapları Arasındaki Bağıntı……..……..243

* *A Sezer*
Süpernova Kalıntılarının ve Onlarla Bağlı Olan Noktasal Kaynakların Gözlemsel Verileri ve Uzaklıklarının Analizi……..……243

* *E. Yazgan*
Magnetar Fenomeni.....244

* *E. Yazgan*
Sıradışı X – Işını Pulsarları, Yumuşak Gama Yineleyicileri ve Radyo Pulsarlar
Madde Aktarımı Yapar mı ?.....249

* *E. Yazgan*
Gökada 'da Elektron Dağılımı ve Pulsar Uzaklıkları.....252

* *S. Özkan*
1315 Radyo Pulsarın İstatistik İncelenmesi.....257

* *S. Özkan*
Işınım Gücü Fonksiyonu.....257

* *S. K. Yerli*
X-ışın İkilileri, Pulsarlar ve SN Kalıntıları: Veri Toplama, Düzenleme ve Sunumu……..258

* *Ş. Balman*
Nova Kabuklarının X Işını Yayması Mümkün mü ? İlk Nova Kabuğunun X Işını
Dalgaboyunda Bulunması: Nova Persei 1901 (GK Per).....262

* *Ş. Balman, A. Retter, Ü. Kızıloğlu, Y. Lipkin*
TUG 1.5 m'lik Teleskobu ile Klasik Novaların Işık Eğrilerinde Periyod ve
Quazi-Periyod Taraması: RW UMi ve V2275 Cyg.....263
.
* *Ü. Ertan ve A. Alpar*
Kara Delik, Geçici, Düşük Enerjili X - Işını Kaynaklarının Parlama
Işık Eğrileri Üzerine.....264

Gezegenler ve Göktaşları

* *Z. Aslan, I. Khamitov, I. Bikmaev, A. Galeev*
TUG 'nde 2002_NY40 Göktaşının Gözlemleri.....268

Gözlem Araçları – Yöntemleri ve Veri İşleme

* *İ. Küçük, İ. Yusifov, M. E. Özel*
Erciyes Üniversitesi Radyo Teleskopu ERT - 5: Radyo İnterferometre.....273

* *I. Khamitov, Z. Aslan, I. Bikmaev, N. Sakhibullin, O. Gölbaşı*
TUG'da Yapılan Kütleçekimsel Mercek Gözlemleri.....278

* *M. E. Özel*
ROTSE III - c: TUG'da Kurulacak GIP Optik Araştırma Teleskobu (*çağrılı bildiri*).....281

* *M. Şahan, İ. Yeğingil, M. Akyılmaz, N. Aksaker, N. Emrahoğlu*
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi 'ne (TUG) Kurulacak Olan Fabry – Perot Tayfölçeri.....282

* *S. O. Selam ve R. F. Peletier*
Yıldız Popülasyonu Modelleri İçin Yıldız Tayfı Kütüphanelerinin Güncellenmesi.....288

* *T. Özışık ve T. Ak*
TUG 'nde S – DIMM ile Gündüz Görüş Gözlemleri.....296

* *Z. Aslan*
TFOSC - TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası (*çağrılı bildiri*)……302

Astronomi Tarihi ve Eğitimi

* *Y. Unat*
Ortaçağ İslâm Astronomisinde Küre Katmanları Sistemi ve
Gökyüzü Hareketlerin Fiziksel İzahı.....303

II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı Bildirileri (4 Eylül 2002)

* *C. B. Girgin*
Mikromercek Etkisinin Astrofizikteki Kullanım Alanları.....312

* *B. Beygu*
Manyetik Akı Tüpleri.....318

* *B. Parmak, S. Çelik*
CCD'lerin Yapısı ve İşleyişi.....322

* *S. Çelik, B. Parmak*
CCD'lerin Yapısı ve İşleyişi.....322

* *D. Zengin, E. R. Pekünlü, E. Tığrak*
Manyetik Yeniden Birleşme.....323

* *E. Tığrak, D. Zengin, E. R. Pekünlü*
Yıldızlararası Molekül Bulutlarının Çöküşü.....329

* *H. G. Akçay*
Barnes Evans Bağıntısı ve Uygulamaları.....330

* *M. M. Keskin ve E. Atay*
Türkiye'de Gökbilimin Geleceği Üzerine.....331

* *N. Oklay, İ. Kalkancı, A.Talat Saygaç, R. Greenberg*
Buzun Altındaki Yeni Dünya?.....334

* *Ö. Akarsu ve T. Doğan*
Plazma Evren Modeli ile Big Bang 'in a Priori ve a Posteriori Karşılaştırılmaları.....339

* *Ş. Sezen*
W – R Bileşenli Çift Yıldızların Moröte Değişkenliği.....345

* *T. Güver*
Düşük Kütleli X - Işın Çiftlerinin İstatistiği.....351

Posterler

* *A. Elmaslı ve B. Albayrak*
SV Cam, V836 Cyg ve UV Leo Sistemlerinin Dönem Değişimleri.....357

* *A. Gültekin*
Kromosferdeki Isıtma Mekanizmaları..... 358

* *B. Baş ve C. B. Kılınç*
Karanlık Madde.....359

* *B. Beygu*
Fotosferik Manyetizma.....360

* *C. Çetintaş ve B. Albayrak*
OO Aql ve XY Leo Çift Yıldızlarının Dönem Değişimleri.....361

* *C. Yeşilyaprak*
V2150 Cyg ve OU Ser Yıldızlarının Işık Eğrileri.....362

* *C. Yeşilyaprak*
V338 Peg Yıldızının Işık Eğrisi.....363

* *C. Uluyazı*
Kataklismik Değişen Yıldızlarda Disk Rüzgarları.....364

* *E. Aktekin*
Evrimlerinin Sonunda Nötron Yıldızı Doğuran Anakol Yıldızlarının Kütlesinin Alt Limiti.....365

* *H. A. Dal, G. Taş, S. Evren*
Ultra Rapid Rotator : LO Pegasi.....366

* *H. Şart*
V1719 Cyg = HD 200925.....367

* *H. V. Şenavcı ve B. Albayrak*
UX Her, TX Her ve YY Eri Sistemlerinin Dönem Değişimleri.....368

* *İ. Akkaya ve İ. Küçük*
Radyo Astronomi ve Radyo Emisyon Kaynakları.....369

* *M. Parmaksızoğlu, Z. Aslan, I. Khamitov, K. Uluç*
TUG 'nde Astronomik Görüş İstatistiği.....370

*.*M. Zejda, V. Bakış, O. Demircan, S. Özdemir , A. Erdem, C. Çiçek, A. Bulut, A. Kabaş, I. Bulut, M. Tüysüz*
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi CCD Gözlemleri.....371

* *N. Al, J. Hirzberger, F. Kneer, T. Özışık*
Kromosferik Hα Yapılarının İki -- Boyutlu Speckle Spektroskopisi.....372

* *O. Aksu ve B. Albayrak*
AR Aur ve TZ Boo Sistemlerinin Dönem Değişimleri.....373

* *O. Bilen, C. Yeşilyaprak, Z. Aslan*
DATSAP: Data Selection and Analysis Program.....374

* *O. Demircan, S. Özdemir, V. Bakış, A. Kabaş*
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi Meteoroloji Kayıtları.....375

* *O. Gölbaşı, H. Kılıç, F. Chollet*
TUG CCD 'li Astrolabı Güneş Gözlemleri.....376

* *S. Gülseçen*
Bilimsel Yazılım Kullanımı ve Üretiminde Metodoloji Geliştirme I: Türkiye'de Astronomi Alanında Yazılım Kullanma/Geliştirme Eğiliminin Belirlenmesi.....377

* *Ş. Çalışkan ve İ. Küçük*
Uydu İletişim Sistemleri.....378

* *A. T. Saygaç, D. Koçer*
Türkiye'de Astronomi Eğitiminin Yaygınlaştırılması için Yapılan Çalışmalar.....379

* *T. Şahin, C. Yeşilyaprak, U. S. Özer, O. Bilen, Z. Aslan*
Örten Çiftlerin Işıkölçümü.....380

* *T. Tanrıverdi ve F. Ekmekçi*
Deneb ve 6 Cas 'ın Moröte Çizgi Tanısı.....381

* *Z. F. Bostancı*
Kromosferik İnce Yapıların Dinamiği.....382

Ek

* *İ. Yusifov ve İ. Küçük*
Pulsarların ve Elektron Yoğunluğunun Galaktik Dağılımının Yeniden İncelenmesi.....383

* *Ö. Çakırlı, C. İbanoğlu, G. Taş, S. Evren*
Pre-cataclysmic bir Çift Yıldız olan HW Vir'in Üç Kanallı Hızlı Fotometrisi.....386

* *Bildiri ve poster sıralamaları, her konu başlığı altında birinci yazar ismine göre alfabetik sıra ile düzenlenmiştir.*

Sayın Konuklar,

2-6 Eylül 2002 tarihleri arasında bu güzel salonda 13. cüsünü düzenlediğimiz Ulusal Astronomi Toplantısı ve II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısına hoş geldiniz.

1968 yılında değerli hocamız Prof. Dr. Dilhan ERYURT'un ODTÜ'de başlattığı bu ulusal toplantılar çok düzenli bir şekilde sürmüş ve Türk astronomlarının birbirlerini tanımalarına, yeni çalışma grupları kurmalarına olanak sağlamış ve sunulan bildirilerin hem nicelik hem de nitelik yönünden zenginleşmesine katkıda bulunmuştur.

13. Ulusal Astronomi Toplantısı ve artık 2.si gerçekleşip gelenekselleşecek olan öğrenci toplantısı öncekiler gibi büyük bir katılımla hepimizi sevindirmiş ve gelecek için umutlandırmıştır. Bu toplantı; 3 çağrılı konuşma, 67 bildiri, 12 öğrenci bildirisi ve 36 poster bildirisi ile gerçekleşecektir.

Türk astronomları artık ulusal ve uluslararası toplantılar düzenleme konusunda da büyük mesafe kaydetmişlerdir. Son yıllarda özellikle uluslararası katılımlı çok sayıda toplantı düzenlenmiştir ve düzenlenmeye devam edilmektedir. Bu cümleden olmak üzere TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından bu ulusal toplantıdan sonra 9-10 Eylül tarihlerinde "Kütle Çekimsel Mercek" çalıştayı, 11-14 Eylül 2002 tarihlerinde de "Uluslararası Astronomi" çalıştayı düzenlenecektir.

Genç astronomlarımızın başarıları son yıllarda giderek artmaktadır. Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü öğretim üyesi Yrd. Doç. Dr. Selim Osman Selam, 2000 yılında Türk Fulbright Birliği kuruluşunun 50. yılında temel bilimlerde en iyi doktora tezi ödülünü almıştır. Bu yıl İstanbul Kültür Üniversitesi tarafından düzenlenen Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Astrofizik yarışmasında Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü öğretim üyesi Doç. Dr. Berahittin Albayrak, ODTÜ Fizik Bölümü'nden Yrd. Doç. Dr. Şölen Balman ve İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nden Dr. Tansel Ak başarı ödülleri almıştır. Yine bu yıl 19 Mayıs tarihinde açılışı yapılan Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Gözlemevi, fotometrik gözlemler yönünden astronomlarımıza büyük olanak sağlayacak ve TUG'a destek olacaktır. Bu Gözlemevi'nin kuruluşunu gerçekleştiren Prof. Dr. Osman Demircan ve Rektör Prof. Dr. Ramazan Aydın'a şükranlarımı sunuyorum.

Sevgili öğrencilerimiz. Ulusal Astronomi Toplantıları başlangıcından bu yana sizleri de kapsayacak şekilde gerçekleştirilmiştir. Genç astronomların bildiri sunmaları daima teşvik edilmiş ve bu yöndeki öneriler desteklenmiştir. Bu toplantıda da aynı yol izlenmektedir. Üstelik artık lisans öğrencilerimiz için ayrı oturum yapılacaktır. Bu olanakları iyi değerlendiriniz, oturumları düzenli takip ediniz, değişik bölümlerdeki arkadaşlarınız ile tanışıp iletişim kurunuz, soru sormaktan çekinmeyiniz. 5 gün süre ile sizleri sürekli olarak bu salonda görmek istiyorum. Sizlere başarılar dilerim.

5 Eylül 2002 Perşembe günü TUG'un kuruluşunun 5. yılı olarak kutlanacaktır. Programda belirtildiği gibi o gün sabah bu salonda TUG toplantısı yapılacak, öğle yemeği hep birlikte Uygulama Oteli'nde yenecek ve sonra otobüslerle TUG'a gidilecektir. Hepinizi bekliyorum.

Değerli katılımcılar ve konuklar. Öncelikle bu toplantının ana sponsoru olan OPTRONİK firmasına teşekkürlerimizi sunarım. Ayrıca Antalya Büyükşehir Belediyesi Başkalığı'na, Akdeniz Üniversitesi'ne, Altın Portakal Vakfı'na, Olimpos Rotary Kulübü'ne, Beko Elektronik firmasına desteklerinden ötürü içten teşekkürlerimizi sunarım.

Yararlı bir hafta geçirmemiz umuduyla saygılar sunarım.

Prof. Dr. Zeki ASLAN

TUG Müdürü

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ
5. YILDÖNÜMÜ KONUŞMASI

Sayın Konuklar,

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin açılışının 5. Yıldönümüne hoş geldiniz.

Değerli hocalarımız Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan ve merhum Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak'ın bağımsız olarak yaptıkları gözlemevi yeri arama çalışmaları, 1978 yılında İstanbul Üniversitesi'nde yapılan böyle bir Astronomi toplantısında büyük bir proje haline getirilmiş ve TÜBİTAK'a teklif edilmesine karar verilmiştir. Böylece uzun ve son derece yorucu bir yolculuğa çıkan Türk gökbilimcileri zaman zaman umutsuzluğa düşseler de mücadeleyi bırakmamışlar ve 29 yıl sonra Ulusal Gözlemevi'ne kavuşmuşlardır. Bu nedenle 5 Eylül 1997 günü Türk astronomları için övünülecek ve gurur duyulacak bir tarihtir. Bu kuruluş sürecinde hemen tüm gökbilimcilerimiz görev almışlardır. Hepsine şükranlarımı sunuyorum. Ama bu sürecin başlamasında Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan ve Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak'ın ayrı bir yeri vardır, kendilerine çok şey borçluyuz. Yine bu süreçte Prof. Dr. Dilhan Eryurt, Prof. Dr. Hakkı Ögelman, Prof. Dr. Zeki Tüfekçioğlu ve Prof. Dr. Cemal Aydın TÜBİTAK ile yürütülen çalışmalarda çok kritik görevler yaparak projenin önünü açmışlardır. Gözlemevi çalışmalarının zor bir döneme girdiği ve yavaşladığı günlerde Başbakan Yardımcısı olan Prof. Dr. Erdal İnönü ve TÜBİTAK Başkanı olan Prof. Dr. Tosun Terzioğlu büyük destek vermişler ve projenin sonuçlanmasını sağlamışlardır. Kendilerine tüm gökbilimcilerimiz adına tekrar teşekkür ediyorum.

Gözlemevinin, Beydağlarında, 2550 m yükseklikteki bir dağ doruğuna kurulmasının ne kadar çetin, işletilmesinin ne kadar zor olduğunu biraz önce izlediğiniz CD'de gördünüz, öğleden sonra da bunu yerinde göreceksiniz!, Dağın astronomik kalitesinin, yer seçimi çalışmaları sırasındaki tesbitlerimizden çok daha iyi çıkması bu çetin koşullara katlanmamızı kolaylaştırmaktadır!

5 Eylül 1997 tarihinden bu yana TÜBİTAK'a bağlı bir Enstitü olarak çalışmaya başlayan Gözlemevimiz, Kazan Devlet Üniversitesi'nden gözlem zamanı karşılığı alınan 1.5 m ayna çaplı teleskop ve Hollanda'dan yine gözlem zamanı karşılığı alınan 40 cm ayna çaplı teleskop ile gözlemsel çalışmalarını sürdürmektedir. Paris Gözlemevi ile TÜBİTAK arasında yapılan bir protokol çerçevesinde, Güneş ve gezegen konum gözlemleri için bir Astrolab, Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesine konmuştur. Bu teleskoplar; odak düzlemine konan ışık alıcılarıyla, bilgisayarlarla, hassas zaman ile, yıldız katalogları ve çeşitli gözlem ve indirgeme programları ile desteklenmektedir. Tayfsal çalışmalar için Kopenhag Üniversitesi Gözlemevine, 2003 yılında hizmete girmesi beklenen bir tayfölçer yaptırılmaktadır.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) bugün öğleden sonra görülecek Bakırlıtete tesislerinde, içinde gözlemci ve teknik elemanlarımızın uyuyacağı 7 odası, bilgisayar laboratuarı, kütüphanesi, mekanik ve elektronik atölyesi, mutfağı ve dinlenme salonu bulunan bir Merkez Binası ve bir Hizmet Binası vardır. Bu tesisler bir radyolink hattı ile internet ağına bağlanmıştır. Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesinde yapılmakta olan Yönetim Binasının bu yılın sonunda hizmete girmesi beklenmektedir.

TUG, bu teleskoplarla, bu alt ve üst yapısı ile üniversitelerimize gözlemler için teleskop desteği vermektedir. Üniversitelerimizden gözlem için gelen araştırıcıların üniversite - TUG arasındaki ulaşım giderleri ve Bakırlıtepe'deki konaklama giderleri de TUG tarafından karşılanmaktadır. Bunun karşılığı olarak TUG'nin istediği tek şey, yapılan gözlemlerin en kısa zamanda uluslararası bir yayına dönüşmesidir.

Gözlemevimizde yapılan gözlemlere dayalı bilimsel yayınların yıllık sayıları giderek artmaktadır. Gözlemevinin kuruluşundan beri bir uluslararası bilimsel toplantı, bir yaz okulu, yılda bir kaç kez olmak üzere halka yönelik etkinlikler düzenlenmiştir. Şu anda devam etmekte olan XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı'nın hemen arkasından iki tane uluslararası çalıştay (workshop) yapılacaktır. Bu çalıştayların birinde 1.5 m lik teleskopta yapılan kütle çekimsel mercek gözlemleri, diğerinde ise Astrolab ile yapılan Güneş gözlemleri tartışılacaktır. Kazan Devlet Üniversitesi elemanlarının da bu çalıştaylara katılmak üzere aramızda olmaları bizleri çok memnun etmektedir. Bunun, başlamış olan

bilimsel işbirliğinin artmasına ve ortak bilimsel projelerin gelişmesine katkıda bulunacağına inanıyorum.

Tüm bu aşamalarda Gözlemevi Yönetim Kurulu Başkanımız Doç. Dr. Güner Omay, yıllarca TÜBİTAK içinde kazandığı deneyimleri ile bizleri yönlendirdi ve bu değerli yardımları devam ediyor. Huzurunuzda kendilerine içten şükranlarımı sunuyorum. Tabii ki TÜBİTAK Başkanımız Prof. Dr. Namık Kemal Pak tüm gücü ile bize destek vermektedir. Sorunlarımızın çözümünde kararlı ve enerjik tutumu ile bize öncülük etmekte, maddi olarak da büyük destek vermektedir. Kendilerine şükranlarımı sunarım.

Değerli gökbilimciler, gözlemevimizin 29 yıllık kuruluş mücadelesinde nasıl hocalarıyla-öğrencileriyle birlik olup bu değerli eseri gerçekleştirmişsek, şimdi de mevcut teleskopların ve ortaklarımızla paylaşılan zamanın bizler için artık yeterli olmadığını yapacağımız yayınlarla birlikte kanıtlayalım, bu göz bebeğimiz kuruluşu birlikte büyütüp uluslararası düzeyde övüneceğimiz bir duruma taşıyalım. Hepinizi bunun için bizlere destek vermeye çalışıyor, saygılarımı sunuyorum.

Prof. Dr. Zeki ASLAN
TUG Müdürü

Bildiriler

Kuramsal Astrofizik ve Evren Bilimi

Polarlarda Cyclotron Tayfı

B. Kalomeni, K. Yakut, E.R. Pekünlü

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
35100, Bornova - İZMİR

Özet . Bu çalışmada, Polar (AM Her türü yıldızlar) adı verilen yakın çift yıldız dizgelerinde cyclotron süreci ile üretilen ışınımın tayfı modellenmiştir. AM Her türü yıldızlarda beyaz cüce, bileşeni olan kırmızı cüceden madde toplar. Toplanan madde baş yıldızın manyetik kutuplarında toplanma kolonu oluşturur. Bu kolonda üretilen cyclotron ışınımının temel frekansı kızılöte veya görsel bölgede oluşur. Dizgenin görsel bölge tayfında açıkça gözlenen cyclotron çizgilerinin harmonikleri baş yıldızın manyetik alan yeğinliği, yönü, ve toplanma kolonundan akan kütle oranı ve kolondaki maddenin sıcaklığına ilişkin son derece güvenilir bilgiler sunar. Genel olarak türetilen kuramsal model, bilinen bazı polarlarda (UZ For, VV Pup, BL Hyi, EF Eri, ST LMi) sınanmış ve modelin gözlemler karşısındaki tutarlılığı gösterilmiştir.

1. GİRİŞ

Yakın çift yıldızların bir alt gurubu olan polarlar, genellikle kırmızı cüce olan geri tayf türünden bir yıldız ve manyetik beyaz cüceden oluşurlar. Roche lobunu dolduran kırmızı cüce L_1 noktasından madde kaybeder. Bu serbest düşme, madde kapalı alan çizgileri tarafından tutuluncaya kadar devam eder. Daha sonra madde, bu kapalı alan çizgileri tarafından manyetik kutuplara doğru yönlendirilir. Kutbun belli bir yüksekliğinde toplanma kolunu parçacıkların kendi ayna noktalarına yaklaşmalarına büyük tınıs açıları ile sarmal yörüngelerde dolanmalarını sağlar. Bundan dolayı ışınımın alan çizgilerine dik doğrultuda salınması beklenir. Bu bölge cyclotron ışınımının en şiddetli yayıldığı bölgedir. Toplanma kolonu sadece cyclotron ışınımı yayınlamaz. Bremsstrahlung mekanizması ile sert X ışınları, karacisim ışınımı yumuşak X ışınları ve kuvvetli Balmer salma çizgileri ile He I ve He II' de gözlenmiştir (Burwitz, 1997).

2. MANYETİK ALAN

Polarlarda manyetik alan büyüklüğüne ilişkin ilk gerçek ölçüm VV Pup'in (Visvanathan & Wickramasinghe 1979; Wickramasinghe & Meggitt 1982) tayfında cyclotron harmoniklerinin tanımlanmasından sonra mümkün olmuştur.

L_1 noktasından akan madde Beyaz cüce'nin kuvvetli manyetik alanı ile etkileşmelidir. Bu olay Alfvén yarıçapı r_μ olarak adlandırılan toplanma akıntısının "*ram basıncının*" (ρv^2) manyetik basınca ($B^2/8\pi$) eşit olduğu yerde oluşur. Bundan dolayı toplanma oranına "$\dot{M}$ "bağlıdır. Manyetik moment $\mu\left(=BR_1^3\right)$ ve Beyaz cüce'nin kütlesine bağlıdır. Bu, Hameury (1986)'dan şu formül ile verilir;

$$r_\mu = 2.7\cdot 10^{10}\left(\frac{\mu}{10^{33}\,Gcm^{-3}}\right)^{4/3}\left(\frac{\dot{M}}{10^{16}\,gs^{-1}}\right)^{-2/7}\left(\frac{M}{M_o}\right)^{-1/7}\phi \;\; cm, \qquad (1)$$

ϕ, küresel simetrik toplanmadan sapmaya olanak sağlayan faktör ($\phi = 0.4$ disksiz ve $\phi = 0.5$ disk toplanması için). mCV'ler için tipik dipole momenti 10^{33}-10^{34} Gcm^3 için 10^{10}-10^{11} cm'lik manyetosferik yapılar elde edilir. Bu boyutlar bütün polarlar için, Beyaz cüce'nin L_1 noktasından uzaklığı ile kıyaslanabilir, böylece disk oluşumu engellenir. Daha sonra madde manyetik alan çizgilerini izler. Beyaz cüce yüzeyinin hemen üzerinde toplanma kolonunda madde yığılır. Eğer Beyaz cüce manyetik alan yeğinliği toplanan maddenin akışını tamamen denetleyebilecek denli yüksek değilse toplanma diski oluşur; daha sonra madde manyetik alan çizgileri boyunca Beyaz cüce'nin manyetik uçlağına (kutuplarına) yönlendirilir. Bu IP'lerdeki tipik durumdur (Burwitz, 1997).

3. TOPLANMA BÖLGESİNDEN ALINAN IŞINIM

3.1 Standart Model

Beyaz Cücenin hemen üzerinde iyonlaşmış maddenin manyetik alan çizgileri boyunca serbest-düşme hızı $v_{ff} = \sqrt{2GM_{WD} / R_{WD}}$ değerine ulaşır. Madde toplayan baş yıldızın sıkışık doğasından dolayı, *0.1-0.4* M_o kütleli Beyaz cüce için v_{ff} hızı 3000-7000 km.s^{-1} arasındadır. Bu da yerel ses hızının birkaç katına karşılık gelir. Manyetik Beyaz cüce üzerine toplanma için standart modelde böylesi standart ses hızından büyük hızlarda adyabatik durağan şok Beyaz cücenin yüzeyi üzerindeki toplanma kolonunda oluşur. Şok bölgesinde kinetik erke termal erkeye dönüşmüştür ve madde ses hızından daha küçük hızlardaki akıntıya doğru yavaşlatılmıştır. Bu işlem boyunca madde şok sıcaklığı ile ısıtılmıştır**.**

$$T_{sh} = \frac{3}{16}\frac{\overline{m} v_{ff}^2}{k} = \frac{3\overline{m} GM_{wd}}{8kR_{wd}} \qquad (2)$$

Burada v_{ff} serbest-düşme hızı, $\overline{m}$ ortalama parçacık yoğunluğu, k'da Boltzmann sabitidir. *0.4-1.0* M_o kütleli Beyaz cüce için T_{sh} sıcaklığı 10^8-10^9 K veya kT_{sh} 10-100 keV arasındadır. Şok bölgesinin Beyaz cüce yüzeyinden yüksekliği, toplanma oranına ve soğuma mekanizmasına bağlıdır. Beyaz cüce yüzeyi ile buluşan sıcak madde sert x-ışın ısısal bremsstrahlung ve yakın kızılöteden UV dalgaboyu aralığında cyclotron ışınımı ile soğur.

3.2 Cyclotron Işınımı: IR – Optik – UV

Beyaz cüce'nin kuvvetli manyetik alanından dolayı elektronlar manyetik alan çizgilerinin çevresinde devinmeye zorlanır ve synchrotron ışınımının relativistik olmayan dengi cyclotron ışınımı salar. Cyclotron ışınımı $\omega_{cyc} = \frac{eB}{m_e c}$ ile verilen temel ω_{cyc} frekansında oluşur. Plazmanın yüksek sıcaklığından dolayı cyclotron çizgileri genişlemiştir. Bu da tayfın IR veya optik bölgesinde gözlenen çıkıntılar karakteristik şeklidir. Polarların cyclotron frekansının yüksek harmonikleri genellikle görünür dalga boylarına düşerken, temel cyclotron frekansı kızılöteye düşer. Çıkıntıların frekansa göre konumundan toplanma bölgesindeki manyetik alan şiddetini bulmak olasıdır. Cyclotron ışınımının yön bağımlı olmasından ve erkenin çoğunun manyetik alan çizgilerine dik yayılmasından dolayı gözlenen cyclotron akısı Beyaz cücenin dönme dönemi ile değişir.

$$\omega_{cyc} = \frac{eB}{m_e c} = 2\pi c\left(\frac{1}{\lambda_{n+1}} - \frac{1}{\lambda_n}\right) \quad n = 1,2,3... \qquad (3)$$

Eğer tayfta yeterince çıkıntı elde edilirse harmonik sayılarını bulmak ve ardarda gelen cyclotron harmoniklerinin *(n ve n+1)* farkından temel frekansı bulmak olasıdır. İkiden fazla harmoniğin maksimumlarını bulmak manyetik alan ölçümlerinin duyarlılığını artırır. Sıcak plazmaya ilişkin daha ayrıntılı çalışma manyetik alan yeğinliğine ek olarak, elektron yoğunluğu cyclotron salma bölgesinin görüldüğü hesaplanan açıya gereksinim duyar (Burwitz, 1997).

3.3. Işınımın Açısal Dağılımı

Parçacıkların erkesine bağlı olarak cyclotron çizgileri, sürekli bir fonksiyon oluşturmak için genişlemiş ve üst üste binmiş sürekli çizgiler veya çizgiler olarak görülür. Fakat, her durumda, frekans uzayında harmonikler eş uzaklıklıdır, bu şu anlama gelir; eğer temel harmonik Ω'da görülüyor ise ikinci, üçüncü ve daha büyük harmonikler 2 Ω, 3 Ω'da artaya çıkıp bu şekilde devam edecektir.
Cyclotron ışınım kuramının bir başka önemli noktası ise çevrimsel devinim boyunca salınan ışınımın açısal dağılımıdır. Relativistik olmayan durumda parçacık elektrik çift uçay gibi ışınım yayınlar. Relativistik durumda çift uçay yapı bozulur ve ışınım parçacığın hız vektörü boyunca çok dar bir açıdan salınır (Boyd & Sanderson, 1969).

4. CYCLOTRON IŞINIM MODELİ

Modelimizde frekans tayfı için Green işlevini iki sıcaklıklı hız dağılım işlevi O ve X dalgaları için yayılma bağıntısı (4a, 4b) kullanılmaktadır. Modeldeki varsayımlarımız; manyetik plazma toplanma kolonu, elektronlar, Bi-Maxwellian hız dağılım işlevi, ordinary ve extraordinary dalga biçemleri, Beyaz cüce ve kırmızı cücenin hiç bir katkısının olmadığı saf cyclotron ışınımıdır. Tek, yüklü bir parçacık belli bir katı açıda temel ve harmonik frekanslarda ışınım salar. Green fonksyonu birim katı açı için birim frekans aralığında salınan erke niceliğinin bulunmasına olanak sağlar.

$$1-\frac{c^2k^2}{\omega^2}+\frac{\omega_{pe}^2}{\omega^2}\int d^3v\left(\Omega_e\frac{\partial F_e}{\partial v_\perp}+k_{//}v_\perp\frac{\partial F_e}{\partial v_{//}}\right)\times\frac{v_\perp J_1^{'2}(b)}{\left(\omega-\frac{\Omega_e}{\gamma}-k_{//}v_{//}\right)}=0 \qquad \textit{(4a)}\ \text{(Wu, 1985)}$$

Extraordinary dalgalar için dağılma bağıntısı,

$$1-\frac{c^2k^2}{\omega^2}+\frac{\omega_{pe}^2}{\omega^2}\int d^3v\left(\Omega_e\frac{\partial F_e}{\partial v_\perp}+k_{//}v_\perp\frac{\partial F_e}{\partial v_{//}}\right)\times\frac{v_\perp J_1^{'2}(b)}{\left(\omega-\frac{\Omega_e}{\gamma}-k_{//}v_{//}\right)}=0 \qquad \textit{(4b)}\ \text{(Wu, 1985)}$$

Ordinary dalgalar için dağılma bağıntısı,

$$J_1^{'}(b)=\frac{dJ_1(b)}{db},\quad b=\frac{k_\perp v_\perp}{\Omega_e},\quad \gamma=\left(1-\frac{v^2}{c^2}\right)^{-1/2} \qquad (5)\ \text{(Wu, 1985)}$$

$$F_0=n_0\alpha_\perp^2\alpha_{//}\pi^{-3/2}\times\exp\left[-\left(\alpha_\perp^2v_\perp^2+\alpha_{//}^2v_{//}^2\right)\right] \qquad \frac{T_\perp}{T_{//}}=\frac{\alpha_{//}^2}{\alpha_\perp^2} \qquad T_\perp\neq T_{//} \qquad (6)\ \text{(Melrose, 1989)}$$

Bi-Maxwellian hız dağılım işlevi

$$G\left(r,t;r^{/},t^{'}\right)=\frac{1}{4\pi^3}\int d^3k\int d\omega\frac{e^{i\vec{k}\left(\vec{r}-\vec{r}^{'}\right)-i\omega\left(t-t^{'}\right)}}{k^2(\omega)-\frac{\omega^2(k)}{c^2}}\times N_e \qquad (7)\ \text{(Jackson, 1962)}$$

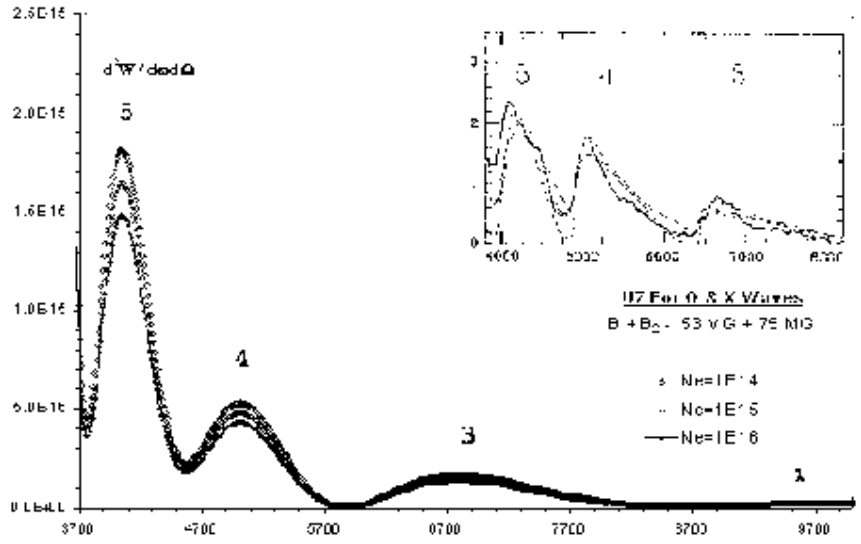
Green işlevi

Extraordinary dalgaları için 4a; Ordinary dalgaları için 4b, 5, 6 denklemlerini 7 numaralı Green işlevinde yerlerine yazıp gerekli çözümlemeler yapıldıktan sonra E dalgaları için 8a, O dalgaları için 8b denklemleri elde edilir.

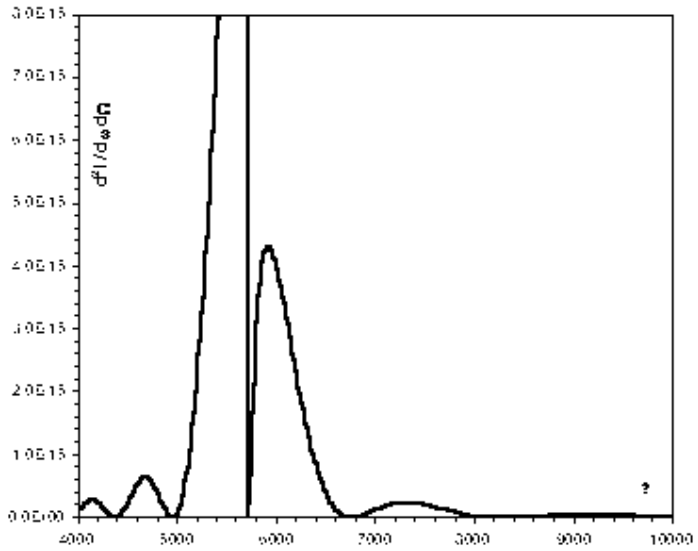
$$\frac{d^2I(\omega)}{d\Omega d\omega}=\frac{8^2\Omega_e^2\alpha_\perp^4\gamma^2c^3e^2}{9\omega_{pe}^2\tau^2}\left|\sum_{l=1}^{10}J_l\left(\frac{\omega}{\Omega}\beta_\perp\sin\theta\right)\delta(l\Omega-\omega[1-\beta_{//}\cos\theta])\left[\left(-\omega+\frac{\Omega}{\gamma}\right)\cos(\omega\tau)-\frac{\sin(\omega\tau)}{\tau}\right]\right|^2 \qquad \textit{(8a)}$$
$$\left\{\cos\left(\frac{R}{2}x\right)-\cos(0.175Rx)\right\}$$

$$\frac{d^2I(\omega)}{d\Omega d\omega}=\frac{16^2\Omega_e^2\alpha_{//}^4c^3e^2}{\omega_{pe}^2\gamma^2\tau^2}\left|\sum_{l=1}^{10}J_l\left(\frac{\omega}{\Omega}\beta_\perp\sin\theta\right)\delta(l\Omega-\omega[1-\beta_{//}\cos\theta])\left[\left(-\omega+\frac{\Omega}{\gamma}\right)\cos(\omega\tau)-\frac{\sin(\omega\tau)}{\tau}\right]\right|^2 \quad (8b)$$
$$\left\{\cos\left(\frac{R}{2}x\right)-\cos(0.175Rx)\right\}$$

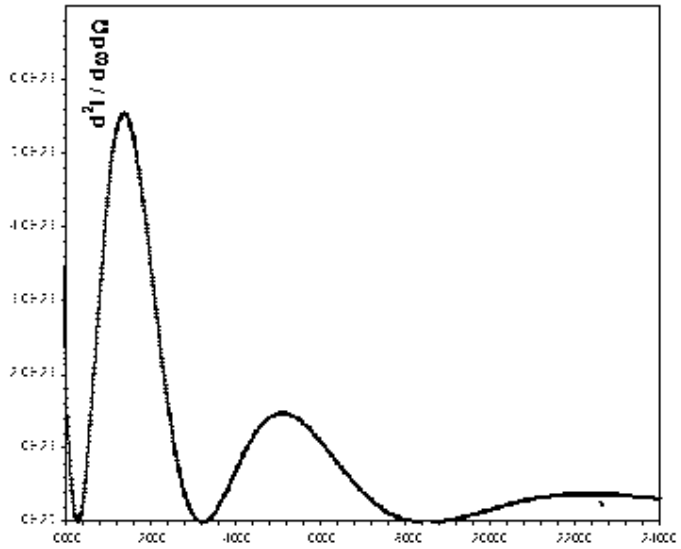
$\frac{d^2I(\omega)}{d\omega d\Omega}$ niceliğini ω'ya karşı çizdirdiğimizde UZ For, VV Pup, ST LMi, BL Hyi ve EF Eri için şekil 7, 8, 9, 10, 11'deki gibi saf cyclotron tayfları elde edilir.



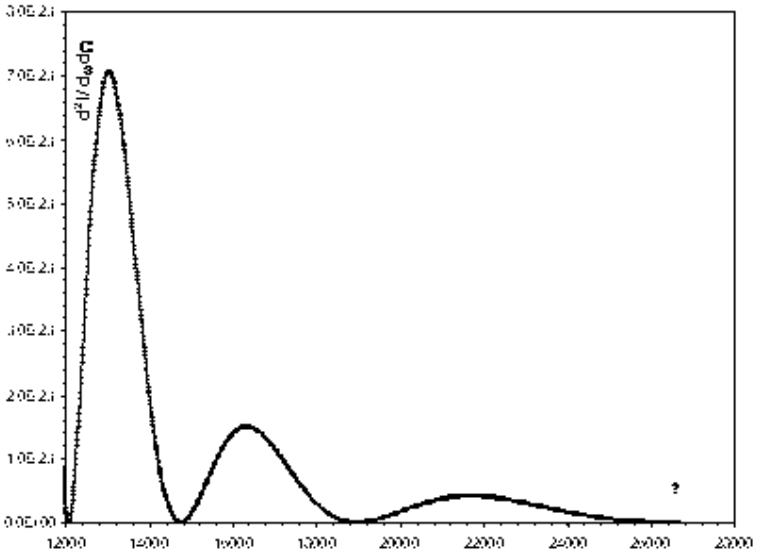
Şekil 7. *UZ For için elde edilen kuramsal saf cyclotron tayfı ve sağ üstte Schwope'den (1990) alınan gözlenen tayf.*



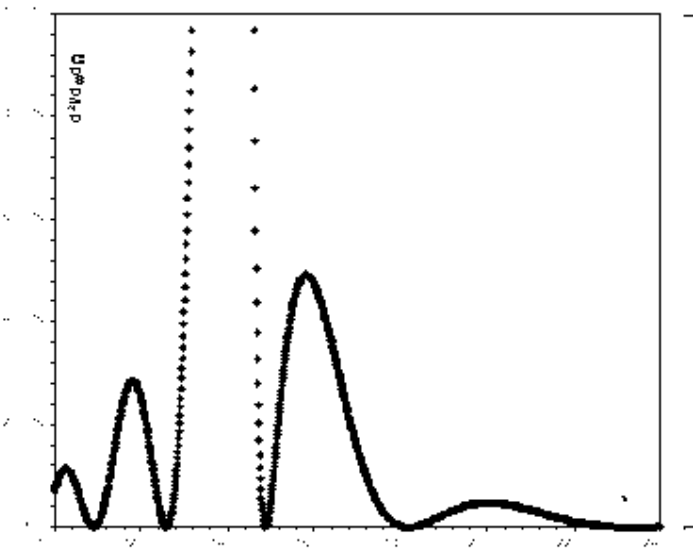
Şekil 8. *VV Pup için elde edilen kuramsal saf cyclotron tayf. B= 30MG ve O dalga biçemi.*



Şekil 9. *BL Hyi için elde edilen kuramsal saf cyclotron tayf. B= 23MG ve O dalga biçemi.*



Şekil 10*. EF Eri için elde edilen kuramsal saf cyclotron tayf. B= 16.5 MG ve O dalga biçemi.*



Şekil 11. *ST LMi için elde edilen kuramsal saf cyclotron tayf. B= 12 MG ve O dalga biçemı.*

5. SONUÇ

mCV'lerin görsel ve kızıöte tayfları, geniş çıkıntılarla modüle edilmiştir. Bu geniş çıkıntıların cyclotron salma çizgileri olduğu düşünülmektedir. Biz bu çalışmamızda, mCV yazınından elde ettiğimiz gözlenmiş tayflara bir model uydurmaya çalıştık. Modellimizin temel varsayımları olarak şunları kullandık: cylotron ışınımı, beyaz cücenin manyetik uçlakları üzerinde oluşan toplanma kolonundan, manyetik alana dik yönde ve O ve X dalgabiçemlerinin toplamı olarak geliyor. Parçacıkların toplanma kolonundaki hız dağılım işlevi, bi – Maxwellian biçimindedir.
Bu varsayımlarla elde ettiğimiz frekans tayfları, mCV yazınındakilerle tutarlı görünmektedir. Değişik manyetik alan yeğinliğine sahip mCVlerin, gözlenen frekans aralığında hangi harmonikleri vereceğini öngören modelimiz genel bir model olma niteliğine sahip görünüyor.
Elde ettiğimiz "*saf*" cyclotron tayflarının, beyaz cüce ve/veya kırmızı cüce bileşenden gelebilecek akı katkıları ile daha da iyileştirilmesi, gelecekte yapacağımız çalışmanın özünü oluşturmaktadır.

KAYNAKLAR

- Boyd T. J. M. & Sanderson J.J., 1969 *Plasma Dynamics*
- Burwitz V., 1997, *x-ray and optical properties of ROSAT discovered magnetic cataclysmic variables*, PhD. Thesis
- Jackson J. D., 1962, *Classical Electrodynamics*
- Schwope, A. D., Beuermann, K., Thomas H.-C., 1990, *Astron. Astrophys.* 230, 120-126
- Melrose, D. B. 1989, *Instabilities in Space and Laboratory Plasmas*
- Hameury, J. M., King A. R., Lasota J. P., 1986, *MNRAS* 218,695
- Visvanathan, N.; Wickramasinghe, D. T., 1979, *Natur.*281,47V
- Wickramasinghe, D. T.; Meggitt, S. M. A.1982, *MNRAS* 198,975W
- Wu C. S. 1985, *Space Science Reviews 41* 215-298

Değişken Kozmolojik Terimli ve Gravitasyon Sabitli Kozmolojik Modeller

Can Battal Kılınç

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

1. GİRİŞ

Kozmolojide göze çarpan problemlerden biri, kozmolojik sabit problemidir. Gözlemlerin büyük bir kısmı , evrenin simdi sıfırdan farklı bir kozmolojik sabitli evren olmaya zorlamakta. Kuantum alan teorisinde kozmolojik terim, vakum enerji yoğunluğuna karşılık gelmekte. Bu teorilerde evren, bir uyartılmış vakum dalgalanmalarından enflasyon genişlemesi esnasında doğduğu ileri sürülüyor. Boş uzayın enerjisinin bir ölçütü olarak gösterilen kozmolojik terim galaksiler arası gravitasyonel çekiciliğin zıttı, itici bir kuvvet şeklindedir. Eğer kozmolojik terim varsa onu gösteren enerji bir kütle gibi kabul edilir, çünki Einstein kütle ve enerjinin eşdeğer olduğunu göstermiştir. Son araştırmalar şu anda kozmolojik terimin 10^{-58} cm^{-2} mertebesinde çok küçük bir değere karşılık geldiğini ileri sürerler.

En son Hubble parametresinin ölçümleri standart FRW (Friedmann Robertson Walker) kozmolojisinin nazik bir noktasını dikkat çeker. Evrenin herhangi bir modeli, onun içindeki en yaşlı cisimlerden daha yaşlı olmalı. Küresel kümeler evrende en yaşlı objeler olarak bilinir. Bunların yaşları yaklaşık 16 milyar civarındadır. Hubble parametresinin belirlenmesindeki belirsizlikler göz önüne alınsa bile kozmolojik sabitsiz FRW modelleri bu yıldızlarınkinden daha büyük yaşa sahip olamaz. Kozmolojik terimli modeller evrenin yaşını büyütmektedir.

Bu modellerde yaş pobleminden başka sıkıntılarda mevcuttur. H_o rın lokal değeriyle global değeri karşılaştırıldığında farklılıklar görülmektedir. En büyük gravitasyonel sınırlı sistemler olan galaksi kümeleri ölçeğinde kütle yoğunluğunun dinamik tahminleri, enflasyon teorilerinin önerdiğinden daha küçük bir yoğunluk parametresine götürmektedir. Yapı oluşumunun standart soğuk karanlık madde modelleri gözlenen güç tayfının şekliyle iyi bir uyuşum göstermemektedir. Burada lineer pertürbasyon teorisi ve n=1 güç tayf indeksi kullanılmıştır.

Linde Λ nın sıcaklığın bir fonksiyonu ve dolayısıyla ani simetri kırılma işlemleriyle alakalı olacağını ileri sürmektedir. Bundan dolayı da uzaysal olarak homojen genişleyen bir evrende zamanın fonksiyonu olmalı der.

İlk olarak Dirac tarafından önerilen genişleyen G gravitasyon sabiti için, genel relativitenin nümerik düzenlemeleri yapılmış fakat bu teoriler o zaman geniş kabul görmemiştir. Bununla birlikte son zamanlarda Λ ile birlikte G nin değişiminin düşünülmesi genel relativite çerçevesinde oldukça ilgi görmektedir. İlk olarak G ve Λ nın zamana bağlılıgı $\Lambda \approx R^{-2} \approx t^{-2}$ Bertolami tarafından elde edilmiştir. G ve Λ lı bazı FRW li modeller (1) numaralı referanstaki bir çok bilim adamı tarafından çalışılmıştır. Daha sonra bunları Arbab, Sing ve arkadaşları ve Belinchon (2) tarafından genelleştirilmişlerdir.

Homojen fakat anizotrop kozmolojik modellerde özellikle evrenin erken çağlarında parçacık oluşumunu, entropi üretimini karanlık madde ve evrenin izotropisi (anizotropisi) gibi temel özellikleri anlamada önemli rol oynamaktadır. Bu nedenle homojen fakat anizotrop olan Bianchi tipi kozmolojiler önemli rol oynamaktadır. Bu tür modeller de Beesham (3), D. Kalligas ve arkadaşları (4) , A.I Arbab (5) ve Beesham ve arkadaşları (6) tarafından çalışılmıştır.

Bu çalışmada Bianchi tipi I metriği için değişken G ve Λ lı çözümler araştırdık ve sonuçlarımızı (3), (4) ve (5) makaleleriyle karşılaştırdık.

2. ALAN DENKLEMLERİ

Bianchi tip I türü bir metrik

$$ds^2 = A^2(t)(dx^2-dt^2) + B^2(t)dy^2 + C^2(t)dz^2 \qquad (1)$$

formundadır. Değişken G ve Λ lı Einstein alan denklemleri aşağıdaki şekildedir.

$$R_{ab} - \frac{1}{2} R g_{ab} = 8\pi G T_{ab} - \Lambda g_{ab} \tag{2}$$

İdeal akışkan için enerji momentum tensörü ise

$$T_{ab} = (\rho + p) U_a U_b + p g_{ab} \tag{3}$$

dir. Burada R_{ab} Ricci tensörü, R eğrilik skaleri, g_{ab} metrik tensör, G gravitasyon sabiti, Λ kozmolojik sabit, ρ enerji yoğunluğu, p akışkanın basıncı ve U_a larda akışkanın 4 lü hızıdır.

(1) Metriğine ait Enstein alan denklemlerini ve enerji ve momentumun korunum prensibini ($T_{ab}^{\ ;b} = 0$) elde ettiğimizde ve bu denklemlerde de $p = w\rho$ (w= sabit) durum denklemini kullandığımızda aşağıdaki denklemleri buluruz.

$$\frac{1}{A^2}\left[\frac{\dot{A}}{A}\left(\frac{\dot{B}}{B} + \frac{\dot{C}}{C}\right) - \frac{\dot{B}\dot{C}}{BC} - \frac{\ddot{C}}{C} - \frac{\ddot{B}}{B}\right] = 8\pi\rho G w + \Lambda \tag{4}$$

$$\frac{1}{A^2}\left[\frac{\dot{A}^2}{A^2} - \frac{\ddot{C}}{C} - \frac{\ddot{A}}{A}\right] = 8\pi\rho G w + \Lambda \tag{5}$$

$$\frac{1}{A^2}\left[\frac{\dot{A}^2}{A^2} - \frac{\ddot{A}}{A} - \frac{\ddot{B}}{B}\right] = 8\pi\rho G w + \Lambda \tag{6}$$

$$\frac{1}{A^2}\left[\frac{\dot{A}}{A}\left(\frac{\dot{B}}{B} + \frac{\dot{C}}{C}\right) + \frac{\dot{B}\dot{C}}{BC}\right] = 8\pi\rho G - \Lambda \tag{7}$$

$$\dot{\rho} + (1+w)\rho\left(\frac{\dot{A}}{A} + \frac{\dot{B}}{B} + \frac{\dot{C}}{C}\right) = 0 \tag{8}$$

elde ederiz. Burada (.) zamana göre türevi gösterir. Ayrıca G ve Λ nın zamanla degiştiği ile ilgili ilave bir denklem Bianchi özdeşliği $\left(R_{ab} - \frac{1}{2} R g_{ab}\right)^{;b} = 0 = \left(8\pi G T_{ab} + \Lambda g_{ab}\right)^{;b}$ den gelir.

$$\rho \dot{G} = -\frac{\dot{\Lambda}}{8\pi} \tag{9}$$

3. ÇÖZÜMLER

Bu differansiyel denklemde bilinmeyenler A,B,C,ρ (veya p), Λ,G olmak üzere 6 tanedir.Oldukça zor bir differansiyel denklem sistemidir. Bu nedenle metrik potansiyelleri arasında şu şekilde bir bağıntının var olduğunu kabul ederiz.

$$A = BC \tag{10}$$

(5) ve (6) denklemlerinden

$$\frac{\ddot{C}}{C} = \frac{\ddot{B}}{B} \tag{11}$$

ve (4) ile (5) denklemlerini ve burada (10) denklemini kullanırsak

$$\frac{\dot{B}\dot{C}}{BC} = -\frac{\ddot{C}}{C} \tag{12}$$

elde ederiz. (11) denklemindende

$$\frac{\dot{B}\dot{C}}{BC} + \frac{\ddot{B}}{B} = 0 \tag{13}$$

yazabiliriz. Ayrıca (10) şartını (8) de yerine koyarsak

$$\frac{\dot{\rho}}{\rho} = -2(1+w)\left(\frac{\dot{B}}{B} + \frac{\dot{C}}{C}\right) \tag{14}$$

elde ederiz. Bu (14) denkleminin diferansiyelini alırsak

$$\rho = n_1 (BC)^{-2(1+w)} \tag{15}$$

buluruz.Burada n_1 integrasyon sabitidir. (4) ve (7) ve (12) denklemlerindende

$$\Lambda = 4\pi G\rho(1-w) \tag{16}$$

elde ederiz. (16) denkleminin diferansiyelini alarak (9) denkleminide kullanırsak

$$\frac{\dot{G}}{G} = \frac{\dot{\rho}}{\rho}\frac{w-1}{3-w} \tag{17}$$

ve bu denkleminde integrasyonunu alırsak ve (15) denklemini kullanırsak

$$G = n_2 (BC)^{-2(1+w)(w-1)/3-w} \tag{18}$$

elde ederiz. Burada n_2 integrasyon sabitidir. Bu 18 denklemini (16) denkleminde yerine koyarsak

$$\Lambda = 4\pi(1-w) n_3 (BC)^{-4(1+w)/3-w} \tag{19}$$

buluruz. Böylece ρ, G ve Λyı metrik potansiyelleri cinsinden elde ettik. (12) ve (13) differansiyellerini birlikte çözersek

$$C = \begin{cases} (n_5 t + n_6)^{1/1-n_4} & n_4 \neq 1 \\ n_5 e^{n_7 t} & n_4 = 1 \end{cases} \tag{20}$$

$$B=\begin{cases}\dfrac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)^{-n_4/1-n_4} & n_4\neq 1\\ \dfrac{m}{n_5n_7}e^{-n_7t} & n_4=1\end{cases} \tag{21}$$

elde ederiz. Burada n_3, n_4, n_5, n_6, n_7 ve m integrasyon sabitleridir.

$n_4 \neq 1$ için elde edilen çözümleri denklem (15), (18) ve (19) da yerine koyarsak

$$\rho = n_1\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{-2(1+w)} \tag{22}$$

$$G = n_2\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{-2(1+w)(w-1)/3-w} \tag{23}$$

$$\Lambda = 4\pi n_3(1-w)\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{-4(1+w)/3-w} \tag{24}$$

buluruz. Denklem (22), (23) ve (24) den görüleceği üzerine ρ, G ve Λ zamanın fonksiyonu olarak değişmektedir. Çeşitli w değerleri için bu çözümleri analiz edersek

i.) w=0 için

$$\rho = n_1\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{-2} \tag{25}$$

$$G = n_2\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{2/3} \tag{26}$$

$$\Lambda = 4\pi n_3\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{-4/3} \tag{27}$$

dir. Eğer n_4 <1 ise ve $t \to \infty$ ise ρ ve Λ sıfır, G ise sonsuza gider ve bu durumda kozmolojik terim büyük t ler için ihmal edilebilir.

ii.) w=1 için

$$\rho = n_1\left(\frac{m(1-n_4)}{n_5}(n_5t+n_6)\right)^{-4} \tag{28}$$

$$G = n_2 \tag{29}$$

$$\Lambda = 0 \tag{30}$$

ra indirgenir. Bu çözümlerde zamanla azalan enerji yoğunluklu , sabit Gli ve sıfır kozmolojik sabitli klasik çözümlere indirgenir.

iii.) w = -1 için

$$\rho = n_1 \tag{31}$$

$$G = n_2 \tag{32}$$

$$\Lambda = 8\pi n_3 \tag{33}$$

elde edilir. Bu çözümlerde sabit ρ, G ve Λ lı statik çözümler vermektedir.

(1) metriğine ait anizotropi enerjisi σ

$$\sigma = \frac{1}{3}\theta^2 - \frac{1}{A^2}\left(\frac{\dot{A}\dot{B}}{AB} + \frac{\dot{B}\dot{C}}{BC} + \frac{\dot{C}\dot{B}}{BC}\right) \tag{34}$$

dir. Bu denklemde çözümler yerine konulursa

$$\sigma = \frac{{n_5}^2({n_4}^2 + n_4 + 1)}{\sqrt{3}(1-n_4)^2(n_5 t + n_6)^2} \tag{35}$$

elde edilir. Burada σ nın zamanın karesiyle ters orantılı olduğu görülmektedir. Büyük t ler için modelimiz izotropiye yaklaşacaktır. Ayrıca eger n_5 sıfır olursa σ = 0 olacak ve izotropik çözümler elde edilecektir.

İkinci çözüm n_4 = 1 ise ρ, G ve Λ lar aşağıdaki integrasyon sabitlerine eşit olacaklar ve dolayısıyla statik çözümler vermektedirler.

$$\rho = n_1\left(\frac{m}{n_7}\right)^{-2(1+w)} \tag{36}$$

$$G = n_2\left(\frac{m}{n_7}\right)^{-2(1+w)(w-1)/3-w} \tag{37}$$

$$\Lambda = 4\pi(1-w)n_3\left(\frac{m}{n_7}\right)^{-4(1+w)/3-w} \tag{38}$$

4. SONUÇLAR

Bianchi tip metriğini ideal akışkanlı, sıfır diverjanslı enerji-momentum tensörlü ve değişken gravitasyon ve kozmolojik sabitli bir çözümünü araştırdık.

Sonuç olarak anizotropik bir evren için ρ, G ve Λ çözümlerinin zamanla değiştiğini ve bu çözümlerin izotropik çözümlere benzediğini bulduk. Ayrıca bu sonuçlar, farklı bir metod uygulayan Beesham (3), Kalligas ve arkadaşaları (4) ve Arbab (5) çözümlerine de benzemekte(Onlar G nin bir kuvvet kanunu ile değiştiği kabulü ile çözüme başlamaktadırlar) dir.

1) Bizim ilk çözümüzde $n_4 \neq 1$ için ρ ve Λ zamanla azalırken G zamanla artmaktadır. İkinci çözümüzde ise tüm parametreler sabit olmakta yani statik çözümler vermektedir.

2) w= 0 olduğunda ρ ve Λ zamanla azalır, G ise artar. w = 0, n_4<1 ise $t \to \infty$ ise ρ ve Λ sıfır, G ise sonsuza gider ve kozmolojik terim büyük t ler için ihmal edilebilir.
w = -1 ise ρ, G ve Λ lar sabit olur ve modelimiz statik çözümlere indirgenir.
w =1 se kozmolojik sabit sıfır olur ve modeller izotropik modellere indirgenir.

3) $\sigma \sim t^{-2}$ ile değişir. Bu çözümde Kalligas ve arkadaşları(4) ve Arbab (5) çözümlerinde elde edilen değerle uyuşmaktadır.

REFERANSLAR

1. Abdel-Rahman, A.M. M. (1990), Gen. Rel. Grav., 22,665; Bermann, M.S. (1991), Gen. Rel. Grav. ,23, 465; Abdussaltar and Vishwakarma , R. G. (1997), Class. Quant. Grav., 14, 945, Belinchon, J. A. , Physics/9812007

2. Arbab, I.A. (1997) Gen. Rel. Grav. ,29,61; Sing, T. and Beesham, A., (2000), 32,607; Belinchon, J.A. (2000), Gen. Rel. Grav., 32,1487
3. Beesham, A. (1994), Gen. Rel. Grav.26,159.
4. Kalligas, D., Wesson, P.S.,and Everitt, C.W.F.(1995), Gen. Rel. Grav. ,27,645.
5. Arbab, I.Arbab (1998), Gen. Rel. Grav.,30,1401.
6. Beesham, A. , Ghost, S.G. and Lombart, R.G. (2000), Gen. Rel. Grav.,32,471.

Toplanma Disklerinde Manyetik Dönme Kararsızlığı

Ebru AKBAŞ & E. Rennan PEKÜNLÜ

EGE Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
Bornova, 35100, İZMİR

Özet. Bu çalışmada, genç yıldızımsı nesnelerin toplanma disklerinde Hall etkisinin manyetik dönme kararsızlığı üzerine olan etkisi genişletilmiştir. Hall etkisi baskın olarak genç yıldızımsı nesnelerin disklerinde, daha az etkin olarak cüce novaların disklerinde görülür. Disk içinde, iyonlaşma oranının yüksek olduğu sınırda ortaya çıkan elektriksel akımlar plazmaya diamanyetizm sunar. Bugüne dek dikkate alınmamış olan bu etkinin manyetik dönme kararsızlığı üzerine olan etkisini inceledik. Çözüm, manyetizasyon etkisini içeren terimlere sahiptir. Bu terimlerin kararsızlığı hangi yönde etkilediği henüz anlaşılamamıştır. Bunun için, genç yıldızımsı nesnelerin disklerinde manyetizasyon akım yoğunluğunun genliğinin bilinmesi gerekiyor.

1. Giriş

Etkin gökada çekirdekleri, kataklizmik değişen yıldızlar ve genç yıldızımsı nesneler toplanma diskli dizgelerdir. Bu disklerin "anormal viskozitesi" uzun süre çözümsüzlüğünü korumuştur (Shakura & Sunyaev, 1973). Yukarıda sözü edilen gökcisimlerinin üzerlerine madde toplayabilmesi için disk maddesinin açısal momentumunun dışarıya doğru taşınması gerekmektedir (Pringle, 1981). Diferansiyel dönen disklerde hidrodinamik süreçlerle kararsızlık üretmek hemen hemen olanaksızdır (Balbus&Hawley, 1991). Hidrodinamik süreçlerin baskın olduğu diferansiyel dönen diskler Rayleigh ölçütüne göre kararlıdır (Balbus& Hawley, 1998). Kararlılığı sağlayan etmen epicyclic devinimlerdir. 1990'lı yıllarda Balbus, S.A ve Hawley, J.F., bir dizi çalışmada, zayıf bir manyetik alan içeren ve diferansiyel dönen toplanma disklerinde, manyetik dönme kararsızlığının ortaya çıktığını ve büyüyerek diskleri çalkantılı duruma getirdiğini göstermişlerdir. Çalkantı, açısal momentumu dışarıya taşıyan etmendir; böylece diskte toplanmış olan madde giderek özekteki cismin üzerine düşmektedir. Balbus-Hawley kararsızlığı olarak da anılan manyetik dönme kararsızlığı (MRI), yerel oldukça güçlü ve manyetik alan geometrisine bağlı olmayan bir kararsızlıktır. Bu kararsızlığın genliği, bir yörünge dönemi gibi kısa bir süre içinde 10^4 kez büyüyebilir. Yeni fiziksel etkilerin dikkate alınmasıyla kararsızlık varlığını "inatla" sürdürüyor. Manyetik dönme kararsızlığı çözümlemesine yapılan son katkı, Hall etkisinin de dikkate alınmasıyla elde edilen çözümdür. Balbus & Terquem (2001) Hall etkisinin baskın olarak genç yıldızımsı nesnelerin disklerinde, daha az etkin olarak cüce novaların disklerinde görüldüğünü bildirmişlerdir..Biz bu çalışmamızda, bugüne dek dikkate alınmamış olan diamanyetik etkiyi de çözümlemeye katarak Balbus & Terquem'in (2001) çalışmasını genişletmiş bulunuyoruz. Bizim yaklaşımımızda, doğrusallaştırılmış olan MHD eşitlikleri manyetizasyon terimini de içermektedir. Elde ettiğimiz çözümden, manyetizasyon terimlerini çıkardığımızda Balbus ve Terquem'in çözümüne ulaşıyoruz ki bu yapmış olduğumuz çözümün doğruluğunu gösteriyor.

2. Toplanma Disklerinde Diamanyetik Etki

Diamanyetik etkiyi de içeren manyetik dönme kararsızlığı çözümlemesi kütlenin, momentumun korunumu, manyetik indüksiyon eşitliklerinin birlikte incelenmesiyle yapılır.

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \tag{2.1}$$

$$\rho \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\rho \mathbf{v} \cdot \nabla)\mathbf{v} = -\nabla\left(P + \frac{B^2}{8\pi}\right) - \rho \nabla \Phi + \left(\frac{\mathbf{B}}{4\pi} \cdot \nabla\right)\mathbf{B} \tag{2.2}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times \left(\mathbf{v} \times \mathbf{B} - \eta \nabla \times \mathbf{B} - \frac{c(\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B}}{4\pi n_e e} \right) \tag{2.3}$$

Bu çalışmada manyetik alanın disk düzlemine dik bileşeni olduğunu varsayacağız, $\boldsymbol{B}=B\boldsymbol{e}_z$. Zamana bağımlı tedirginlikler exp(ωt) biçiminde alacağız (Bu dağılma bağıntısının katsayılarının gerçek olmasını sağlar). Boussinesq limitinde radyal ve azimutal doğrusallaştırılmış MHD eşitlikleri aşağıdaki gibi verilir:

$$\omega \partial v_R - 2\Omega \delta v_\phi - \frac{ikB}{4\pi\rho} \delta B_R = 0 \tag{2.4}$$

$$\omega \delta v_\phi + \frac{\kappa^2}{2\Omega} \delta v_R - \frac{ikB}{4\pi\rho} \delta B_\phi = 0 \tag{2.5}$$

$$\left(\omega + k^2 \eta\right) \delta B_R + \frac{k^2 Bc}{4\pi e n_e} \delta B\phi - ikB \delta v_R = 0 \tag{2.6}$$

$$\left(\omega + k^2 \eta\right) \delta B_\phi - \left(\frac{k^2 Bc}{4\pi e n_e} + \frac{d\Omega}{d \ln R} \right) \delta B_R - ikB \delta v_\phi = 0 \tag{2.7}$$

Manyetizasyon akım yoğunluğu, $J_{mag} = c\nabla \times M$ biçiminde tanımlıdır. Diğer yandan $\nabla \times H = (4\pi / c) J$ olduğu bilinmektedir. Son iki bağıntıyı birleştirirsek, $\nabla \times H = (4\pi / c) c \nabla \times M$ elde ederiz. Manyetizasyonun etkisinden ortaya çıkan sonuç manyetik alan, $B = H + 4\pi M$ ile verilir (Singal,1986; Bodo ve ark.,1992). Buradan, B ile M arasındaki bağıntı elde edilir:

$$\nabla \times B = 8\pi \nabla \times M \tag{2.8}$$

(2.8) bağıntısının doğrusallaştırılması

$$\left(-\frac{\partial \delta B_\phi}{\partial z} + 8\pi \frac{\partial \delta M_\phi}{\partial z} \right) \hat{\boldsymbol{R}} = 0 \tag{2.9}$$

$$\left(\frac{\partial \delta B_R}{\partial z} - 8\pi \frac{\partial \delta M_R}{\partial z} \right) \hat{\boldsymbol{\varphi}} = 0 \tag{2.10}$$

$$\omega \partial v_R - 2\Omega \delta v_\phi - \frac{ik(B - 4\pi M)}{4\pi\rho} (\delta B_R - 4\pi \delta M_R) = 0 \tag{2.11}$$

$$\omega \delta v_\phi + \frac{\kappa^2}{2\Omega} \delta v_R - \frac{ik(B - 4\pi M)}{4\pi\rho} (\delta B_\phi - 4\pi \delta M_\phi) = 0 \tag{2.12}$$

$$\left(\omega + k^2 \eta\right)(\delta B_R - 4\pi \delta M_R) + \frac{k^2 (B - 4\pi M) c}{4\pi e n_e} (\delta B_\phi - 4\pi \delta M_\phi) - ik(B - 4\pi M) \delta v_R = 0 \tag{2.13}$$

$$\left(\omega + k^2\eta\right)\left(\delta B_\phi - 4\pi\delta M_\phi\right) - \left(\frac{k^2\left(B-4\pi M\right)c}{4\pi e n_e} + \frac{d\Omega}{d\ln R}\right)\left(\delta B_R - 4\pi\delta M_R\right) - ik\left(B-4\pi M\right)\delta v_\phi = 0 \qquad (2.14)$$

$$v_H^2 = \frac{\Omega B c}{2\pi e n_e} \quad , \quad v_A^2 = \frac{B^2}{4\pi\rho} \qquad (2.15)$$

$$\left(\omega + k^2\eta\right)\delta B_R - \left(\omega + k^2\eta\right)4\pi\delta M_R + \frac{k^2 v_H^2}{2\Omega}\delta B_\phi - \frac{k^2 Mc}{e n_e}\delta B_\phi$$
$$- \frac{k^2 v_H^2}{2\Omega}4\pi\delta M_\phi + \frac{k^2 Mc}{e n_e}4\pi\delta M_\phi - ik\left(B-4\pi M\right)\delta v_R = 0 \qquad (2.16)$$

$$\left(\omega + k^2\eta\right)\delta B_\phi - \left(\omega + k^2\eta\right)4\pi\delta M_\phi + \left[-\frac{d\Omega^2}{d\ln R}\frac{1}{2\Omega} - \frac{k^2 v_H^2}{2\Omega} + \frac{k^2 Mc}{e n_e}\right]\delta B_R$$
$$\left[\frac{d\Omega^2}{d\ln R}\frac{1}{2\Omega} + \frac{k^2 v_H^2}{2\Omega} - \frac{k^2 Mc}{e n_e}\right]4\pi\delta M_R - ik\left(B-4\pi M\right)\delta v_\phi = 0 \qquad (2.17)$$

Sonuç dağılma bağıntısı:

$$\omega^4 + 2k^2\eta\omega^3 + \left[\kappa^2 + k^4\eta^2 + 2\left(k^2 v_A^2 - \frac{2k^2 BM}{\rho} + \frac{k^2 M^2 4\pi}{\rho}\right) + \left(\frac{d\Omega^2}{d\ln R} + k^2 v_H^2 - \frac{k^2 Mc 2\Omega}{e n_e}\right)\left(\frac{k^2 v_H^2}{4\Omega^2} - \frac{k^2 Mc}{e n_e 2\Omega}\right)\right]\omega^2$$
$$+ 2\eta k^2\left[\kappa^2 + \left(k^2 v_A^2 - \frac{2k^2 BM}{\rho} + \frac{k^2 M^2 4\pi}{\rho}\right)\right]\omega$$
$$+ \left[\kappa^2\left(\frac{k^2 v_H^2}{4\Omega^2} - \frac{k^2 Mc}{e n_e 2\Omega}\right) + \left(k^2 v_A^2 - \frac{2k^2 BM}{\rho} + \frac{k^2 M^2 4\pi}{\rho}\right)\right]$$
$$\left[\left(\frac{d\Omega^2}{d\ln R} + k^2 v_H^2 - \frac{k^2 Mc 2\Omega}{e n_e}\right) + \left(k^2 v_A^2 - \frac{2k^2 BM}{\rho} + \frac{k^2 M^2 4\pi}{\rho}\right)\right] + \kappa^2 k^4\eta^2 = 0 \qquad (2.18)$$

Balbus&Hawley (1992), disk içindeki diferansiyel dönmeyi besleyen bir kararsızlığın maksimum büyüme oranının yerel Oort A değeri, $\sigma_A \equiv (1/2)\left|d\Omega/d\ln R\right|$, ile verildiğini göstermişlerdir. MRI'nın tüm manyetik alan biçimleri, en hızlı büyüme oranı için bu değere sahiptir. Direngenliğin yokluğunda (2.18) dağılma bağıntısının maksimum büyüme oranının bu değere sahip olduğunu göstermek kolaydır. (2.18)'i, boyutsuz parametreler cinsinden yazalım:

$$s = \frac{\omega}{\Omega} \quad , \quad \bar{\kappa} = \frac{\kappa}{\Omega} \quad , \quad X = \left(\frac{k v_A}{\Omega}\right)^2 \quad , \quad Y = \left(\frac{k v_H}{\Omega}\right)^2 \qquad (2.19)$$

$$\bar{\kappa}^2 = 4 + \frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} \qquad (2.20)$$

$\eta = 0$ varsayarsak;

$$\frac{\omega^4}{\Omega^4}+\left[\begin{array}{l}\dfrac{\kappa^2}{\Omega^2}+2\left(\dfrac{k^2v_A^2}{\Omega^2}-\dfrac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\dfrac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\right)+\left(\dfrac{d\Omega^2}{d\ln R}\dfrac{1}{\Omega^2}+\dfrac{k^2v_H^2}{\Omega^2}-\dfrac{2k^2Mc\Omega}{\mathrm{en_e}\Omega^2}\right)\\ \left(\dfrac{k^2v_H^2}{4\Omega^2}-\dfrac{k^2Mc}{2\mathrm{en_e}\Omega}\right)\end{array}\right]\frac{\omega^2}{\Omega^2}$$
$$+\left[\frac{\kappa^2}{\Omega^2}\left(\frac{k^2v_H^2}{4\Omega^2}-\frac{k^2Mc}{2\mathrm{en_e}\Omega}\right)+\left(\frac{k^2v_A^2}{\Omega^2}-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\right)\right]$$
$$\left[\left(\frac{d\Omega^2}{d\ln R}\frac{1}{\Omega^2}+\frac{k^2v_H^2}{\Omega^2}-\frac{2k^2Mc\Omega}{\mathrm{en_e}\Omega^2}\right)+\left(\frac{k^2v_A^2}{\Omega^2}-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\right)\right]=0 \qquad (2.21)$$

$$s^4+\left[\bar{\kappa}^2+2\left(X-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\right)+\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}+Y-\frac{2k^2Mc\Omega}{en_e\Omega^2}\right)\left(\frac{Y}{4}-\frac{k^2Mc}{2en_e\Omega}\right)\right]s^2$$
$$+\left[\bar{\kappa}^2\left(\frac{Y}{4}-\frac{k^2Mc}{2en_e\Omega}\right)+\left(X-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\right)\right]$$
$$\left[\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}+Y-\frac{2k^2Mc\Omega}{en_e\Omega^2}\right)+\left(X-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\right)\right]=0 \qquad (2.22)$$

Maksimum büyüme oranında, $s=s_m$, (2.22) bağıntısının *X* ve *Y*'ye göre kısmi türevi;

$$s_m^2+X+\frac{1}{2}\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}+\frac{Y}{8}\left(\bar{\kappa}^2+4\right)-\frac{k^2Mc}{4en_e\Omega}\left(\bar{\kappa}^2+4\right)-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}=0 \qquad (2.22X)$$

$$\frac{1}{4}\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\left(s_m^2+\bar{\kappa}^2\right)+\frac{X}{4}\left(\bar{\kappa}^2+4\right)+\frac{Y}{2}\left(s_m^2+\bar{\kappa}^2\right)-\frac{k^2Mc}{en_e\Omega}\left(s_m^2+\bar{\kappa}^2\right)$$
$$-\frac{1}{2}\frac{k^2BM}{\rho\Omega^2}\left(\bar{\kappa}^2+4\right)+\frac{k^2M^2\pi}{\rho\Omega^2}\left(\bar{\kappa}^2+4\right)=0 \qquad (2.22Y)$$

(2.22*X*) ve (2.22*Y*) bağıntılarından *Y* yok edilir:

$$\left[s_m^2-\frac{1}{16}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2\right]\left[X+s_m^2+\bar{\kappa}^2-\frac{2k^2BM}{\rho\Omega^2}+\frac{4k^2M^2}{\rho\Omega^2}\right]=0 \qquad (2.23)$$

İkinci çarpan sıfırdan farklı olduğundan;

$$s_m^2=\frac{1}{16}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2$$
$$s_m=\frac{1}{4}\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}=\frac{1}{2}\left|\frac{d\ln\Omega}{d\ln R}\right| \text{ - Oort A değeri} \qquad (2.24)$$

X ve *Y* (2.22*X*) ve (2.22*Y*) bağıntılarını sağlarsa, s_m^2 de (2.22) numaralı dağılma bağınıtsının çözümü olur. s_m değeri olarak Oort A değerini alırsak, sistemin determinantı sıfır olur. Bu durumda denklemlerden yalnızca birini kullanırız. Bu çalışmada *X*, *Y* cinsinden betimlenecektir.

$$X = -\frac{1}{16}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 - \frac{1}{2}\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} - \frac{Y}{8}\left(\bar{\kappa}^2 + 4\right) + \frac{k^2 Mc}{4en_e\Omega}\left(\bar{\kappa}^2 + 4\right) + \frac{2k^2 BM}{\rho\Omega^2} - \frac{4k^2 M^2\pi}{\rho\Omega^2} \qquad (2.25)$$

(2.25) denkleminin son üç terimi, manyetizasyonun katkısından gelen ek terimlerdir. Bunlar boşlandığında Y=0 limitinde, $X \geq 0$ olması yalnızca dışa doğru azalan açısal hızlar için olasıdır. Zaten manyetik dönme kararsızlığı $d\Omega^2/dR < 0$ olmasını gerektirir. Hall etkisinin eklenmesi, $Y < 0$ olmasını sağlar. Bu da bize $d\Omega^2/dR > 0$ olsa bile iyi tanımlanmış pozitif X parametresini verir. Manyetizasyon eklendiğinde X'in pozitif olma koşulu,

$$\frac{k^2 Mc}{4en_e\Omega}\left(\bar{\kappa}^2 + 4\right) + \frac{2k^2 BM}{\rho\Omega^2} - \frac{4k^2 M^2\pi}{\rho\Omega^2} > 0 \qquad (2.26)$$

olmasıyla olasıdır.

(2.22) bağıntısında, (2.25) kullanılırsa,

$$s^4 + \left[\frac{1}{4}(Y-4)^2 - \frac{1}{8}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 - \frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}(Y-4) + \left(\frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\right)^2\right]s^2 + \frac{1}{64}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2\left[\frac{1}{4}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 - (Y-4)^2 + 4\frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\left(Y - 4 - \frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\right)\right] = 0 \qquad (2.27)$$

$$s^4 + c_2 s^2 + c_0 = 0 \qquad (2.28)$$

$$c_2 = \frac{1}{4}(Y-4)^2 - \frac{1}{8}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 - \frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}(Y-4) + \left(\frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\right)^2 \qquad (2.29)$$

$$c_0 = \frac{1}{64}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2\left[\frac{1}{4}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 - (Y-4)^2 + 4\frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\left(Y - 4 - \frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\right)\right] \qquad (2.30)$$

Standart çözüm,

$$A = (Y-4) \quad , \quad B = \frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R} \quad , \quad C = \frac{k^2 Mc}{en_e\Omega} \qquad (2.31)$$

$$\Delta = \frac{1}{16}A^4 + \frac{3}{2}A^2B^2 - \frac{1}{2}A^3B + B^4 - 2B^3A = \left(\frac{1}{2}A - B\right)^4 = \left[\frac{1}{2}(Y-4) - \frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\right]^4 \qquad (2.32)$$

$$s_1^2 = \frac{1}{16}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 = s_m^2 \tag{2.33}$$

$$s_2^2 = -\frac{1}{4}(Y-4)^2 + \frac{1}{16}\left(\frac{d\ln\Omega^2}{d\ln R}\right)^2 + (Y-4)\frac{k^2 Mc}{en_e\Omega} - \left(\frac{k^2 Mc}{en_e\Omega}\right)^2 \tag{2.34}$$

3. Sonuç

Genç yıldızımsı nesnelerin toplanma disklerinde Hall etkisi, manyetik dönme kararsızlığını bastırıcı yönde etki yapmaz (Balbus & Terquem, 2001). Hall etkisinin dikkate alınmasıyla manyetik dönme kararsızlığı daha genel bir nitelik kazanır. Standart MRI yalnızca açısal hızın dışarıya doru azaldığı disklerde ortaya çıkarken, Hall etkisinin görüldüğü disklerde, açısal hızın değişimi hangi yöne olursa olsun kararsızlık ortaya çıkacaktır. Balbus & Terquem (2001) çalışması, diamanyetizmi dikkate almamıştır. Diamanyetizmi dikkate alan çalışmamız adı geçen yazarların çalışmasının bir uzantısıdır. Yaptığımız çözümlemede, diamanyetik etkinin manyetik dönme kararsızlığını nasıl etkilediği manyetizasyonun genliğine bağlıdır. Bu konudaki yayın taramamız henüz tamamlanmadığından bir sonuca ulaşmamız olası değil. Kararsızlığın maksimum büyüme oranını da Oort A değerinde bulduk. Bu sonucumuz, evrensel bir geçerliliği olan manyetik dönme kararsızlığının bu özelliğinin doğrulanması yönünde olmuştur. Diamanyetizmin kataklizmik değişen yıldız ve AGN toplanma disklerinde de geçerli olup olmadığını araştırmak bir sonraki araştırmamızın konusu olacaktır.

Kaynaklar:

Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 1991, ApJ, 376,214

Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 1992, ApJ, 392,662

Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 1998, Rev.Mod.Phys., 70,1

Balbus, S. A., & Terquem, C., 2001, ApJ, 552,235

Bodo, G., Ghisellini, G., Trussoni, E., 1992, MNRAS, 255, 694

Pringle, J.H., 1981, ARA&A, 19,137

Shakura, N.I.& Sunyaev, R.A., 1973, A&A, 24, 337

Singal, A.K., 1986, A&A, 155, 242

Erken Tip Yıldızlarda İç Dönme: Hızlı Dönen Özek

Mutlu Yıldız

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
35100 Bornova İzmir

1. Giriş

Genel kanının aksine, yıldızlarda dönme konusu en az bilinen konular arasında yer almaktadır. Bu durum, ısısal işlemin bulunduğu bir plazma ortamında açısal momentum evriminin karmaşıklığının yanı sıra, yıldızların gözlenen yüzey özelliklerinin kural koymayı neredeyse geçersizleştirecek çeşitlilikte olmasından ötürüdür. Geri tayf tipindeki yıldızların yavaş dönmelerinden dolayı, dönmenin bunların temel küresel özellikleri üzerindeki doğrudan etkisi ihmal edilebilir. Hızlı dönen erken tip yıldızlarda ise, dönme, hem yapı üzerinde doğrudan etkilidir hem de yıldızdan yıldıza değişerek birbirinden çok farklı yıldızlar görmemize yol açmaktadır. Bu bakımdan, dönme konusundaki bilgilerimizin bazılarının düzeltilmesi gerekmektedir: örneğin, erken tip yıldızların hepsinin hızlı (eşlek hızı = 200-300 km/s) döndüklerine ilişkin çıkarsama (mesela, bak. Böhm-Vitense 1989), gözlenen $v \sin(i)$ dağılımlarına bakıldığında geçerli görünmemektedir. Bu tip yıldızların açısal momentumları birbirinden oldukça farklı olduğundan, adeta her yıldız kendi özgün evrimini yaşamaktadir.

Bu yıl Yıldızlarda Dönme başlığıyla bir IAU toplantısı 11-15 Kasım 2002 tarihleri arasında Meksika'da yapılacaktır. Bu konudaki en son gerçekleşen IAU toplantısı ise 1969 yılında gerçekleştirilmiştir. İki toplantı arasında bu kadar zaman geçmesi bile, bize konunun güçlüğü hakkında bazı ipuçları vermektedir.

Dönme genel olarak şaşırtıcı sonuçlar ortaya çıkarmaktadır. Daha yavaş döndüğü için olsa gerek, geç tip yıldızlarda dönmenin daha az karmaşık olduğu kabul edildiği halde, gözlenen titreşim sıklıklarından Güneş'in dönmesine ilişkin elde edilen veriler daha önceki iki beklentimizin tam tersinin geçerli olduğunu ortaya çıkardı: 1) Konvektif zarfın katı cisim gibi döndüğünü varsayarken, ışınımsal dengede olan iç kısımda yarıçapa bağlı bir dönme hızı profili beklenmekteydi, ancak gerçeğin bu durumun tam zıddı olduğu anlaşıldı, yani iç kısmın dönmesi katı cisim dönmesine daha yakın; 2) Dönen bir yıldızda, ısısal kararsızlıktan dolayı, yüzeyde kutuptan eşleğe doğru olduğu kabul edilen meridyonel akıntının tam ters yönde eşlekten kutba doğru olduğu ortaya çıktı (Basu, 2002).

Bu nedenle, yıldızlarda dönmeye ilişkin sürprizlere hazır olmalıyız. Bileşenlerinin temel özellikleri iyi bilinen bazı çift yıldızlardaki erken tip yıldızlar, özeklerinin çol hızlı döndüğüne ilişkin ipuçları vermektedir. Yıldızların gözlenen özellikleri ile elde edilen modeller arasındaki farklardan yola çıkarak ulaşılan bu sonuç Hyades açık kümesi için yapılan çalışmada da ortaya çıkmıştır (Yıldız ve *ark*, 2002).

Kimyasal bakımdan tuhaf olan yıldızların büyük kısmı A ya da geç B tipi yıldızlardır ve bu yıldızlar dönme özellikleri bakımından birbirinden çok farklılık göstermektedirler: örneğin, Ap ve Am yıldızları yavaş dönen yıldızlardır. Bu bağlamda, tuhaf yıldızların tuhaflıkları ile iç dönmeleri arasında bir ilişki olabilir.

Bu çalışmada, temel özellikleri iyi bilinen çift çizgili örten çift yıldız sistemindeki bileşenler için yaptığımız model çalışmalarının bazı temel sonuçlarını sunuyoruz. Bu sistemler, EK Cep ve PV Cas sistemleridir ve aynı zamanda eksen dönmesi göstermektedirler. Bu konuda da analizler yapılarak, mümkün olduğunca daha çok veri kullanılıp daha gerçekçi bir çözüm elde edilmeye çalışılmıştır.

2. Ayrık Çift Yıldızların Modelleri ve Gözlemlerle Farkları

Temel özellikleri iyi bilinen ayrık çift yıldızlardaki bileşenlerin yapılan modellerinden (Pols ve *ark*., 1997; Young ve *ark.* 2001) şu genellemeyi yapabiliriz: erken tip yıldız modeller, geç tip yıldız modellere göre daha az ağır element ve daha çok hidrojen bolluğu ile gözlemsel verileri sağlamaktadır. Bu durumun en tipik özelliği EK Cep çift yıldız sisteminde görünmektedir.

Bu sistemdeki ikinci bileşen anakol öncesi ve Güneş benzeri bir yıldız iken, birinci bileşen sıfır yaş anakol (SYAK) modelinden bile daha küçük ve daha sönük görünmektedir. Eğer iki bileşen aynı yaşa ve kimyasal içeriğe sahipse, modellerden birisinde bir sorun var demektedir. Bu model, birinci yıldızın modeli olma olasılığı çok daha yüksektir, çünkü gereksinim duyduğu kimyasal içerik yıldız evrim kuramıyla çelişkili: sistemin genç olmasına karşın, hidrojen bolluğu Güneş'inkinden daha fazla ağır element bolluğu ise daha az olmaktadır.

Erken tip yıldızlardan oluşan çift yıldız sistemlerinin bir çoğundaki tipik durum budur ve bu durumun diferansiyel dönmenin bir sonucu olabilir.

3. Dönmenin Yıldız Yapısı Üzerindeki Etkisi

Dönmenin yapı üzerindeki doğrudan etkisi merkez kaç kuvvetinin hidrostatik denge denklemindeki katkısı ile betimlenebilir. Yıldız döndüğü durumda en azından iki boyutlu bir yapıya sahip olmasına karşın açı boyutunda ortalama etkiyi ele alarak yine tek boyutlu hidrostatik denge denklemini elde ederiz:

$$\frac{dP}{dM_r} = -\frac{GM_r}{4\pi r^4}\left(1-\Lambda_r\right).$$

Burada, ω yıldızın r yarıçaplı katmanının açısal dönme hızı olmak üzere, Λ_r

$$\Lambda_r = \frac{2}{3}\frac{\omega^2 r^3}{GM_r}$$

ile verilmektedir ve dönmenin etkisi için bir ölçüt niteliğindedir. Λ_r sıfır olduğu zaman dönmenin etkisi yokken, bir olduğu uç durumdaysa yıldız hidrostatik dengeye gelemeyecek kadar hızlı dönüyor demektir.

Ortalamanın $\overline{\Lambda}$ olduğu bir durumda, ΔU ve $\Delta\Phi$ iç enerjide ve gizilgüç enerjisinde değişim olmak üzere, Virial kuramı

$$\Delta U = -\frac{1}{2}(1-\overline{\Lambda})\Delta\Phi$$

şeklini alır. Bu ilişkiden, dönen bir yıldızın bazı özelliklerini çıkarabiliriz. Yukarıdaki açıklamaya göre bir yıldızın gizilgüç enerjisindeki değişimin (örneğin büzülmeden dolayı) ne kadarının iç enerji olarak depolanacağı $\overline{\Lambda}$'ya bağlı: $\overline{\Lambda}$ ne kadar büyükse gizilgüç enerjisindeki değişimin o kadar az miktarı iç enerji olarak depolanabilmektedir. Dönmeyen ($\omega = \Lambda = 0$) bir yıldızda kaybedilen gizilgüç enerjisinin

yarısı, $\overline{\Lambda} = 0{,}5$ olduğunda ise sadece dörtte biri iç enerjiye dönüşmektedir. Bu durumun net sonucu olarak, dönen bir yıldız dönmeyen tam benzerine göre daha fazla çökerek hidrostatik dengeye ulaşacaktır. Buradan hareketle, dönen yıldızın merkezindeki yoğunluk dönmeyene göre daha fazla iken, merkezindeki sıcaklık daha azdır. Nükleer tepkimeler sıcaklığa daha duyarlı olduğu için, dönen yıldız dönmeyene göre daha sönük olmak durumundadır.

Yıldızın yüzeyindeki özellikler ise daha çok dış kısımların dönme hızına bağlıdır. Eğer yıldızın katı bir cisim gibi döndüğünü düşünürsek, dönme hızı çok yüksek olduğunda bile merkezdeki koşullar dönmenin olmadığı durumdaki koşullara çok yakındır. Ancak, merkezkaç kuvvetinin etkisiyle yıldız çok büyük yarıçapta hidrostatik dengeye geldiğinden yüzey sıcaklığı, dönmeyen modelin yüzey sıcaklığına göre oldukça düşük kalacaktır. Eğer dönme katı cisim gibi değilse durum biraz daha kamaşık bir hal almaktadır. Senkronizasyon sürecindeki duruma denk gelecek şekilde, iç kısımların hızlı, dış kısımdaki kütlenin kayda değer bir kısmının ise yavaş döndüğü bir durumda ise, dönen yıldızın yüzey sıcaklığı dönmeyeninkinden daha fazla olabilmektedir.

4. Neden Diferansiyel Dönme?

Model yaparken kullandığımız, çekirdek tepkimeleri, saydamsızlık (opasite) ve hal denklemi gibi betimlemelerimizde kayda değer bir sorun olmadığını düşünelim. Güneş modelleri ile helyosismik sonuçlar arasındaki farkların oldukça düşük kaldığını göz önünde tutarsak, bu yaklaşımın iyi bir yaklaşım olduğunu kabul edebiliriz. Bu durumda, erken tip yıldızların daha sönük ve daha küçük olmalarına oldukça yüksek ($H \approx 10^8\, gauss$) manyetik alan ya da diferansiyel dönme neden olmuş olabilir. A tipindeki bir yıldızın kararlı olabilmesi için manyetik alanın en yüksek değeri $H \approx 10^7\, gauss$'dur (Chandrasekhar ve Fermi, 1953). Dolayısıyla, manyetik alan (en azından tek başına) bu durumdan sorumlu tutulamaz.

Zahn'ın 1970'li yıllarda ışınımsal dengede zarfa sahip olan erken tip yıldızlardan oluşan sistemlerdeki senkronizasyon için geliştirdiği kurama göre de bu tip yıldızlarda diferansiyel dönme olmalı. Karşılıklı etkileşimden dolayı konvektif özek ile ışınımsal zarf arasındaki sınırda çekim (gravity) dalgaları uyartılmaktadır ve bu dalgalar ancak ışınımsal bölgede ilerleyebilmektedir. Yüzeyde kısmen yansıtılan bu dalgalar, negatif açısal momentum taşıdıklarından, yüzeyi senkronize ederken (yavaşlatırken), iç kısımların daha hızlı dönmesine yol açmaktadır.

5. EK Cep A ve PV Cas'ın Bileşenlerinde Diferansiyel Dönme

EK Cep sistemi için, ikinci yıldızın temel özelliklerini ve sistemin tek bir yaş ve kimyasal içeriğe sahip olduğu koşulunu kullanarak bulduğumuz kimyasal içerik ($X = 0{,}61$ ve $Z = 0{,}04$) ile birinci yıldız için elde ettiğimiz, gözlemle uyumlu, diferansiyel dönen modelin özek kısmı senkronize dönen yüzeyden 65 kat daha hızlı dönmektedir ve senkronize olmuş kütlenin toplam kütle içerisindeki payı 48 % 'dir. Sistemin eksen dönmesi göstermesine karşın, dönemin uzun olması (*4000 yıl*) ve ikinci yıldızın yapısına ilişkin terimin baskınlığından dolayı bu hareketin varlığı pek bir işe yaramamaktadır.

Bileşenlerinin temel özellikleri iyi bilinen PV Cas sisteminin diğer sistemlere göre daha sönük olmasının yanı sıra, sistemin eksen dönme döneminin kısa olması (*91 yıl*) ve ışık eğrisinde Ap benzeri değişimler göstermesi, modelleme ve eksen dönmesi analizi açısından sistemi yeterince ilginç kılmaktadır. Her ne kadar Young ve *ark.* bu sistemin bileşenlerin anakol öncesi evrede bulunduklarını iddia etse de, hem yörünge elemanları hem de bileşenler arasındaki düşük sıcaklık farkını gözönünde tuttuğumuzda bu iddianın çok zayıf bir olasılık olduğunu söyleyebiliriz.

Bileşenlerin kütleleri birbirine yakın olduğundan, dönmeyi gözönünde tutmasak bile, EK Cep sistemindeki gibi sistemin özelliklerini bulamayız. Bu durumda, sisteme çeşitli yaşlar atfederek, modelle gözlemin uyumu için gerekli kimyasal içerikleri buluruz ve modellerden elde edeceğimiz eksen dönme hızı ile gözlenen tutulma zamanlarından elde edilen eksen dönme hızını kıyaslayabiliriz. Dönmeyen modellerle,

yıldızların anakol ömürleri süresince hiç bir zaman için, hem yıldızların temel özellikleri hem de eksen dönmesi için bir çözüm bulunmamaktadır.

Genel olarak, belirli bir yaş atfedilerek elde edilen bütün dönmeyen modellerden hesaplanan eksen dönme hızları gözlenen eksen dönme hızından fazla çıkmaktadır. Senkronizasyonun önemli bir kütle miktarında gerçekleştiğini varsayarak hesaplanan modellerle fark gittikçe artmaktadır. Senkronizasyonun ancak çok ince bir yüzey katmanında gerçekleşmesi durumunda gözlenen ve modellerden hesaplanan eksen dönme hızları birbirine yakın olmaktadır. Yani, yüzeye yakın kısımda dönme hızı için keskin bir gradiyent vardır.

6. Sonuç

İkinci bileşeni anakol öncesi evrede olan genç EK Cep sistemi için bulunan kimyasal içeriğe göre bu sistem metalce zengin bir sistemdir ($Z = 0{,}04$). Birinci bileşenin merkezinin çok hızlı dönmesinden dolayı yıldızın ışınımgücü dönmeyen modelin SYAK'da sahip olduğu ışınımgücünden bile daha az gözlenmektedir. Bunun yanı sıra, toplam kütlenin 48 % kadarı olan dış kütlede senkronizasyon gerçekleşmiş gözükmektedir.

Neredeyse özdeş iki yıldızdan oluşan PV Cas sistemindeyse, kısa olan eksen dönme dönemini de kullanarak, çözüm yine hızlı dönen özekle sağlanmaktadır. EK Cep A'nın tersine, PV Cas bileşenlerinde senkronizasyon yüzeyle sınırlı ve hemen altta keskin bir dönme gradyenti bulunmaktadır.

Yine bu sistemin ışık eğrisinde Ap benzeri değişimler gözlendiği için, bileşenlerin elde edilen bu dönme özellikleri Ap yıldızlarının genel ve ayırıcı özelliği olabilir. Bu durumda, kimyasal olarak tuhaf olan yıldızların doğasını anlamak için önemli bir adım atılmış olur. En azından manyetik Ap yıldızlarının yapısı PV Cas bileşenleri için yaptığımız modele çok yakın olmalıdır.

Eğer erken tip yıldızların, en azından bazılarının merkez kısımları çok hızlı dönüyorlarsa, bu durumun başka belirteçlerinin de gözlenmesi gerekmektedir. Bu belirteçlerden birisi, dağılma hızına yakın dönen yıldız kalıntıları olabilir.

Yıldız astrofiziğinde çözülmemiş önemli problemlerin çoğunun pek betimleyemediğimiz açısal momentum evrimi ve dönmeye eşlik eden manyetik alandan kaynaklandığı savı ortaya atılabilir ve bu sorun her tür yıldızı ilgilendiriyor gibi görünmektedir. Proje evresinde olan 3-boyutlu yıldız modellerinin gündeme gelmesi ile bu tür sorunların, en azından bir kısmının, çözüm zamanının geldiğini düşünebiliriz.

Kaynaklar

Basu, S., 2002, *3D Stellar Evolution Workshop*'da, hazırlanıyor
Böhm-Vitense, E., 1989, *Introduction to Stellar Astrophysics*, Vol.1, Cambridge University Press
Chandrasekhar, S., Fermi, E. 1953, ApJ, 118, 116
Pols, O. R., Tout, C.A., Schroder, K.-P., Eggleton, P. P., Manners, J., 1997, MNRAS, 289, 869
Yıldız, M., Yakut, K., Şart, H., hazırlanıyor
Young, P. A., Mamajek, E. E., Arnett, D., Liebert, J., 2001, ApJ, 556, 230
Zahn, J.-P. 1977, A&A, 57,383.

Roche Modeli İçin Yeni Bir Yaklaşım

V. Bakış, O. Demircan

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale

Özet

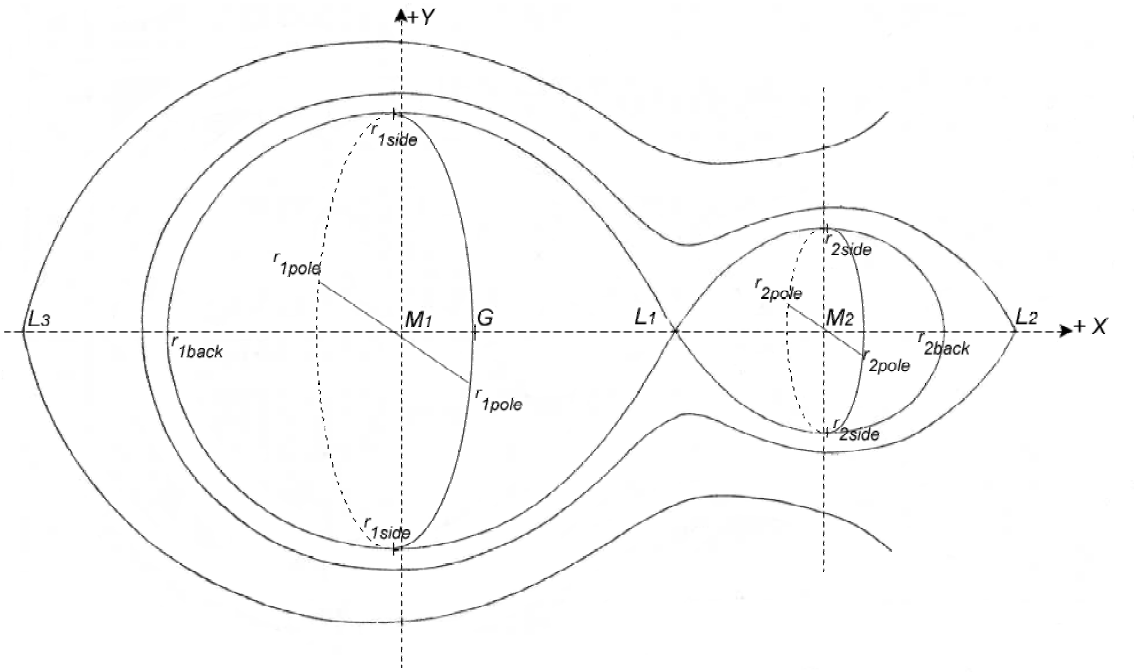
Roche Modeli için yeni yaklaşım formülleri verilmiştir. Ele alınan parametreler birinci kritik Roche yüzeyinin lagrange noktaları $L_{1,2,3}$, ortalama yarıçaplar $(r_0)_{12}$, pole, side, back yarıçapları ve birinci kritik Roche potansiyelinin kendisidir. Sonuçlar Kopal'in (1959) sonuçları ile karşılaştırılmıştır.

1. Giriş

Bir çift yıldızın Roche Modeli yakın çift sistem çalışmalarında birçok problemde önemini kanıtlamıştır. Hemen hemen her durumda örten çift yıldız çalışanlar sistemin özelliklerinden bahsederken bileşenlerin göreli boyutlarını uygun kritik Roche yüzeyine göre belirlerler (Plavec, 1964). Roche Modelinin başvurduğu en önemli konfigürasyon Roche lobu veya iç lagrange yüzeyidir (Mochnacki, 1984). W Uma sistemleri iç ve dış lagrange yüzeyleri arasında bulunan ortak bir zarfa sahipken, RS CVn sistemlerinin bileşenleri gibi birçok yıldız Roche loblarının içinde yatarlar (Lucy, 1968a,b).

2. Yaklaşımlar

Bu çalışmada, 0,1 ile 1 kütle oranı aralığında ilk üç lagrange noktası $L_{1,2,3}$'nın x-koordinatlarını, ortalama yarıçapları $(r_0)_{12}$, bileşenlerin pole, side ve back yarıçaplarını ($r_{1,2}$ pole, side, back) ve birinci kritik Roche yüzeyini Ω_1 oldukça iyi bir yaklaşımla hesaplayan basit formüller vereceğiz. Yeni formüller Kopal (1959) tarafından verilen formüllerle hesaplanmış data üzerinden eğri fiti uygulayarak elde edilmiştir. Tüm formüllerde $q(=m_1/m_2 \leq 1)$ çift sistemin bileşen yıldızlarının kütle oranıdır. Yaklaşım formüllerinin katsayıları ve her yaklaşım için hata oranlarını Tablo.1'de veriyoruz. Sonuçların Kopal'in değerleri ile karşılaştırılması Tablo.2'de yapılmıştır.



Şekil 1.
Kütle oranı q=0.215 için yörünge düzleminde Roche Modeline göre eşpotansiyeller. Tablolarımızda verilen noktalar işaretlenmiştir.

Yaklaşım formülü birinci kritik Roche potansiyeli Ω_1 için;

$$y = \frac{a + bq}{1 + cq + dq^2} \quad \textbf{(1)}$$

ikinci Lagrange noktası için;

$$y = a - be^{-cq^d} \quad \textbf{(2)}$$

ele alınan tüm diğer parametreler için

$$y = \frac{1}{a + bq^c} \quad \textbf{(3)}$$

şeklindedir.

Tablo 1. Yaklaşım formüllerinin katsayıları.

y	a	B	c	d	ε
X_{L1}	1.0284090	0.9716228	0.4250318	-	0.0009
X_{L2}	1.9418967	1.2663342	1.2663342	0.5307608	0.0001
X_{L3}	-0.9764861	-0.4575033	0.7703200	-	0.0020
$r_{1\ pole}$	1.3957085	1.4136455	0.4750747	-	0.0050
$r_{1\ side}$	1.0220652	1.6508868	0.4013514	-	0.0001
$r_{1\ back}$	-1.0102306	-1.4594013	0.3733146	-	0.0001
$(r_0)_1$	1.4526872	1.3039010	0.5027912	-	0.0030
$R_{2\ pole}$	1.0687575	1.7373739	-0.3838036	-	0.0003
$R_{2\ side}$	0.8598036	1.8119823	-0.3660012	-	0.0002
$r_{2\ back}$	1.6510497	-0.9396859	0.0502338	-	0.0008
$(r_0)_2$	1.0143301	1.7324960	-0.3705651	-	0.0015
Ω_1	1.6555861	5.0681052	1.0325175	-0.2408763	0.0060

Tablo 2. Sonuçların karşılaştırılması. Her parametre için ilk satırlar (1), (2) ve (3) formülleri ile hesaplanmış değerlerdir. İkinci satır ise Kopal (1959) tarafından elde edilen değerlerdir.

y/q	0.1	0.4	0.8	1.0
$(X_{L1})^1$	0,71738	0,59280	0,52295	0,49999
	0,71751	0,59295	0,52295	0,50000
$(X_{L2})^1$	1,34711	1,54541	1,66145	1,69844
	1,34699	1,54538	1,66147	1,69841
$(X_{L3})^1$	-0,94866	-0,83170	-0,73436	-0,69735
	-0,94693	-0,83180	-0,73414	-0,69841
$(r_{1\ pole})^1$	0.53500	0.43282	0.37493	0.35595
	0.53451	0.43278	0.37491	0.35621
$(r_{1\ side})^1$	0.59621	0.46190	0.39502	0.37412
	0.59609	0.46189	0.39501	0.37420
$(r_{1\ back})^1$	-0.61423	-0.48856	-0.42499	-0.40492
	-0.61414	-0.48855	-0.42498	-0.40498
$(r_{01})^1$	0,53695	0,43951	0,38194	0,36277
	0,53789	0,43896	0,38212	0,36364
$(r_{2\ pole})^1$	0.18964	0.28262	0.33767	0.35636
	0.18991	0.28260	0.33770	0.35621
$(r_{2\ side})^1$	0.19729	0.29466	0.35386	0.37428
	0.19745	0.29465	0.35388	0.37420
$(r_{2\ back})^1$	1.22849	1.32690	1.38535	1.40575
	1.22831	1.32720	1.38532	1.40498
$(r_{02})^1$	0,19681	0,29008	0,34528	0,36405
	0,19642	0,29026	0,34528	0,36363
$(\Omega_1)^1$	1,96431	2,67946	3,41541	3,75281
	1,95910	2,67809	3,41697	3,75000

3. Sonuç

Tablo 2.'den de görüleceği üzere Roche Lobunu dolduran bir çift sistemde (1), (2) ve (3) formülleri Roche Modelinin ilk üç Lagrange noktalarını ve model parametreleri olan $X_{L1,2,3}$, $r_{1,2,\ pole,\ side,\ back,}$ $(r_0)_{1,2}$ ve Ω_1 değerlerine $0.1 \le q \le 1$ kütle oranı $q=m_1/m_2$ aralığında 1%'den daha iyi bir yaklaşımla vermektedir. Böylece bu çalışmada sunulan basit yaklaşım formülleri en önemli Roche modeli parametrelerini hesaplamada kullanılabilir.

4. Referanslar

Kopal, Z. 1959, J. Wiley and Sons, New York

Lucy, L.B., 1968a, Ap.J., 151, 1123

Lucy, L.B., 1968b, Ap.J., 153, 877

Mochnacki, S.W., 1984, Ap.J. S.S., 551

Plavec, M, 1964, BAC Vol. 15, 5.

Gökada Yapısı ve Yıldız Kümeleri

Galaksi Model Parametrelerinin Elde Edilmesinde Uygulanan Teknikler

S. Bilir[1], S. Karaali[1], ve G. Gilmore[2]

[1] İ. Ü. F. F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite İstanbul
[2] Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge, CB3 OHA, UK
sbilir@istanbul.edu.tr

Özet.
Bu çalışmada, Cambridge Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nden sağlanan Sloan (Vega) fotometrik gözlemleri dönüştürülerek Galaksimize ait model parametrelerinin tayininde kullanılan veriler elde edilmiştir. Görüntülenen 54 alt alandan iyi indirgenmiş ve toplam alanı 6.571 derece kare olan 33 tanesi kullanılmıştır. Alt alanlarda örtüşen 3 027 kaynak programdan çıkarılmış, görüntülerine göre Cambridge'te yapılan galaksi – kuazar – yıldız ayırımı ile yetinilmiyerek bu ayırım renklerine göre de yapılmıştır. Böylece ayırımı yapılan 10 342 yıldız istatistiğe katılmıştır. En parlak yıldızların ortalama kadiri g'_o = 15.25 iken sönük uçtaki limit kadir g'_o = 20.75 tir.

Yıldızlar, renk dağılımlarına göre Pop I (İnce Disk), Ara Pop II (Kalın Disk) ve Pop II (Halo) şeklinde popülasyon sınıflarına ayrılmış ve mutlak kadirlerinin tayini için yeni renk–kadir diyagramları oluşturulmuştur. Bu amaç için Popülasyon I standart yıldızları, 47 Tuc ([Fe/H] = –0.65 dex) ve M13 ([Fe/H] = –1.40 dex) kümelerine ait veriler kullanılmıştır. Yıldızların, Galaksi düzlemine uzaklıkları (*z*) hesaplandıktan sonra, *z*–dağılımları da dikkate alınarak popülasyon sınıflarında düzeltmeler yapılmıştır. İnce Disk popülasyonu biri orta, diğeri geç tipten yıldızlar olmak üzere iki popülasyona ayrılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Galaksi: genel – Galaksi: yapı – Teknikler: fotometri

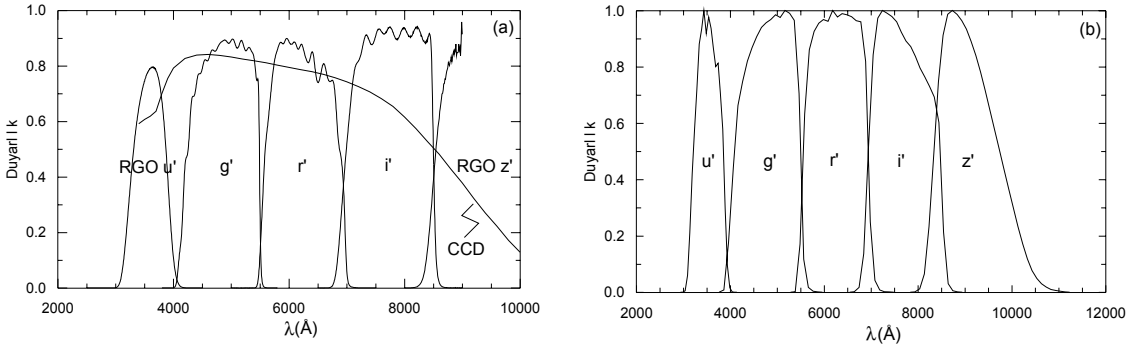
1. Giriş

Galaktik yapı araştırmalarında geçen yirmi yıl içinde büyük ilerlemeler olmuştur. CCD lerin etkin bir şekilde geliştirilip astronomide kullanılmaya başlanmasıyla, elektromanyetik tayfın optik bölgesinde görülen evren hakkında ayrıntılı bilgilere ulaşılmıştır. Galaktik yapı çalışmalarında gökyüzü taramaları (survey) önemli bir yer tutar. Günümüzdeki en önemli gökyüzü taraması "*Sloan Sayısal Gökyüzü Taraması*" anlamına gelen, "*The Sloan Digital Sky Survey: SDSS*" olup birçok uluslararası kurumun ortaklaşa yürüttükleri büyük bir projedir. Kuzey gökyüzünün 10 000 derece karelik bir bölgesi hem fotometrik hem de spektroskopik olarak 2007 yılına kadar araştırılacaktır. Bu projenin hedefi Galaksiyi ve Galaksi dışında görünen evreni anlamakatır. Projede kullanılan fotometri Sloan fotometrisi olarak bilinir ve elektromanyetik spektrumun 3 000 Å – 11 000 Å dalgaboyu aralığında tanımlı ve u', g', r', i' ve z' sembolleri ile gösterilen 5 geniş banttan oluşur.

İngiliz ve Hollandalı bilimadamlarınca kurulan yeni bir fotometri sistemi ise VEGA dır. Bu fotometri, Sloan fotometrisine çok benzer. İki fotometri arasındaki farklılık u' ve z' bantları arasında bulunur. Vega sisteminde u' bandı biraz daha geniş, z' bandı ise (Sloan fotometrisinden farklı olarak) i' ünden ayrılmıştır. Bu ayrılığı belirtmek için bazen, RGO u' ve RGO z' sembolleri kullanılır. Buradaki RGO (Royal Greenwich Observatory) kelimelerinin baş harflerini temsil etmektedir. Bantlara ait etkin dalgaboyları ve yarı geçirgenlikleri Tablo 1 de duyarlıklık fonksiyonları ise Şek.1 de gösterilmiştir.

Tablo 1. Sloan ve Vega fotometri sistemlerine ait bantlar, etkin dalgaboyları (λ_{eff}), yarı genişlikler ($\Delta\lambda_{eff}$) ve limit parlaklıklar.

Fotometri	Filtre	λ_{eff} (Å)	$\Delta\lambda_{eff}$ (Å)	m_{lim}
Sloan	u'	3522	634	22.3
	g'	4803	1409	23.3
	r'	6254	1388	23.1
	i'	7568	1535	22.3
	z'	9114	1409	20.8
Vega	RGO u'	3581	638	24.3
	g'	4846	1285	25.2
	r'	6240	1347	24.5
	i'	7743	1519	23.7
	RGO z'	8763	950	22.1



Şek.1 Vega (a) ve Sloan (b) fotometri sistemlerine ait bantların geçirgenlik fonksiyonları.

Vega fotometrisine ait gözlemler Kanarya adalarında La Palma gözlemevinde yapılmaktadır. Aşağıda Vega ile UBVRI fotometri sistemleri arasındaki dönüşüm formülleri verilmiştir. Burada alt indis olarak yazılan "*Lan*", Landolt (1983, 1992) sistemi anlamındadır.

$$
\begin{aligned}
u' &= U_{Lan} - 0.084\,(U-B)_{Lan} + 0.106 \\
g' &= B_{Lan} - 0.531\,(B-V)_{Lan} + 0.053 \\
r' &= R_{Lan} + 0.280\,(R-I)_{Lan} + 0.008 \\
i' &= I_{Lan} + 0.225\,(R-I)_{Lan} + 0.006 \\
g'-r' &= 0.908\,(B-V)_{Lan} + 0.048 \\
r'-i' &= 1.036\,(R-I)_{Lan} + 0.010 \\
i'-z' &= 0.729\,(R-I)_{Lan} - 0.063 \\
u'-g' &= 1.271\,(U-B)_{Lan} + 0.37 \quad (0.5 < B-V) \\
&= 1.271\,(U-B)_{Lan} \quad (0 < B-V < 0.5) \\
&= (U-B)_{Lan} \quad (B-V < 0)
\end{aligned}
\qquad (1)
$$

Bu çalışmada, Cambridge Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nden sağlanan Vega fotometrik gözlemleri dönüştürülerek Galaksimize ait model parametrelerinin tayininde kullanılan veriler elde edilmiştir.

2. Malzeme ve Metod

2.1. Örtüşen Kaynakların Ayrılmasında Kullanılan Yöntem ve Yıldızlararası Sönükleşme

Çalışmada ekvatoral koordinatları $\alpha = 16^h\ 10^m\ 00^{sn}$, $\delta = 54^o\ 30'\ 00"$ ($l = 84^o.27$, $b = +44^o.90$, 2000 yılına göre) olan 6.571 derece karelik ELAIS yıldız alanına ait Vega fotometrik verileri kullanılmıştır. Dört adet görüntüleme çipinden oluşan mozaiğin gökyüzünde gördüğü ~0.29 derece karelik alan, ELAIS yıldız alanının bir "*alt alanını*" oluşturur. Gözlem programında ELAIS alanı 54 alt alandan oluşmaktadır. Her bir alt alan farklı zamanlarda 5 banttan oluşan Vega filtreleri ile gözlenmiştir. Gözlemler Cambridge Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nde çalışan uzman kişiler tarafından indirgenmiştir. Çalışmada fotometrik şartları iyi olan 33 alt alan kullanılmıştır.

33 alt alana ait görüntüler bir arada incelendiğinde, komşu CCD lerdeki verilerin örtüşmesinin neden olduğu yoğunlaşmalar görülmüştür. Cambridge'teki uzmanların tekniği uygulanarak açısal uzaklıkları 1" den küçük olan 3 027 kaynak örtüşen cisimler olarak sınıflandırılmıştır. Bütün kaynakların istatistiği aşağıda özetlenmiştir:

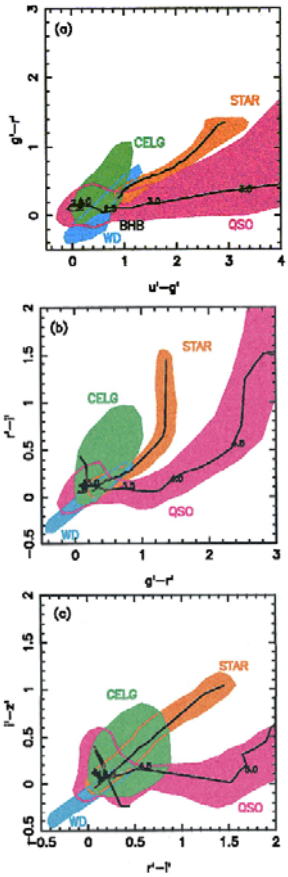
Programa katılan alt alan sayısı	: 33
Program dışı alt alan sayısı	: 21
Programa katılan kaynak sayısı	: 19 025
Program dışı kaynak sayısı	: 11 786
Örtüşen kaynak sayısı	: 3 027
Toplam kaynak sayısı	: 33 838

Vega fotometrisine ait yıldızlararası sönükleşme, Fan (1999) ın Sloan fotometrisi için verdiği bağıntılardan faydalanılarak hesaplanmıştır. E(B–V) renk artıkları, alt alanların merkezlerine ait galaktik koordinatlarının bir fonksiyonu olarak, NASA ın NED servisinden (internetten) sağlanmış olup bu veriler Schlegel ve ark. (1998) tarafından hazırlanmıştır.

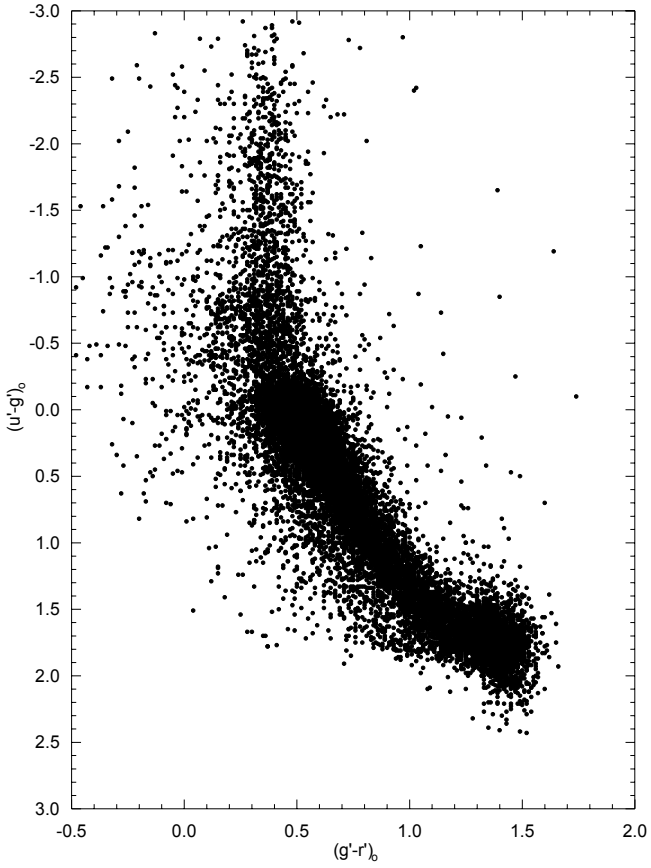
2.2. Farklı Türden Kaynakların Ayrılmasında Kullanılan Yönte

Çalışmada kullanılan kaynakların parlaklık ve türleri (yıldız, galaksi, kuazar) Cambridge Astronomi Enstitüsü'ndeki uzmanlar tarafından belirlenmiştir. Alandaki galaksi dışı cisimler CCD görüntüsü üzerindeki kaynağın yüzey parlaklığı – görüntü çapı arasındaki ilişkiye bakılarak belirlenmiştir. Sloan fotometri sisteminde bu yönteme ek olarak, iki – renk diyagramlarında oluşturulan simülasyonlar da (Şek.2) kullanılmaktadır (Fan 1999).

Vega ve Sloan fotometri sistemlerinin g'_o, r'_o ve i'_o bantları aynı olduğundan SDSS sistemindeki simülasyonlar burada da kullanılabilir. Chen ve ark. (2001) e göre, SDSS sisteminde $(u'–g')_o < +0.5$ kadir aralığındaki kaynaklar "*Galaksi dışı cisimler*" dir. Bu aralık, Vega sisteminde $(u'–g')_o < –0.5$ e karşılık geliyor. Çalışmaya katılan kaynakların Şek.3 de verilen $((u'–g')_o, (g'–r')_o)$ iki renk diyagramının Şek.2a ile karşılaştırıldığında $(u'–g')_o < –0.5$ kadir aralığında önemli sayıda Galaksi dışı kaynak bulunduğu görülüyor. Aynı farklılık Şek.4 te verilen $((g'–r')_o, (r'–i')_o)$ iki renk diyagramı ile Şek.2b nin karşılatırılmasından da $(g'–r')_o \cong 0.5$ kadir ve $(r'–i')_o \cong 0.5$ kadir ile belirlenen bölgede, önemli sayıda CELG'lerin (çok yoğun, emisyon çizgili galaksiler) bulunduğu anlaşılıyor.

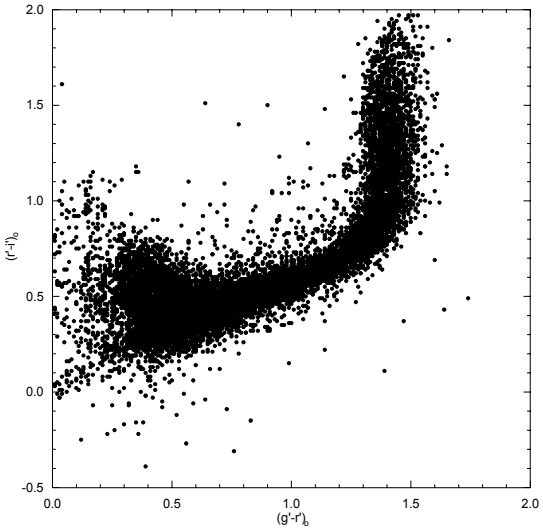


Şek.2. Sloan fotometrisine ait simülasyonlar.

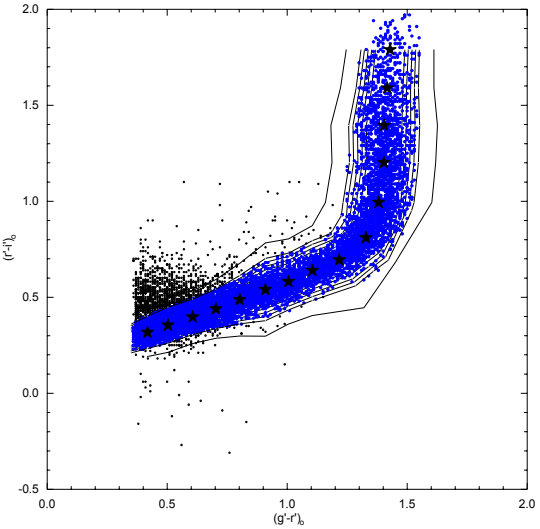


Şek.3. Programa katılan bütün kaynakların $((u'–g')_o, (g'–r')_o)$ iki renk diyagramı. Alanda çok sayıda Galaksi dışı cisim olduğu görülüyor.

Yıldız alanı içinde bulunan galaksi dışı kaynakların ayırımında $((g'–r')_o, (r'–i')_o)$ iki renk diyagramındaki anakolun etrafında görülen saçılmaların bilimsel bir yolla çıkarılması için aşağıdaki yol izlenmiştir: $g'_o > 17$ kadir aralığındaki kaynaklar 15 gruba ayrılmış, her grubun ağırlık merkezi ve standart sapması elde edilmiştir. Ağırlık merkezinden $\pm 2s$ (s: standart sapma) uzaklığındaki kaynaklar yıldız kabul edilerek, anakolun iki renk diyagramı üzerindeki konumu sönük kadirler için bulunmuştur. Parlak yıldızların, yani $15 < g'_o \leq 17$ kadir aralığındaki yıldızların Galaksi dışı cisimlerinden ayırımı içinde de aynı yol takip edilerek $15.00 < g'_o \leq 20.75$ aralığında bulunan anakol yıldızları alan içinde belirlenebilmiştir (Şek.5).



Şek.4. Programa katılan bütün kaynakların $((g'–r')_o, (r'–i')_o)$ iki renk diyagramı. Bu diyagramla Şek.2b karşılaştırıldığında, alanımızda çok sayıda CELG'lerin olduğu anlaşılıyor.



Şek.5. $15.00 < g'_o \leq 20.75$ görünen kadir aralığındaki yıldızlar (siyah noktalar) ve CELG ler (küçük çemberler). ★ ile temsil edilen 15 ağırlık merkezinden ± 2*s* (*s*: standart sapma) uzaklığında bulunan, $17.00 < g'_o \leq 20.75$ parlaklığındaki kaynaklar yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Eğriler, 1*s*, 1.25*s*, 1.5*s*, 1.75*s*, 2*s* ve 3*s* lik eş uzaklık çizgileridir.

2.3. Limit Kadir Tayini

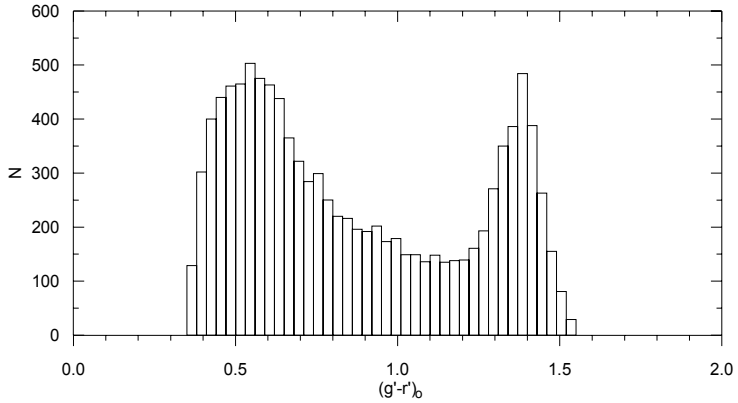
Yıldız alanındaki cisimlerin g'_o parlaklıkları 15.25 ile 23.00 kadir arasındadır. Ancak sönük kaynakların sayısı azdır. Parametre tayininde kullanılan örneğin hem yıldızlardan ibaret ve hem de görünen kadir bakımından tam olması gerekir. Galaksi dışı cisimler olduğu yukarıda anlatılan, $(u'–g')_o < –0.50$ kadir aralığındaki kaynaklar çıkarıldıktan sonra çizilen g'_o ye ait histogramda, yıldız sayılarının $g'_o = 20.75$ kadirde bir maksimumdan geçtiği görülmüştür. O halde, sönük uçtaki limit kadir $g'_o = 20.75$ tir.

2.4. Renk-Kadir Diyagramları: Mutlak Kadir Tayini

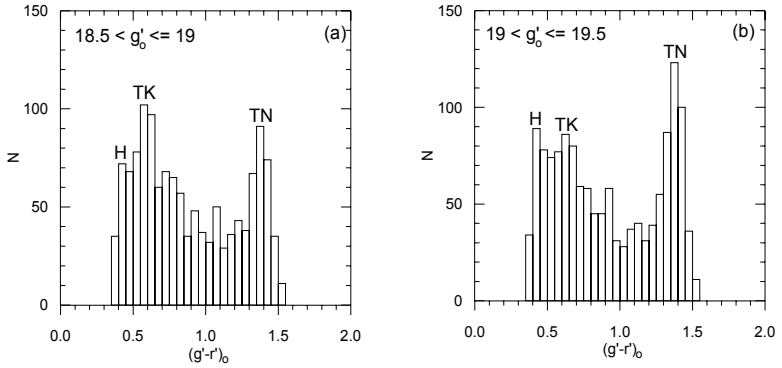
Alan yıldızlarının uzaklıklarının tayini için, g'_o görünen kadirlerinden başka, $M(g'_o)$ mutlak kadirlerine de gereksinme vardır. Galaksimizde Pop I (İnce Disk), Ara Pop II (Kalın Disk) ve Pop II (Halo) yıldızları bulunduğundan, üç farklı renk–kadir diyagramı oluşturulmuştur. Pop I yıldızları için Lang (1992) ye ait M(V) ve $(B-V)_o$ verileri, Ara Pop II ve Pop II yıldızları için de, sırası ile, 47 Tuc ve M13 kümesine ait V_o ve $(B-V)_o$ verileri ve (1) denklemleri kullanılmıştır.

2.5. Yıldızların Popülasyon Sınıflarına Ayırımı

Yıldızların popülasyon sınıflarına ayırımında hem $(g'–r')_o$ renk indeksi için çizilen histogramdan ve hem de yıldızların uzay dağılımlarından (yıldızların Galaksi düzlemine olan *z*-uzaklıklarına ait histogramdan) faydalanılmıştır. Güncel yöntem Phleps ve ark. (2000) ve Chen ve ark. (2001) ın yıldızların renklerini dikkate alarak yaptıkları çalışmalardır. Bütün yıldızlara ait renk dağılım diyagramı (Şek.6), iki farklı popülasyonun varlığını gösteriyor (Phleps ve ark. 2000 de olduğu gibi). Halbuki, Sloan fotometrisini kullanan Chen ve ark. (2001), üç popülasyonun varlığını açıkça göstermişlerdir. Chen ve ark. (2001) e göre, Halo ve Kalın Disk popülasyonlarının dönüm noktaları, sırası ile, $(g'–r')_o$ = 0.20 ve 0.33 kadir olup Vega sistemindeki karşılıkları 0.42 ve 0.54 kadirdir. Şek.6 ya göre, alanda bulunan Kalın Disk ve Halo yıldızlarının örtüştüğü görülüyor. Bu sebepten, $(g'–r')_o$ renklerine ait histogram, g'_o kadirinin bir fonksiyonu olarak çizilip popülasyon ayırımına gidilmiştir. Üç popülasyonun varlığını gösteren en iyi diyagramlar Şek.7a ve b dir.

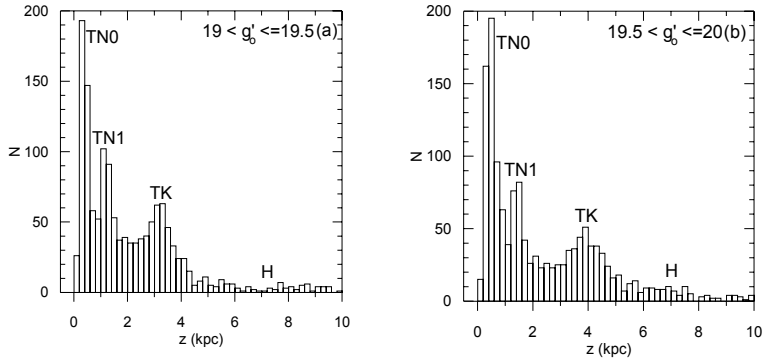


Şek.6. Programa katılan bütün yıldızların $(g'–r')_o$ renk dağılımı.



Şek.7. g'_o görünen kadirinin bir fonksiyonu olarak, $(g'–r')_o$ renk dağılımı. Semboller: (TN) İnce Disk, (TK) Kalın Disk ve (H) Halo.

Yıldızların uzay dağılımlarından, yani *z*–histogramlarından, (Şek.8) farklı popülasyonlara daha kolay ayrılabilecekleri tespit edilmiştir. Kullanılan yöntem Karaali'nin (1994) yönteminin değişik bir şeklidir: Karaali bütün yıldızlara ait *z*–histogramını kullanarak popülasyon ayırımı yaparken, burada yıldızlar g'_o kadirlerine göre alt örneklere ayrılmışlardır. Şek.6 da, $(g'–r')_o > 1.20$ kadir aralığında etkin olan yıldızlar, Şek.8 de varlıklarını küçük *z*–uzaklıklarında gösteriyor. Bu yıldızlar geç spektrel sınıftan İnce Disk yıldızları olup (TN0), orta spektrel sınıftan yıldızlar (TN1), Kalın Disk yıldızları (TK) ve Halo yıldızları da (H) sembolleri ile gösterilmiştir. Ayırım ile ilgili *z* sınır değerleri Tablo 2 de verilmiştir. Bu yöntemle İnce Disk, Kalın Disk ve Halo ayırımı yıldızların görünen kadirlerinin bir fonksiyonu olarak yapılmış oluyor.



Şek.8. Programa katılan yıldızların g' nün fonksiyonu olarak *z*–histogramları. Semboller: (TN0) geç spektrel sınıftan İnce Disk, (TN1) orta spektrel sınıftan İnce Disk, (TK) Kalın Disk ve (H) Halo.

Tablo 2. Popülasyonları ayıran *z* (Galaksi düzlemine olan uzaklık) değerleri (kpc). (TN0): geç spektrel tipten ($(g'–r')_o \geq 1.20$) İnce Disk yıldızları, (TN1): Orta spektrel tipten ($(g'–r')_o \leq 1.20$) İnce Disk yıldızları, TK: Kalın Disk yıldızları ve H: Halo yıldızları.

g'_o – aralığı	TN0 – TN1	TN1 – TK	TK – H
16.00 – 16.50	——	1.15	——
16.50 – 17.00	——	1.35	——
17.00 – 17.50	0.40	1.45	2.60
17.50 – 18.00	0.50	1.40	3.10
18.00 – 18.50	0.50	1.70	3.20
18.50 – 19.00	0.53	1.80	3.60
19.00 – 19.50	0.70	2.20	4.50
19.50 – 20.00	1.00	2.65	4.80
20.00 – 20.75	1.15	3.30	5.30

3. Sonuç

Bu çalışmada, Cambridge Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nden sağlanan Sloan (Vega) fotometrik verileri kullanılarak Galaksimize ait model parametrelerinin tayininde kullanılan veriler elde edilmiştir. Görüntülenen 54 alt alandan iyi indirgenmiş ve toplam alanı 6.571 derece kare olan 33 tanesi kullanılmıştır. Kızarma hesabında kullanılan E(B–V) renk artıkları, alt alanların merkezlerine ait galaktik koordinatlarının bir fonksiyonu olarak, NASA ın NED servisinden alınmıştır. Galaksi dışı kaynakların ayırımında "*yüzey parlaklığı – görüntü çapı*" parametresinden başka kaynaklara ait renk dağılımları, Sloan simülasyonları, kullanılmıştır. Yıldızların mutlak kadirlerinin tayininde Popülasyon I standart yıldızları ([Fe/H] = 0 dex) ile 47 Tuc ([Fe/H] = –0.65 dex) ve M13 ([Fe/H] = –1.40 dex) kümelerine ait verilerden oluşturulan yeni renk – kadir diyagramları kullanılmıştır. Yıldızların popülasyon tiplerine ayırımı renk, parlaklık ve uzay dağılımlarına göre yapılmıştır. Literatürde bahsedilen üç bileşen İnce Disk (TN), Kalın Disk (TK) ve Halo (H) bu çalışmada görülmekle beraber, daha önce literatürde bahsedilmeyen ve İnce Disk'e ait bir başka bileşen daha bu çalışmada görülmüştür. İnce Disk'in, tayfın kırmızı bölgesinde etkin olan bileşene (TN0), mavi bölgesinde etkin olanı da (TN1) sembolleri ile gösterilmiştir.

Buradaki veriler kullanılarak uzay yoğunluk fonksiyonları hesaplanabilir ve teorik yoğunluklarla karşılaştırılarak model parametreleri tayin edilebilir (Karaali ve ark. 2002).

Bu çalışma İ.Ü. Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje numarası 1417/05052000.

4. Kaynaklar

Chen, B., & SDSS Çalışanları 2001, ApJ, 553, 184
Fan, X. 1999, AJ, 117, 2528
Lang, K. R. 1992, Astrophysical Data I. Planets and Stars, Berlin, Springer-Verlag
Hesser, J. E., Harris, W. E., Vandenberg, D. A., Allwright, J. W. B., Shott, P., & Stetson, P. B. 1987, PASP, 99, 739
Karaali, S., 1994, A&AS, 106, 107
Karaali, S., Bilir, S., & Gilmore, G. 2002, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı
Landolt, A. U. 1983, AJ, 88, 439
Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340
Phleps, S., Meisenheimer, K., Fuchs, B., & Wolf, C. 2000, A&A, 356, 108
Richer, H. B., & Fahlman, G. G. 1986, ApJ, 304, 273
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525

Sloan Fotometrisi Yardımı ile Metal Gradiyenti Tayini

S. Güngör Ak, S. Karaali, S. Bilir, Y. Karataş

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite-İstanbul
akserap@istanbul.edu.tr

Özet. Galaksinin kuzey ve güney yarıkürelerinde, toplam 0.8 derece^2 büyüklüğünde bulunan 20 alan içindeki 1619 yıldız kullanılarak Sloan fotometrisi yardımı ile metal gradiyenti araştırılmıştır. Yıldızlar g´- r´ renk indekslerine göre üç popülasyona ayrılarak her biri için ayrı bir renk-kadir diyagramı kullanılmış ve M(g´) mutlak kadirleri elde edilmiştir. g´ görünen kadiri ile M(g´) mutlak kadirinin birlikte kullanılmasından Güneş'e olan r uzaklığı hesaplanmış ve yıldızların galaktik enlemleri yardımı ile de Galaksi düzlemine olan z = rsinb uzaklıkları bulunmuştur. Metal bollukları ise, Carney'in (1979) kalibrasyonunun Sloan sistemine uyarlanmasından elde edilen $[Fe/H] = 0.11 - 2.10\delta_{0.4} - 9.82\delta_{0.4}^2$ formülü yardımı ile hesaplanmıştır. $0 < z \leq 1.0$ ve $0.5 < z \leq 1.5$ kpc. aralıklarında kuzey ve güney yarıkürelerdeki yıldız alanlarında sırası ile -0.51 dex/kpc., -0.15 dex/kpc. ve -0.49 dex/kpc., -0.27 dex/kpc. lik metal gradiyentleri bulunmuştur.

Anahtar kelimeler: yıldız: metal bolluğu-yıldız: metal gradiyenti-fotometri: Sloan

1. Giriş

Fotometri sistemlerinin yapısı ve uygulama alanı büyük gelişmeler göstermiştir. Şimdiye kadar kullanılan fotoelektrik ve fotografik fotometri sistemlerinin hepsinin de ayrı ayrı önemi ve uygulama alanları vardır. Ancak, Galaksimizin uzak bölgelerine ait bilgi, çok sönük yıldızların incelenmesi ile sağlanabilir. Bu da hem daha geniş bant hem de daha iyi bir tekniği gerektirmektedir. Böyle bir fotometri sistemine en iyi örnek Sloan fotometri sistemidir. Bu fotometri sistemi CCD verilerine göre tanımlanmış olup bununla çok sönük yıldızlara, yani büyük uzaklıklara gidilebilir.

Sloan fotometri sistemi, literatürde "Sloan Sayısal Gökyüzü Araştırması" anlamına gelen "The Sloan Digital Sky Survey:SDSS" olarak geçmekte olup birçok uluslararası kurumun ortaklaşa yürüttükleri bir projedir. Araştırmalar hem fotometrik hem de spektroskopik teknikler kullanılarak yapılmaktadır. Projenin iki temel amacı vardır:

1) Galaksinin yapısını, oluşumunu ve evrimini anlamak,
2) Galaksi dışı kaynakları (kuazar, galaksi v.b. cisimleri) inceleyerek evrenin geniş ölçekte yapısını, oluşumunu ve evrimini anlamak.

Sloan fotometrisi, elektromanyetik spektrumun 3000 – 11000 Å dalgaboyu aralığında tanımlı ve u´, g´, r´, i´ ve z´ sembolleri ile gösterilen 5 geniş banttan oluşur.

Bu çalışmada, Sloan fotometri sistemi yardımı ile Galaksimizde metal gradiyenti olup olmadığı araştırılmıştır. Galaksi düzlemine dik veya radyal doğrultuda metal gradiyentinin olup olmaması, Galaksimiz için farklı oluşum senaryolarını düşündürmektedir. Metal gradiyenti varsa Galaksimizin çökerek oluştuğu, yoksa birtakım cüce galaksilerle birleşerek oluştuğu şeklindeki senaryonun kabul edilmesi gerekir.

Metal gradiyentinin tespiti ise, duyarlı metal bolluğu tayini gerektirir. Bu çalışmada metal bollukları, Carney'in (1979) kalibrasyonunun Sloan sistemine uyarlanmasından elde edilen $[Fe/H] = 0.11 - 2.10\delta_{0.4} - 9.82\delta_{0.4}^2$ formülü yardımı ile hesaplanmıştır.

2. Veriler

Veriler, Newberg ve ark.'nın (1999) yayınladığı SDSS bantlarını kullanarak elde edilen dört renk fotometrisi kataloğundan alınmıştır. Bu katalogta, Galaksinin kuzey ve güney yarıkürelerinde olmak üzere toplam 0.8 derece^2 büyüklüğünde bulunan 20 alan içinde 1932 adet cisime ait veri bulunuyor. Bu cisimlerin 301'i galaksi, 12'si kuazar ve 1619'u yıldızdır. İncelenen alanlara ait veriler, Cetvel 1 de

verilmiştir. Gözlemler, Flagstaff'ta Naval Gözlemevi'ndeki 1.0m'lik teleskopun odak düzlemine yerleştirilmiş 1024×1028 CCD ile u´, g´, r´, i´ ve z´ filtrelerinde yapılmıştır.

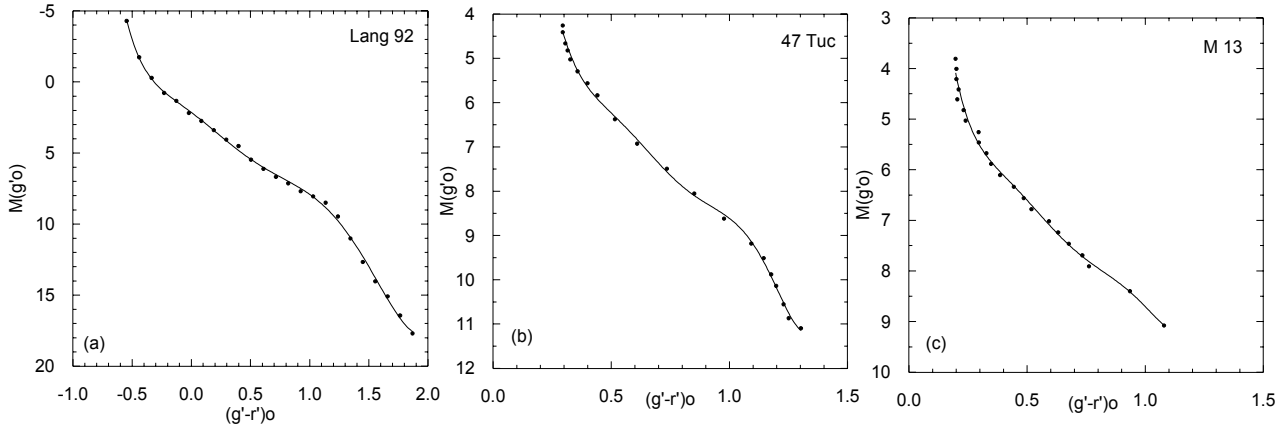
Cetvel 1. İncelenen 20 alana ait veriler (ℓ, b sırası ile galaktik boylam ve enlem, E(B-V) ise UBV sisteminde, kızarmanın sebep olduğu renk artığıdır).

Alan	ℓ	b	E(B-V)	Yıldız Sayısı
UM 673	161.616	-68.485	0.032	37
[HB89] 0201+365	138.934	-23.753	0.071	121
[HB89] 0207−003	160.996	-57.046	0.026	36
[HB89] 0216+080	156.904	-48.721	0.111	42
LBQS 0256−0000	176.504	-48.937	0.077	50
[HB89] 0308+190	162.981	-32.517	0.119	72
ASTROM C	186.312	-41.242	0.076	58
[HB89] 0636+680	147.175	24.138	0.060	129
[HB89] 0642+449	171.088	17.939	0.112	212
[HB89] 0731+653	151.003	29.125	0.041	115
ASTROM F	221.666	16.451	0.033	233
[HB89] 0836+710	143.543	34.420	0.031	70
[HB89] 0933+733	138.889	37.484	0.038	59
[HB89] 0953+549	159.605	48.156	0.007	47
LBQS 2231−0015	66.663	-47.302	0.058	63
SA 92−342	124.917	-62.133	0.027	18
SA 94−242/251	175.990	-49.137	0.071	20
SA 95−149	189.124	-38.010	0.338	22
RU 149G/D	217.168	7.045	0.097	199
Feige 34	173.307	58.967	0.013	16

İncelenen 20 alan içinde bulunan 1619 yıldızdan 545 tanesi u´-g´ veya g´-r´ renk indeksleri olmadığından, 131 tanesi g´-r´ < 0.138 veya g´-r´ > 0.925 değerlerine sahip olduğundan ve 95 tanesi de g_o´ > 19^m olduğu için değerlendirme dışı bırakılmıştır. Geriye kalan 848 yıldız kullanılarak Sloan fotometrisi yardımı ile metal gradiyenti araştırılmıştır.

3. Yöntem

Yıldızlar g´- r´ renk indekslerine göre üç popülasyona ayrılarak her biri için ayrı bir renk-kadir diyagramı kullanılmış ve M(g´) mutlak kadirleri elde edilmiştir. Popülasyon I yıldızları için kullanılan renk-kadir diyagramı verileri Lang'e (1992) aittir. Ara Popülasyon II ve Popülasyon II yıldızları için ise sırası ile, 47 Tuc. ve M 13 kümelerine ait renk-kadir diyagramları kullanılmıştır (Şekil 1). g´ görünen kadiri ile M(g´) mutlak kadirinin birlikte kullanılmasından (g−M(g) = 5logr−5+A(g)) Güneş'e olan r uzaklığı hesaplanmış ve yıldızların galaktik enlemleri yardımı ile de Galaksi düzlemine olan z = rsinb uzaklıkları bulunmuştur.



Şekil 1a-c. Mutlak kadir hesabında kullanılan renk-kadir diyagramları. (a) Pop I, (b) Ara Pop II, (c) Pop II için.

Yıldızların metal bolluğu, Fukugita ve ark. (1996) tarafından tanımı yapılmış olan Sloan fotometrisinin renk eşitlikleri,

u′-g′ = 1.38(U-B) + 1.14
g′-r′ = 1.05(B-V) – 0.23

ve Carney'in (1979) $[Fe/H] = 0.11 - 2.90\delta_{0.6} - 18.68\delta_{0.6}^2$ denklemi kullanılarak oluşturulan yeni bir metal bolluğu bağıntısından hesaplanmıştır.

Hyades kümesine göre morötesi farkları,

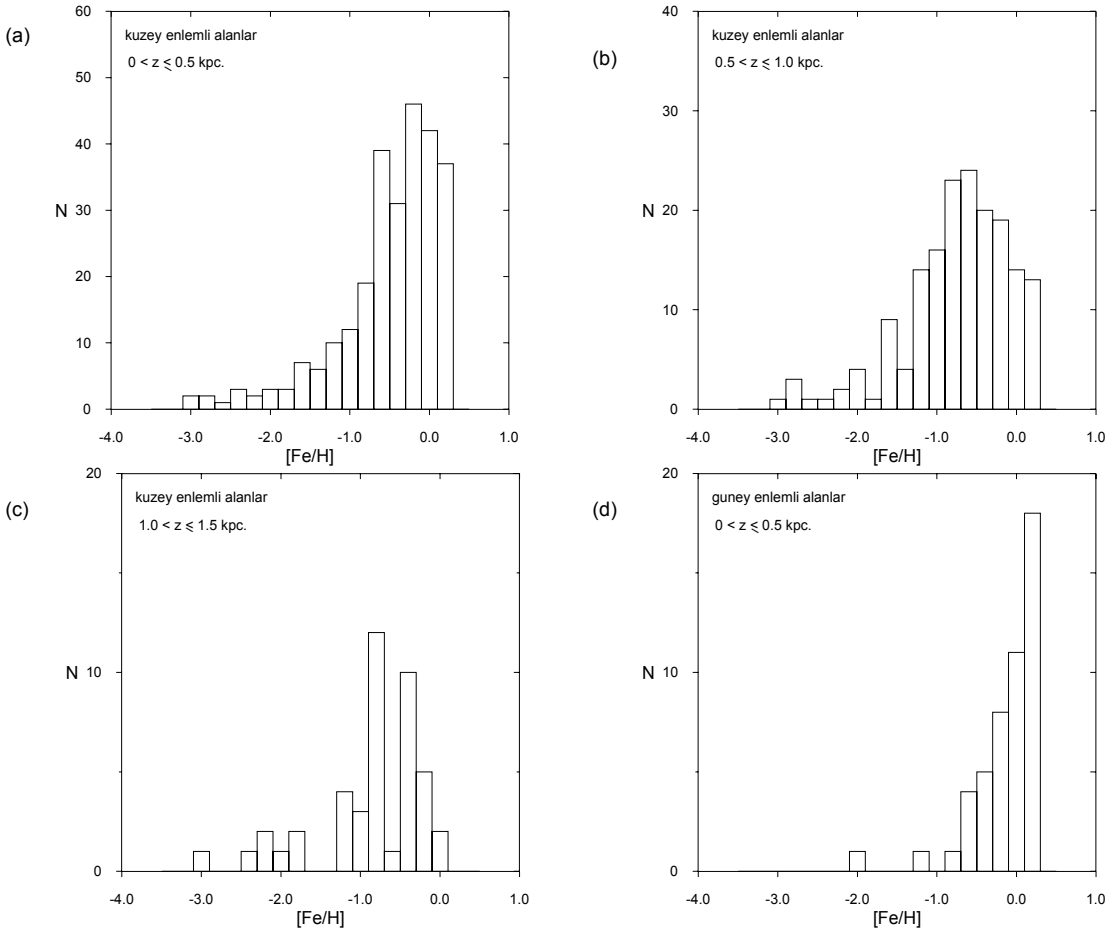
u′-g′ = 1.38(U-B) + 1.14 denklemi kullanılarak

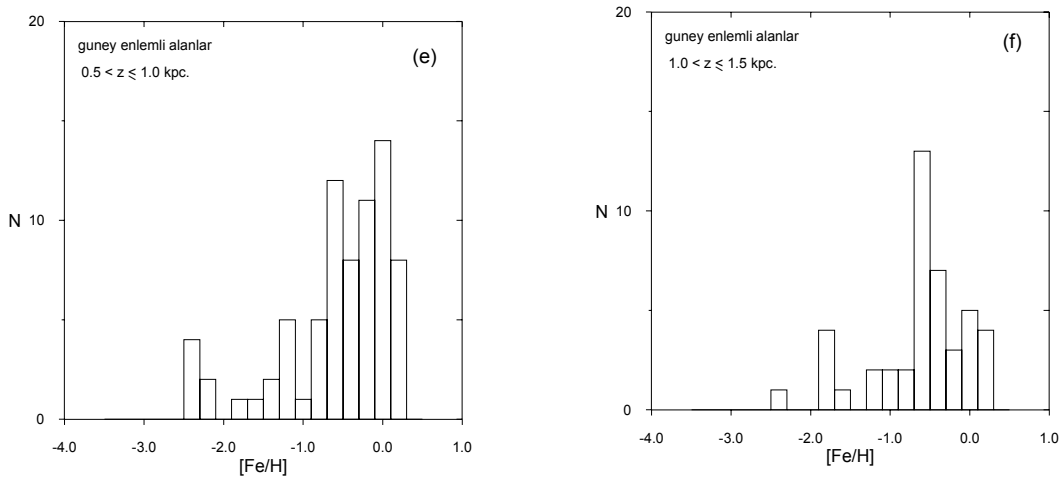
δ (u′-g′) = 1.38 δ (U-B) şeklinde elde edilmiştir. Sandage (1969), morötesi artıklarını $(B\text{-}V)_o$ = 0.6 renk indeksine normalleştirmişti. Bunun Sloan sistemindeki karşılığı ise $(g'\text{-}r')_o$ = 0.4 tür. O halde normalleştirilmiş morötesi farkları arasındaki ifade,

$\delta_{0.4}$ = 1.38 $\delta_{0.6}$ şeklinde yazılabilir. Buradan $\delta_{0.6}$ = 0.725 $\delta_{0.4}$ elde edilir ve bu ifade Carney'in (1979) denkleminde yerine yazılırsa, yeni metal bolluğu bağıntısı

$[Fe/H] = 0.11 - 2.10\delta_{0.4} - 9.82\delta_{0.4}^2$ bulunur.

Yıldızların Galaksi düzlemine olan z uzaklıkları ve metal bollukları hesaplandıktan sonra yıldızların belirli z aralıklarına göre metal bolluğu dağılımları elde edildi. Bu dağılımlar, Galaksinin kuzey ve güney yarıkürelerindeki yıldız alanlarına göre Şekil 2'de gösterilmiştir.





Şekil 2a-f. Galaksinin kuzey (a, b, c) ve güney (d, e, f) yarıkürelerindeki yıldız alanlarında bulunan yıldızların metal bolluğu dağılımı.

4. Metal Gradiyenti

Galaksimizin kuzey ve güney yarıkürelerindeki yıldız alanlarında $0 < z \leq 0.5$, $0.5 < z \leq 1.0$ ve $1.0 < z \leq 1.5$ aralıkları için metal bolluğu [Fe/H] ≥ -1.4 dex'e kadar olan yıldızların ortalama metal bolluğu ve z uzaklığı dikkate alınarak d[Fe/H]/dz metal gradiyenti hesaplanmıştır. [Fe/H] ≥ -1.4 dex'e kadar olan yıldızlar alınmıştır. Çünkü bu metal bolluğundan daha fakir olan yıldızların sayısı çok azdır.

Kuzey yarıkürede $0< z \leq 0.5$, $0.5 < z \leq 1.0$ ve $1.0 < z \leq 1.5$ aralıkları için ortalama metal bolluğu <Fe/H> ve ortalama z uzaklığı sırası ile –0.33 dex. ve 0.29 kpc., -0.54 dex. ve 0.70 kpc., -0.61 dex. ve 1.17 kpc. tir. Buradan kuzey yarıküre için, $0< z \leq 1.0$ ve $0.5< z \leq 1.5$ kpc. aralıklarında sırası ile d[Fe/H]/dz = (-0.54)–(-0.33)/0.70–0.29 = -0.51 ve d[Fe/H]/dz = (-0.61)–(-0.54)/1.17–0.70 = -0.15 dex./kpc. lik metal gradiyenti bulunmuştur.

Güney yarıkürede $0< z \leq 0.5$, $0.5 < z \leq 1.0$ ve $1.0 < z \leq 1.5$ aralıkları için ortalama metal bolluğu <Fe/H> ve ortalama z uzaklığı sırası ile –0.08 dex. ve 0.36 kpc., -0.26 dex. ve 0.73 kpc., -0.38 dex. ve 1.18 kpc. tir. Buradan güney yarıküre için, $0< z \leq 1.0$ ve $0.5< z \leq 1.5$ kpc. aralıklarında sırası ile d[Fe/H]/dz = (-0.26)–(-0.08)/0.73–0.36 = -0.49 ve d[Fe/H]/dz = (-0.38)–(-0.26)/1.18–0.73 = -0.27 dex./kpc. lik metal gradiyenti bulunmuştur.

5. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışma, Newberg ve ark.'nın (1999) kataloğundaki veriler yardımı ile yapılmıştır. Bu yazarlar, çalışmalarında farklı bir yöntem kullanarak değeri verilmeyen bir metal gradiyenti bulmuşlardır. Biz ise klasik yöntemi kullanarak $0< z \leq 1.0$ ve $0.5< z \leq 1.5$ kpc. aralıklarında kuzey ve güney yarıkürelerdeki yıldız alanlarında sırası ile -0.51 dex/kpc., -0.15 dex/kpc. ve -0.49 dex/kpc., -0.27 dex/kpc. lik metal gradiyentleri bulduk.

Küçük z uzaklıklarındaki gradiyent daha fazladır. O halde bu uzaklıklarda galaksinin çökerek oluştuğu şeklindeki senaryo geçerlidir. Daha büyük uzaklıklarda ise gradiyent daha azdır. Bu uzaklıklarda ise Galaksimizin birtakım cüce galaksilerle birleşmesi sonucu bir karışım olmuş olabilir.

6. Kaynaklar

Carney, B.W. 1979, ApJ, 233, 211
Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J.E., Doi, M., Shimasaku, K., Schneider, D.P. 1996, AJ, 111, 1748
Karaali, S., Bilir, S. İ.Ü. Araştırma Fonu Projesi, Proje No: 1417/05052000.
Lang, K.R. 1992, Astrophysical Data I. Planets and Stars, Berlin, Springer-Verlag
Newberg, H.J., Richards, G.T., Richmond, M., Fan, X. 1999, ApJS, 123, 377
Sandage, A. 1969, ApJ, 158, 1115

Yeni Galaksi Model Parametreleri

S. Karaali[1], S. Bilir[1] ve G. Gilmore[2]

[1] İ. Ü. F. F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite İstanbul
[2] Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge, CB3 OHA, UK
karsa@istanbul.edu.tr

Özet.
Cambridge Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nden sağlanan, 6.571 derece karelik alan içindeki 10 342 yıldız kullanılarak Galaksimize ait yeni model parametreleri tayin edilmiştir. *Yıldız sayımları* yerine, Galaksi düzlemine dik doğrultuda değişen ve *birim mutlak kadir* için hesaplanan gözlemsel ve teorik *yıldız yoğunlukları* karşılaştırılmıştır. Geç spektrel tipten İnce Disk (TN0), orta spektrel tipten İnce Disk (TN1), Kalın Disk (TK) ve Halo (H) popülasyonlarının farklı birleşimleri, farklı model parametrelerinin elde edilmesine sebep olmuştur. Bu durum, literatürdeki model parametrelerinin farklılığının farklı mutlak kadirdeki yıldızların kullanılmasından kaynaklandığını göstermektedir.

En uygun parametreler, gözlemsel yoğunluk fonksiyonları ile model karşılaştırılmasından elde edilen ve Hipparcos'a ait yerel ışıma gücü fonksiyonu ile en iyi uyuşan ışıma gücü fonksiyonunun elde edilmesini sağlayan model parametreleridir: İnce Disk'e ait yükseklik ölçeği H_1 = 285 pc, logaritmik yerel yoğunluk n_1 = 7.51; Kalın Disk'e ait yükseklik ölçeği H_2 = 902 pc, logaritmik yerel yoğunluk n_2 = 6.31, İnce Disk'e göre göreceli değeri n_2/n_1 = 0.063; Halo'ya ait logaritmik yerel yoğunluk n_3 = 3.73, İnce Disk'e göre göreceli değeri n_3/n_1 = 0.00017 dir.

Anahtar Kelimeler: Galaksi: genel – Galaksi: model – Galaksi: yapı

1. Giriş

Gilmore ve Reid (1983) ın Güney Galaksi Kutbu'nda yaptıkları gözlemlerin Disk ve Halo'dan oluşan Galaksi modeli ile uyuşmaması, "*Kalın Disk*" olarak adlandırılan yeni bir bileşenin varlığının kabulü ile sonuçlanmıştır. Bugün, Galaksi bileşenleri İnce Disk (Pop I), Kalın Disk (Ara Pop II) ve Halo (Pop II) olarak bilinmektedir. Yaklaşık 20 yıldan beri bu bileşenlere ait gözlemlerle yıldız sayımlarına dayanan modeller karşılaştırılmakta ve Galaksi bileşenlerinin özellikleri tespit edilmeğe çalışılmaktadır. Yıldız yoğunlukları (birim hacimdeki yıldız sayısı) hem Galaksi düzlemine dik doğrultuda ve hem de Galaksinin dönme yönünde değişmektedir. Bu değişim, her bir disk için iki üstel ifadenin çarpımı şeklinde ifade edilmektedir. Yoğunluk ifadesinde, göz önüne alınan diskin *yerel yoğunluk değeri* (Güneş yakınındaki yoğunluk), *yükseklik ölçeği ve uzunluk ölçeği* parametre olarak yer almaktadır. Halo'ya ait yoğunluk ise iki türlü ifade edilebilir; de Vaucouleurs sferoidi veya kuvvet kanunu. Burada da, eksenler oranı ve kuvvet kanunundaki indeksten başka, *yerel yoğunluk değeri* parametre olarak yer almaktadır. Yıllardan beri bu parametrelerin tayin edilmesine çalışılmaktadır. En büyük değişim Kalın Disk'te olmuştur. Başlangıçta, Galaksi düzlemine dik doğrultuda $1.5 < z < 2.5$ kpc aralığında etkin olduğu düşünülen bu Galaksi bileşeninin bugün 4 – 5 kpc uzaklıklara kadar etkin olduğu belirtiliyor (Majewski 1993). Ayrıca, Gilmore ve Reid (1983) tarafından tayin edilen H = 1300 pc lik yükseklik ölçeğinin güncel değeri 1000 pc in çok altına düşmüştür. Tersine, İnce Disk'e göre yerel yoğunluğu %2 den %10 lara kadar çıkmıştır. Tablo 1 de, Galaksi bileşenlerine ait birkaç çalışmada elde edilen parametreler verilmiştir.

Bu çalışmada, Cambridge Üniversitesi'nden sağlanan ve 6.571 derece karelik alan içinde bulunan 10 342 yıldız kullanılarak çizilen **yoğunluk fonksiyonlarının teorik yoğunluk fonksiyonları** ile karşılaştırılarak yerel yoğunluk ve yükseklik ölçeği parametrelerinin tayini amaçlanıyor.

Tablo 1. Galaksi Modelleri. (B&S: Bahcall & Soneira, BRK: Buser, Rong & Karaali). Yerel yoğunluk oranları İnce Disk'e göredir. (*) = yıldız / pc^3

Parametre	B&S (1984)	Gilmore (1984)	Robin ve ark. (2000)	Chen ve ark. (2001)	BRK (1999)
İnce Disk					
Yoğunluk kanunu	Üstel	Üstel	Einasto(1979)	Üstel	Üstel
Yükseklik ölçeği (pc)	90 – 325	90 – 325	90 – 270	90 – 325	286
Uzunluk ölçeği (pc)	3500	4000	──	──	──

Kalın Disk					
Yoğunluk kanunu	Üstel	Üstel	Üstel	Üstel	Üstel
Yükseklik ölçeği (pc)	——	1300	750	580 – 750	910
Yerel yoğunluk oranı	——	%2	%5.6	%(6.5–13)	%5.9
Halo					
Yoğunluk kanunu	Vaucouleurs	Vaucouleurs	Kuvvet	Kuvvet	Vaucouleurs
Yerel Yoğunluk oranı	%0.150	%0.125	1.64×10^{-4} (*)	%0.125	%0.045
Eksen oranı	0.80	0.80	0.76	0.55	0.84
Kuvvet kanunu indeksi	——	——	2.44	2.50	——

2. Metod

Parametre tayininde Phleps ve ark. (2000) na ait yöntem kullanılarak teorik ve gözlemsel uzay yıldız yoğunlukları karşılaştırılmıştır. Ancak bu çalışmada **birim mutlak kadir aralığına ait yoğunluk** hesaplamakla bir farklılık getirilmiştir. İnce Disk ve Kalın Disk yoğunlukları için kullanılan formül,

$$D_i(z) = n_i \exp(-z/H_i) \qquad (1)$$

dir. Burada z Galaksi düzlemine olan uzaklık, n_i ve H_i ise yerel yoğunluk ve yükseklik ölçeğidir (İnce Disk için i = 1, Kalın Disk için i = 2). Halo için,

$$D(z,l,b) = \rho_o \frac{\exp\left[-10.093(R/R_o)^{1/4} + 10.093\right]}{(R/R_o)^{7/8}} \cdot \left[1 - \frac{0.08669}{(R/R_o)^{1/4}}\right] \qquad (2)$$

formülü kullanıldı. Burada ρ_o yerel yoğunluk, R_o Güneş'in Galaksi merkezine olan uzaklığı (8.6 kpc), R Galaksi merkezine olan uzaklıktır. Galaksi merkezine olan uzaklığın Galaksi düzlemine izdüşümü x ve Halo'ya ait düzleşme katsayısı da κ ile gösterilirse

$$x = (R_o^2 + r^2 \cos^2 b - 2 R_o r \cos b \cos l)^{1/2} \qquad (3)$$
$$R = (x^2 + z^2/\kappa^2)^{1/2} \qquad (4)$$

olur. Burada l ve b, sırası ile, yıldız alanının merkezinin galaktik koordinatlarıdır (l = 84°.27, b = + 44°.90).

3. Mutlak Kadir ve Uzaklıklar

Bir yıldıza ait $M(g_o')$ mutlak kadiri, Bilir ve ark. (2002, bundan sonra BKG) de verilen uygun renk-kadir diyagramı yardımı ile tayin edilmiş, Güneş'e uzaklığı r ise parsek cinsinden

$$g_o' - M(g_o') = 5 \log r - 5 \qquad (5)$$

formülü ile hesaplanmıştır. Yıldıza ait r uzaklığı ve bulunduğu alt alanın (büyüklük ≅ 0.2 derece kare) b_a galaktik enlemi, yıldızın Galaksi düzlemine olan z uzaklığını hesaplama olanağı verir:

$$z = r \sin b_a \qquad (6)$$

BKG'da belirtildiği gibi, İnce Disk TN0 (geç spektrel tipten) ve TN1 (orta spektrel tipten) olarak ikiye ayrılmış olup mutlak kadir dağılımı r nin bir fonksiyonu olarak TN0, TN1, TK (Kalın Disk) ve H (Halo) için ayrı ayrı hesaplanmıştır. Tablo 2 de, bir örnek olarak, TN0 a ait mutlak kadir dağılımı verilmiştir. Her mutlak kadir aralığı için aşağıdaki formülle hesaplanan r_l tamlık sınırları bu tabloda yatay kalın çizgilerle belirtilmiştir:

$$g_o' - M(g_o^{'}) = 5 \log r_l - 5 \qquad (7)$$

Burada $g_o^{'}$ limit görünen kadir, $M(g_o^{'})$ ise göz önüne alınan $M_1 - M_2$ mutlak kadir aralığındaki M_1 ve M_2 mutlak kadirlerden birini temsil ediyor. Logaritmik yoğunluk fonksiyonları, $D^* = \log D + 10$, dört popülasyon için ayrı ayrı hesaplanmış ve gerektiği şekilde birleştirilmiştir. Burada $D=N/\Delta V_{1,2}$, $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2.(\square/3).(r_1^3 - r_2^3)$, $\square$: alanın derece kare cinsinden büyüklüğü (6.571 derece kare), r_1 ve r_2: $\Delta V_{1,2}$ hacmindeki kesik piramidin limit uzaklıkları, N: **birim mutlak kadirdeki** yıldız sayısı ve $\langle z^* \rangle$ de göz önüne alınan yıldızların Galaksi düzlemine olan ortalama uzaklığı.

Tablo 2. TN0 İnce Disk'e ait yıldızların uzaklık ve mutlak kadir aralıklarına dağılımı. Uzaklıklar parsek cinsindendir. z^*, r ($r_1 < r < r_2$) uzaklığındaki yıldızların Galaksi düzlemine uzaklıklarının, yani $z = r \sin b_a$ lerin, ortalamasıdır. Burada b_a: yıldızların bulunduğu alt alanın Galaktik enlemidir. Gölgeli bölgeler, tamlık sınırları dışında olduğundan, istatistiğe katılmamıştır.

		$M(g_o') \rightarrow$	8-9		9-10		10-11		11-12		12-13		13-14	
No	r_1	r_2	z^*	**N**	z^*	**N**	z^*	**N**	z^*	**N**	z^*	**N**	z^*	**N**
1	0	100												
2	100	200							125	12	112	21	99	1
3	200	300			192	3	195	39	183	90	180	53	200	2
4	300	400			258	23	253	128	249	117	249	44		
5	400	500	326	5	320	94	318	136	317	138	320	29		
6	500	600	391	13	384	67	387	155	391	133	359	4		
7	600	700	463	16	457	68	458	135	456	76				
8	700	800	496	5	527	42	526	135	525	39				
9	800	900			597	33	602	131	580	14				
10	900	1000			674	47	669	123						
11	1000	1200			783	90	766	120						
12	1200	1400	961	3	915	115	894	44						
13	1400	1600			1055	76								
14	1600	1800			1136	7								
		Toplam		42		665		1146		619		151		3

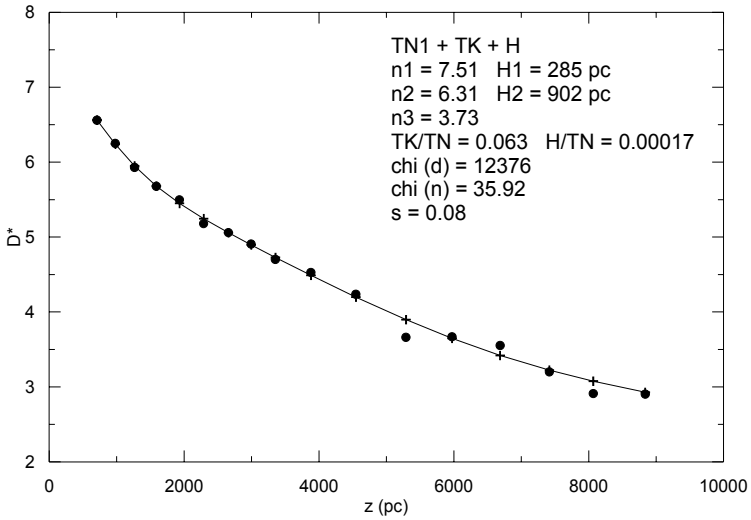
4. Model Parametrelerinin Tayini

Model parametreleri, gözlemsel ve teorik yoğunlukların Galaksi düzlemine dik doğrultudaki değişimlerinin χ^2 yöntemine göre karşılaştırılmasından elde edilmiştir. Önce, TN0, TN1, TK ve H ya ait gözlemsel uzay yoğunlukları ile bunlara karşılık gelen teorik yoğunluklar karşılaştırılarak bu popülasyonlar için yerel yoğunluk ve yükseklik ölçeklerinin değişim aralıkları tayin edilmiş, sonra bu popülasyonlar üç farklı şekilde birleştirilmiş, model parametrelerinin belirtilen değişim aralığında değişmesi sağlanmış ve χ^2_{min} ye karşılık gelen parametre değeri tespit edilmiştir. TN0, TN1, TK ve H ya ait parametre değişim aralıkları, sırası ile, yerel yoğunluklar için 7.5 – 9.0, 6.5 – 8.0, 5.5 – 7.0 ve 3.0 – 4.7; yükseklik ölçekleri (Halo dışında) için 100 – 250, 180 – 400 ve 650 – 1400 pc tir. Değişim adımları yerel yoğunluklarda (logaritmik olarak) 0.01, yükseklik ölçeklerinde ise 1 pc tir.

4.1. TN1, TK ve H Verileri Yardımı ile Parametre Tayini

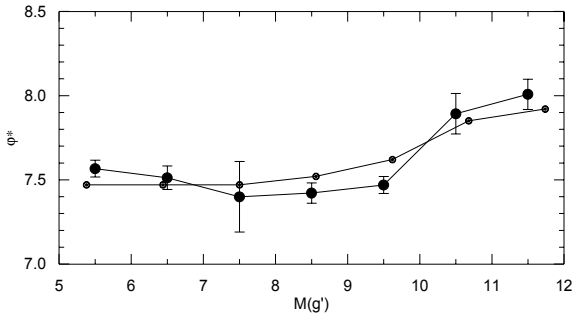
TN1 popülasyonuna ait mutlak kadirlerin tam olduğu aralık $6 < M(g_o') \leq 9$ dur; ayrıca bu aralıkta Hipparcos (Jahreiss ve Wielen 1997) a ait yerel yoğunluk yaklaşık olarak sabittir. TK ve H ya ait mutlak kadirlerin tamlık aralıkları ise, sırası ile $5 < M(g_o') \leq 7$ ve $4 < M(g_o') \leq 6$ dır. TN1, TK ve H popülasyonlarına ait **birim mutlak kadir aralığındaki** yoğunluklar, mutlak kadirlerin tam olduğu aralıklarda ve r uzaklığına ait tamlık sınırları içinde birleştirilerek teorik yoğunluklarla karşılaştırılmış (Şek.1) ve aşağıdaki model parametreleri bulunmuştur (n_i, i = 1, 2, 3, yerel yoğunluğu, H_i, i = 1, 2 ise yükseklik ölçeğini gösteriyor. Yoğunluklar logaritmik, uzunluklar pc cinsindendir):

$$\begin{array}{llll} \text{İnce Disk} & \text{TN1: } n_1 = 7.51 & n_2/n_1 = 0.063 & H_1 = 285 \\ \text{Kalın Disk} & \text{TK : } n_2 = 6.31 & n_3/n_1 = 0.0001 & H_2 = 902 \\ \text{Halo} & \text{H : } n_3 = 3.70 & & \end{array} \qquad (8)$$



Şek.1. TN1, TK ve H popülasyonlarına ait teorik (+) ve gözlemsel (●) yoğunlukların karşılaştırılmasından elde edilen model parametreleri. Yükseklik ölçekleri (H_i) parsek, bölgesel yoğunluklar (n_i) logaritmiktir. Oranlar, ilgili popülasyonların İnce Disk'e göre normalleştirilmiş yoğunluklarıdır. Chi (d) (birim 10^{-10}) ve chi (n): yoğunluk ve sayısal karşılaştırmalara ait minimum χ^2, *s*: standart sapmadır.

Bu parametrelerden oluşturulan Galaksi modeli ile $5 < M(g_o') \leq 6$, $6 < M(g_o') \leq 7$, $7 < M(g_o') \leq 8$, $8 < M(g_o') \leq 9$, $9< M(g_o') \leq 10$, $10 < M(g_o') \leq 11$ ve $11 < M(g_o') \leq 12$ mutlak kadir aralığındaki gözlemsel yoğunluklar karşılaştırılmasından elde edilen ışıma gücü fonksiyonu ile Hipparcos'a ait ışıma gücü fonksiyonunun uyuşması (Şek.2) model parametrelerinin doğruluğunu kanıtlamaktadır.

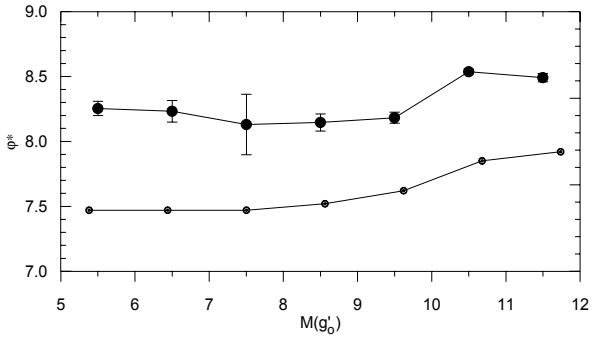


Şek.2. TN1, TK ve H ya ait verilerden oluşturulan Galaksi modeli ve gözlemsel uzay yoğunluklarının karşılaştırılmadan elde edilen ışıma gücü fonksiyonu (●) ve Hipparcos'a ait ışıma gücü fonksiyonu (⊙)

4.2. TN0, TN1, TK ve H Verileri Yardımı ile Parametre Tayini

Yukarıdaki verilere, TN0 ra ait veriler de eklenerek yeni model parametreleri tayin edilmiştir. TN0 ın tam olduğu mutlak kadir aralığı $9 < M(g_o') \leq 12$ olup bu aralıkta Hipparcos'a ait yerel yoğunluk değeri göreceli olarak büyüktür. TN0, TN1, TK ve H popülasyonlarına ait **birim mutlak kadir aralığındaki** yoğunluklar (4.1) de anlatıldığı gibi birleştirilmiş ve teorik yoğunluklarla karşılaştırılarak aşağıdaki parametreler ve bu parametrelerin kullanılmasından oluşan model yardımı ile de Şek.3 teki ışıma gücü elde edilmiştir (semboller ve birimler yukarıda açıklandığı gibidir, "0" indisi TN0 ı temsil ediyor).

TN0	$n_o = 8.38$	$n_1/n_o = 0.087$	$H_o = 136$	
TN1	$n_1 = 7.32$	$n_2/n_o = 0.020$	$H_1 = 180$	(9)
TK	$n_2 = 6.71$	$n_3/n_o = 0.0001$	$H_2 = 650$	
H	$n_3 = 4.38$	$n_2/n_1 = 0.245$		
		$n_3/n_1 = 0.00115$		

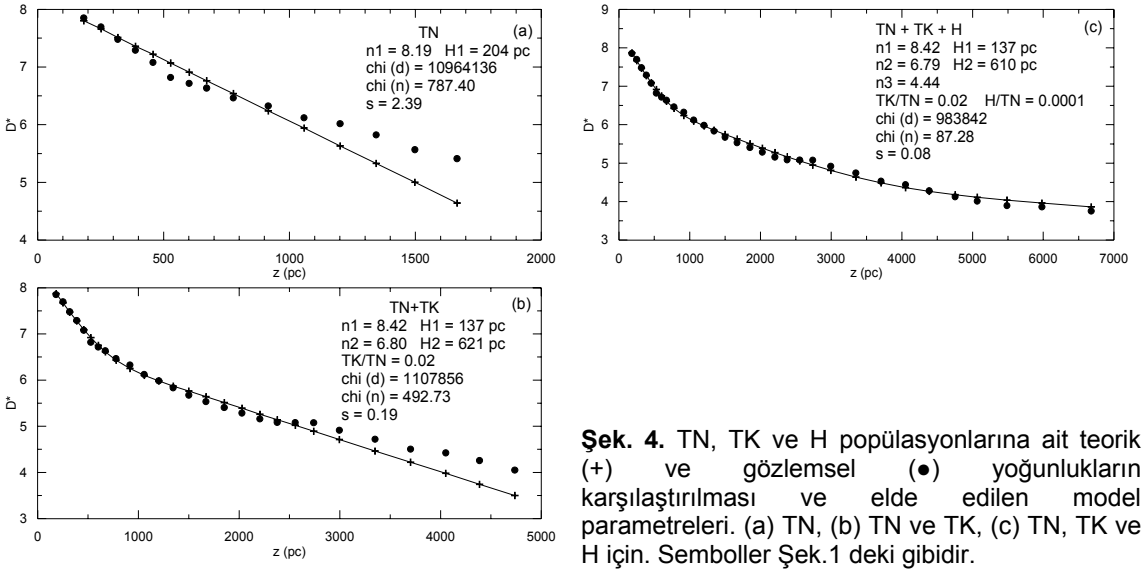


Şek.3. TN0 TN1, TK ve H ya ait verilerden oluşturulan Galaksi modeli ile gözlemsel uzay yoğunluklarının karşılaştırılmadan elde edilen ışıma gücü fonksiyonu (●) ve Hipparcos'a ait ışıma gücü fonksiyonu (⊙).

4.3. TN, TK ve H Verileri Yardımı ile Parametre Tayini

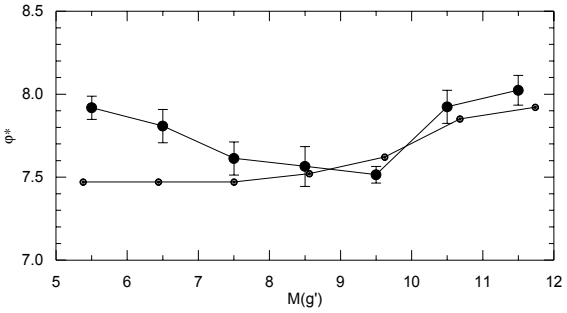
Literatürde, İnce Disk'in TN0 ve TN1 şeklinde bir ayırımı yapılmamakta, Galaksi düzlemine uzaklığı $z < 1.5$ kpc aralığında olan yıldızlar İnce Disk olarak kabul edilmektedir. Model parametresi tayininde bu yaklaşımı dışta tutmamak için TN0 ve TN1 birleştirilmiş ve değişim aralığının $200 < z < 1700$ pc olduğu görülmüştür. O halde bu yıldızlar İnce Disk olarak sınıflandırılabilir. Bu popülasyon TN, yerel yoğunluğu ve yükseklik ölçeği de n_1 ve H_1 sembolleri ile gösterilmiştir. TN'e ait gözlemsel ve teorik yoğunlukların karşılaştırılması Şek.4a da verilmiştir; uyum olmadığı görülüyor (standart sapma D^* birimi cinsinden $s = \pm 2.39$). Ayrıca $n_1 = 8.19$ ve $H_1 = 204$ pc parametreleri de beklenenden farklıdır. TN ve TK nın birleştirilmiş fonksiyonlarının karşılaştırıldığı Şek.4b ve TN, TK, H için yapılan karşılaştırılmanın bulunduğu Şek.4c, ilk şekle göre daha iyi görülüyor. Sonuç parametreleri aşağıda verilmiştir:

TN	$n_1 = 8.42$	$n_2/n_1 = 0.02$	$H_1 = 137$	
TK	$n_2 = 6.79$	$n_3/n_1 = 0.0001$	$H_2 = 610$	(10)
H	$n_3 = 4.44$			



Şek. 4. TN, TK ve H popülasyonlarına ait teorik (+) ve gözlemsel (●) yoğunlukların karşılaştırılması ve elde edilen model parametreleri. (a) TN, (b) TN ve TK, (c) TN, TK ve H için. Semboller Şek.1 deki gibidir.

Bu parametrelerle oluşturulan Galaksi modeli gözlemsel yoğunluk değerleri ile şeklen uyuşmakla beraber (buna ait şekil verilmemiştir) bu karşılaştırmadan elde edilen ışıma gücü fonksiyonu ile Hipparcos'a ait ışıma gücü fonksiyonu arasında sistematik bir fark vardır (Şek.5).



Şek.5. Şek.4 te elde edilen model parametrelerinin gözlemsel yoğunluk histogramları ile karşılaştırılmasından bulunan ışıma gücü fonksiyonu (●) ve Hipparcos'a ait ışıma gücü fonksiyonu (⊙).

5. Sonuç

Galaksimize ait üç takım model parametresi tayin edildi. Bütün parametre ve göreceli yerel yoğunluk değerleri literatürde verilen değişim aralığı içinde yer alıyor (yoğunluklar logaritmik, uzunluklar pc cinsinden):

Galaksi Bileşeni	Parametre	Değişim Aralığı	İnce Disk'e göre oran
İnce Disk	Yerel yoğunluk	7.32 – 8.42	– – – – –
	Yükseklik ölçeği	136 – 285	– – – – –
Kalın Disk	Yerel yoğunluk	6.31 – 6.79	0.02 – 0.06
	Yükseklik ölçeği	610 – 902	– – – – –
Halo	Yerel yoğunluk	3.73 – 4.44	0.0010 – 0.0012

Parametreler, popülasyon tiplerinin ayırımına, karşılaştırılan gözlemsel verilere karşılık gelen mutlak kadirlere çok bağlıdır. Geç spektrel tipten İnce Disk (TN0) yıldızları, Kalın Disk'in yükseklik ölçeğini kısaltır ve yerel yoğunluk değerini artırır. En uyumlu ışıma gücü fonksiyonu, TN0'ın dışındaki yıldızlardan elde edilmiştir. Literatürde farklı parametrelerin bulunması, farklı türden (farklı spektrel tipten) yıldızlara ait verilerin kullanılmasından kaynaklanmaktadır. Hatalar aşağıda belirtilmiştir:

	TN0	TN1	TK	H
n (yerel yoğunluk)	± 0.04	± 0.03	± 0.06	± 0.10
H (yükseklik ölçeği, pc)	± 1, (0.01)	±3, (0.01)	±8, (0.01)	– – –

Bu çalışma İ.Ü. Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje numarası 1417/05052000.

6. Kaynaklar

Bahcall, J. N., & Soneira, R. M. 1984, ApJS, 55, 67
Bilir, S., Karaali, S. & Gilmore, G. 2002, XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı
Buser, R., Rong, J., & Karaali, S. 1999, A&A, 348, 98
Chen, B., & SDSS Çalışanları. 2001, ApJ, 553, 184
Einasto, J. 1979, IAU Symp., 84, 451
Gilmore, G., & Reid, N. 1983, MNRAS, 202, 1025
Gilmore, G. 1984, MNRAS, 207, 223
Jahreiss, H., & Wielen, R. 1997 (Hipparcos) ESAASP, 402, 675
Majewski, S. R. 1993, ARA&A, 31, 575
Phleps, S., Meisenheimer, K., Fuchs, B., & Wolf, C. 2000, A&A, 356, 108
Robin, A. C., Reylé, C., & Crézé, M. 2000, A&A, 359, 103

Yeni Bir Metal Bolluğu Kalibrasyonu

S. Karaali, S. Bilir, Y. Karataş, ve S. G. Ak

İ. Ü. F. F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite İstanbul
karsa@istanbul.edu.tr

Özet. $-2.70 \leq$ [Fe/H] $\leq +0.26$ dex metal bolluğu aralığında 88 cüce yıldız kullanılarak yeni bir metal bolluğu kalibrasyonu elde edilmiştir. Örneğimizdeki yıldızların %65 ini içeren ve yüksek spektroskopik çözünürlüğe sahip olan, Cayrel de Stroble ve ark. (2001) e ait katalog ayrıntılı metal bolluğu elde edilmesini sağlamıştır. Aşağıdaki şartlardan en az birini sağlayan 77 yıldız yeni kalibrasyonun oluşturulmasında "*köşe taşları*" olarak kullanılmıştır: (a) yıldızın paralaksı 10 yay saniyesinden büyük (Güneşe uzaklığı 100 parsekten küçük) ve galaktik enlemi mutlak değerce 30^o den büyüktür, (b) galaktik enlemi mutlak değerce küçük ise paralaksı çok büyüktür veya bunun tersi. Şimdiye kadar yapılan çalışmalardan farklı olarak, yeni kalibrasyon üçüncü dereceden bir polinomla ifade edilmiştir: [Fe/H] = $0.10 - 2.76\delta - 24.04\delta^2 + 30.00\delta^3$. Bu kalibrasyondaki katsayılar, Hyades kümesinin metal bolluğundan bağımsız olarak, en küçük kareler yöntemi ile hesaplanmıştır. Buna rağmen sabit terim, bu küme için farklı yazarlar tarafından tayin edilen metal bolluğu değerleri arasında bulunur: $+0.08 \leq$ [Fe/H] $\leq +0.11$ dex. Bu çalışmadaki ortalama sapma ve ortalama hata, Carney (1979) e ait kalibrasyonun geçerli olduğu [Fe/H] ≥ -1.75 dex için, Carney'in ortalama sapma ve ortalama hatasına eşittir. Bu kalibrasyon, metalce çok fakir yıldızların metal bolluğunu tayin etmede kullanılabilme özelliği ile bir üstünlük sağlamaktadır.

Anahtar kelimeler: yıldızlar: metal bolluğu – yıldızlar: metal bolluğu kalibrasyonu – yıldızlar: metalce fakir

1. Giriş

Metal bolluğu, Galaksinin incelenmesinde çok önemli rol oynar. Çünkü, Galaksi düzlemine dik veya radyal doğrultuda metal gradiyentinin olup olmaması, Galaksi için farklı bir oluşum senaryosunu gerektiriyor. Gradiyentin varlığının kanıtlanması halinde, Galaksinin çökerek oluştuğu şeklindeki senaryonun kabul edilmesi gerekir. Bu düşüncenin öncüleri Eggen, Lynden–Bell ve Sandage (1962, ELS) olup bununla ilgili tartışmalar Gilmore, Wyse ve Kuijken (1989) tarafından derlenmiştir. Metal bolluğunun olmaması halinde ise Galaksinin bir takım cüce galaksilerin birleşmesi veya Galaksimize dışarıdan önemli miktarda gaz akışı sonucunda oluştuğu şeklindeki düşüncenin kabul edilmesini zorunlu kılıyor. Bu konuda da birçok çalışma yapılmıştır; Searle ve Zinn (1978, SZ) ve Schuster ve Nissen (1989) ın çalışmaları örnek olarak gösterilebilir. Bu tezi savunanlar, Galaksinin çökmesinin yavaş olduğunu iddia etmekte ve kaynak olarak da küresel kümeler arasındaki büyük yaş farkı gösterilmektedir. Bununla beraber, yeni çalışmalar küresel kümelerin büyük bir kısmının yaş farklarının iddia edildiği kadar büyük olmadığını gösteriyor (Rosenberg ve ark. 1999).

Metal gradiyentinin tespiti duyarlı metal bolluğu tayinini gerektiriyor. U bandının bulunduğu fotometri sistemleri, metal bolluğunun bir fonksiyonu olan morötesi artığının hesaplanmasına olanak vermektedir. uvby-β (Strömgren 1966), VBLUW (Walraven ve Walraven 1960, Trefzger ve ark. 1995), RGU (Buser ve Fenkart 1990) ve UBV (Carney 1979) örnek olarak verilecek fotometri sistemleridir. Çok kullanışlı olan UBV fotometrisinde normalleştirilmiş $(\delta_{U-B})_{0.6}$ renk artığı ile [Fe/H] metal bolluğu arasındaki kalibrasyon, farklı araştırıcılar tarafından farklı şekilde verilmektedir. Buser ve Kurucz (1992), gerek deneysel (Cameron 1985 ve Carney 1979) ve gerekse teorik modellerle (Buser ve Kurucz 1978, 1985 ve Vandenberg ve Bell 1985) bulunan bu kalibrasyonların karşılaştırılmasını yapmışlardır. Cayrel de Strobel ve ark. (2001) yüksek kaliteli gözlemler ve dikkatli incelemelerde bile yanlış değerlendirmeler yapılabileceğini ayrıntılı olarak anlatmaktadırlar.

Bu çalışmadaki amaç, güncel UBV ve [Fe/H] verilerini kullanarak ve Cayrel de Strobel ve ark. (2001) in belirttiği durumları değerlendirerek yeni bir metal bolluğu kalibrasyonu elde etmektir. Böylece, Carney (1979) un [Fe/H] = –1.75 dex lik limitinden 1 dex daha fakir yıldızlara ulaşarak metalce çok fakir ([Fe/H] = –2.75 dex) yıldızların metal bolluğunu tayin etmek sureti ile Galaksimizin oluşum ve evrimi ile ilgili çalışmalara katkıda bulunacağımızı umuyoruz.

2. Veriler

Tablo 1 de (yıldız örneğinin bir kısmı için) verilen veriler üç farklı kaynaktan alınmıştır: (1) 57 yıldıza ait veriler Cayrel de Strobel ve ark. (2001) den alınmış olup bunların yüzey çekim ivmeleri log g $\geq$ 4.5 tir. Bu katalog, yüksek çözünürlü spektroskopi ile tayin edilen metal bollukları hakkında ayrıntılı bilgi sağlamaktadır. (2) Büyük kütleli 11 yıldıza ait veriler, aynı yazarların başka bir kataloğundan alınmıştır (Cayrel de Strobel ve ark. 1997). Bu kataloğun üstünlüğü, [Fe/H] = –2.70 dex kadar metalce fakir yıldız içermesidir. Bununla beraber bunların yüzey çekim ivmeleri biraz daha küçüktür, log g $\geq$

4.0. UBV kadir ve renkleri için, "*General Catalogue of Photometric Data*"[1] (Mermilliod ve ark. 1997) da toplanmış özel kataloglara başvurulmuştur. Tablo 1 in 11 ve 12 inci sütunlarında yer alan paralaks ve galaktik enlem SIMBAD veri tabanından sağlanmıştır. (3) Carney (1979) in kataloğunda bulunan cüce yıldızlardan 22 tanesi seçilerek örneğimize katılmıştır. Her ne kadar bu katalogda çok sayıda yıldız varsa da bunlardan 8 tanesi Cayrel de Strobel ve ark. (1997, 2001) nın kataloglarında ortak, 12 tanesi de SIMBAD veri tabanına göre değişen yıldızlardır. Carney'in kataloğunda yer almayan T_{eff} ve log g parametreleri Tablo 1 in "*Açıklama*" sütununda belirtilen yazarlardan alınmıştır.

Yukarıda adı geçen kataloglarda var olan yüzlerce yıldızdan, kalibrasyonda kullanılan 88 yıldızın seçilişinde kullanılan yöntem aşağıda verilmiştir: Cayrel de Strobel ve ark. (2001) ve Carney (1979) dan alınan, sırası ile, 57 ve 20 yıldızdan çoğunun paralaksı 10 *mas* (mili yay saniyesi) den, galaktik enlemi de mutlak değerce 30^o den büyüktür. Uzaklıkları 100 pc ten daha küçük olan bu orta/yüksek galaktik enlemli yıldızlar yıldızlararası kızarmadan etkilenmemiş olarak kabul edilebilir ve UBV verilerinde bir düzeltme yapılmasına gerek kalmaz. Bununla beraber, bu şartların ikisini de sağlamadığı halde yıldızlararası kızarmadan bağımsız olan yıldızlar da vardır. BD +36 2165 (π = 8.11 *mas*, *b* = $67^o.35$) ve HD 39587 (π = 115.43 *mas*, *b* = $-02^o.73$) bu yıldızlara örnek olarak verilebilir; birinci yıldızın galaktik enlemi yüksek, ikinci ise Güneşten sadece 8.7 pc uzaklığındadır. Sözkonusu 77 yıldız, metal bolluğu kalibrasyonunda "*köşe taşı*" olarak kullanılmıştır. Cayrel de Strobel ve ark. (1997) ından alınan 11 yıldız ise $(\delta_{U-B})_{0.6}$ - [Fe/H] düzleminde, belirtilen 77 yıldıza yakın veya konumları, bu yıldızların belirlediği eğriliğe uyacak şekilde seçilmiştir. Böylece kalibrasyon [Fe/H] = –2.75 dexe kadar uzatılabilmiştir. Bu 11 yıldızdan paralaksı büyük veya galaktik enlemi $|b| \geq 23^o$ olan 5 yıldıza yıldızlararası sönükleşme uygulanmasına gerek duyulmaz iken galaktik enlemi mutlak değerce çok küçük olan 6 yıldız, Bahcall ve Soneira (1980) nin uyguladığı işlevle kızarmadan arındırılmıştır.

3. Metod

Metal bolluğu kalibrasyonu elde etmede Carney (1979) in yolu izlenmiş, ancak uygulamada bazı değişiklikler yapılmıştır. Yapılan iş, normalleştirilmiş $(\delta_{U-B})_{0.6}$ morötesi artığı ve [Fe/H] metal bolluğu arasında analitik bir ifade bulmaktır. Normalleştirilmiş morötesi artığı ile metal bolluğunun kapsadığı aralıklar, sırası ile $-0.09 \leq (\delta_{U-B})_{0.6} \leq +0.38$ kadir ve $-2.70 \leq$ [Fe/H] $\leq +0.26$ dex tir. Birinci aralık 17 alt aralığa ayrılmış ve bunların ağırlık merkezleri hesaplanarak ($(\delta_{U-B})_{0.6}$, [Fe/H]) çifti arasındaki bağıntının elde edilmesinde geometrik yer noktaları olarak kullanılmıştır. Tablo 2 bu noktaları ve ilişkili oldukları yıldız sayısını içermektedir. Tablodan görüldüğü gibi, metalce fakir yıldızların sayısı az olduğundan bunlara karşılık gelen yıldız sayısının yeterli olabilmesi için aralıklar biraz daha geniş tutulmuştur.

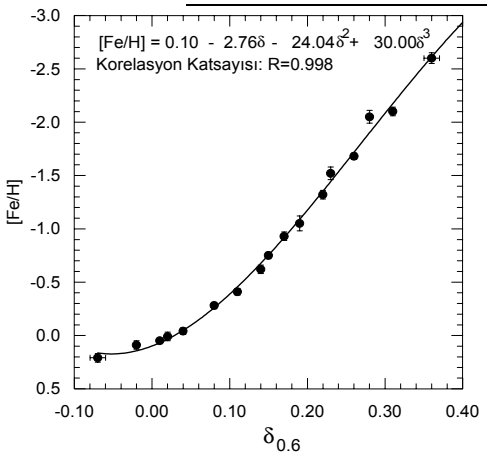
Geometrik yer noktalarından üçüncü dereceden bir polinom geçirilmiştir (Şek.1). Carney (1979) in, [Fe/H] = –1.75 dex metal bolluğuna kadar geçerli olan, ikinci dereceden [Fe/H] = $0.11 - 2.90\delta - 18.68\delta^2$ ifadesindeki sabit terim (morötesi artığının normalleştirilmesinde kullanılan) Hyades kümesinin metal bolluğuna eşit kabul edilmiş ve diğer katsayılar buna göre hesaplanmış iken, bu çalışmamızda bütün katsayılar serbest bir parametre olarak alınmış ve en küçük kareler yöntemine göre hesaplanmıştır. [Fe/H] = $0.10 - 2.76\delta - 24.04\delta^2 + 30.00\delta^3$ bağıntısından da görüldüğü gibi, sabit terimin yeni değeri Carney (1979) in verdiği değerle Cameron (1985) verdiği 0.08 dex değeri arasındadır. Burada δ, kısalık olması için, $(\delta_{U-B})_{0.6}$ ın yerine kullanılmıştır. Yeni kalibrasyon ile hesaplanan metal bolluklarının orijinallerinden sapması ile ilgili dağılım Şek.2 de verilmiştir. Ortalama sapma sıfıra çok yakın, $<\Delta$[Fe/H] > = 0.002 dex, ortalama hata da $\pm$ 0.01 dex tir.

Tablo 2. Geometrik yer noktaları ve eşlendirildikleri yıldız sayısı N (son sütun). Diğer sütunlar: sıra numarası, $\delta_{0.6}$, [Fe/H] ve bunlara ait ortalama hatalar.

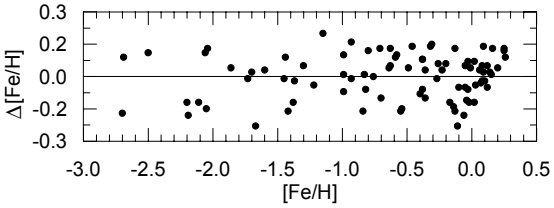
No	$\delta_{0.6}$	[Fe/H]	$\Delta\delta_{0.6}$	Δ[Fe/H]	N
01	–0.07	+0.21	0.01	0.04	3
02	–0.02	+0.09	0.00	0.04	8
03	+0.01	+0.05	0.00	0.02	7
04	+0.02	+0.01	0.00	0.04	7
05	+0.04	–0.04	0.00	0.03	7
06	+0.08	–0.28	0.00	0.03	8
07	+0.11	–0.41	0.00	0.03	7

[1] http://obswww.unige.ch/gcpd/cgi-bin/photoSysHtml.cgi?0

08	+0.14	–0.62	0.00	0.04	8
09	+0.15	–0.75	0.00	0.03	5
10	+0.17	–0.93	0.00	0.04	4
11	+0.19	–1.05	0.00	0.07	3
12	+0.22	–1.32	0.00	0.04	5
13	+0.23	–1.52	0.00	0.06	3
14	+0.26	–1.68	0.00	0.03	3
15	+0.28	–2.05	0.00	0.06	4
16	+0.31	–2.10	0.00	0.04	3
17	+0.36	–2.60	0.01	0.05	3



Şek.1. 17 geometrik yer noktası yardımı ile tayin edilen, üçüncü dereceden metal bolluğu kalibrasyonu ve korelasyon katsayısı. Çubuklar ortalama hatayı gösteriyor.

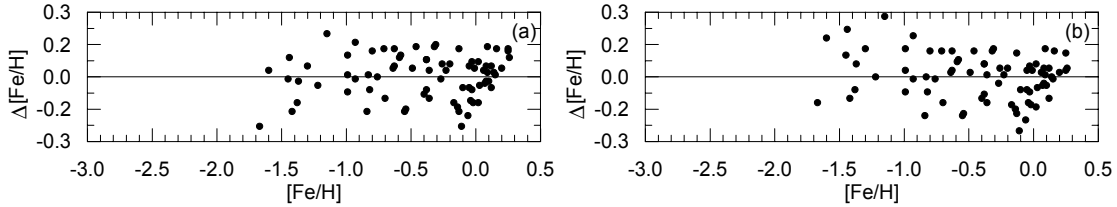


Şek.2. Hesaplanan metal bolluklarının orijinal metal bolluklarına göre sapmaları ile ilgili dağılım. Ortalama sapma <Δ[Fe/H]> = 0.00 dex, ortalama hata = ± 0.01 dex tir.

4. Tartışma ve Sonuç

–2.70 ≤ [Fe/H] ≤ + 0.26 dex metal bolluğu aralığında bulunan ve farklı üç kaynaktan alınan 88 cüce yıldız kullanılarak yeni bir metal bolluğu kalibrasyonu elde edilmiştir. 57 yıldıza ait metal bollukları yüksek çözünürlü spektroskopik verilere dayanmakta, 77 tanesi yakın veya galaktik enlemi büyük olan yıldızlardan oluşmaktadır. Üçüncü dereceden bir polinom ile ifade edilen yeni kalibrasyonda sabit terim, bundan önceki çalışmalarda yapıldığı gibi, Hyades kümesinin metal bolluğuna eşit alınacağına serbest parametre olarak kabul edilmiş ve en küçük kareler yöntemi ile hesaplanmıştır. Yeni bulunan 0.10 değeri, Hyades kümesinin literatürdeki metal bolluğu değerleri ile uyum içindedir.

Carney (1979) e ait çalışmanın geçerli olduğu [Fe/H] ≥ –1.75 dex metal bolluğu aralığı için, bu çalışmadaki sapmalarla Carney (1979) e ait sapmaların karşılaştırılması, iki çalışma arasında önemli farklar olmadığını gösteriyor (Şek.3). Her iki çalışmada tayin edilen ortalama sapmalar ve ortalama hatalar aynıdır: <Δ[Fe/H]> = 0.00 dex ve ortalama hata = ± 0.01 dex. O halde, yeni metal bolluğu kalibrasyonu Carney (1979) in kalibrasyonu doğruluğunda fakat [Fe/H] = –2.75 dex kadar fakir yıldızların metal bolluğunu tayin etmeğe olanak verdiğinden daha üstündür.



Şek.3. Carney (1979) 'in çalışmasının geçerli olduğu [Fe/H] ≥ -1.75 dex aralığı için, bu çalışmaya (a) ve Carney (1979) in çalışmasına ait (b) metal bolluğu sapmaları. İki çalışmaya ait önemli bir fark görülmüyor, ortalama sapmalar ve ortalama hatalar eşittir.

5. Kaynaklar

Bahcall, J. N., & Soneira, R. M. 1980, ApJS, 44, 73
Buser, R., & Kurucz, R. L. 1978, A&A, 70, 555
Buser, R., & Kurucz, R. L. 1985, in: Hyades D. S., Pasinetti, L. E., Philip, A.G. Davis. eds. Calibration of Fundamental stellar Quantities. IAU Symp. 111, Reidel, Dordrecht Boston, Lancestre Tokyo , p.513
Buser, R., & Fenkart, R. P. 1990, A&A, 239, 243
Buser, R., & Kurucz, R. L. 1992, A&A, 264, 557
Cameron, L. M. 1985, A&A, 146, 59
Carney, B. W. 1979ApJ, 233, 211
Castro, S., Porto De Mello, G. F., & Da Silva, L. 1999, MNRAS, 305, 693
Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., Friel, E. D., Ralite, N., & Francois, P. 1997, A&AS, 124, 299
Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., & Ralite, N. 2001, A&A, 373, 159
Clementini, G., Gratton, R. G., Carretta, E., & Sneden, C. 1999, MNRAS, 302, 22
Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., & Tomkin, J. 1993, 275, 101
Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748 (ELS)
Francois, P. 1986, A&A, 160, 264
Friel, E. D., & Boesgaard, A. M. 1992, ApJ, 387, 170
Fuhrmann, L., 2000, özel bilgi
Fulbright, J. P. 2000, AJ, 120, 1841
Gorgas, J., Cardiel, N., Pedraz, S., & Gonzalez, J. J. 1999, A&AS, 139, 29
Gilmore, G., Wyse, R. F. G., & Kuijken, K. 1989, ARA&A, 27, 555
Gratton R. G., Carretta, E., & Castelli, F. 1996, A&A, 314, 191
Gray, R. O., Napier, M. G., & Winkler, L. I. 2001, AJ, 121, 2148
Hartmann, K., & Gehren, T. 1988, A&A, 199, 269
Mallik, S. V. 1998, A&A, 338, 623
Mishenina, T.V., Korotin, S. A., Klochkova, V. G., & Panchuk, V. E. 2000, A&A, 357, 978
Peterson, R. C. 1981, ApJS, 45, 421
Rebolo, R., Crivellari, L., Castelli, F., Foing, B., & Beckman, J. E. 1986, A&A, 166, 195
Rosenberg, A., Saviane, I., Piotto, G., & Aparicio, A. 1999, AJ, 118, 2306
Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1989, A&A, 222, 69
Searle, L., & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357 (SZ)
Strömgren, B. 1966, ARA&A, 4, 433
Thevenin, F., & Idiart, T. P., 1999, ApJ, 521, 753
VandenBerg, D. A., & Bell, R. A. 1985, ApJS, 58, 561
Walraven, Th., & Walraven, J. H. 1960, BAN, 15, 67

Tablo 1. Metal bolluğu kalibrasyonunda kullanılan cüce yıldızlar. Sütunların açıklanması: (1) BD, HD veya G (Giclas) numarası; (2) Hipparcos numarası; (3) spektrel tip; (4) etkin sıcaklık; (5) log g; (6), (7) ve (8) UBV verileri; (9) standartlaştırılmış mor ötesi artığı; (10) [Fe/H]; (11) paralaks (mili yay saniyesi cinsinden); (12) galaktik enlem (derece) ve (13) açıklama. Son sütundaki (1), (2) ve (3) Cayrel de Stroble ve ark. (2001), Cayrel de Stroble ve ark. (1997), Carney (1979) yi temsil ediyor. (2) kaynağında UBV verileri yıldızlararası kızarmadan düzeltilmiş ise "*düzeltilmiş*", aksi takdirde "*düzeltilmemiş*" olarak belirtilmiştir.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
No	**Hip No**	**Spec.**	**T_{eff}**	**log g**	**V**	**B-V**	**U-B**	**$\delta_{0.6}$**	**[Fe/H]**	**π**	***b***	**Açıklama**
BD +02 0375	86443	A5	5793	4.00	9.820	0.420	-0.260	0.36	-2.50	8.35	17.03	(2), düzeltilmiş
BD +09 0352	12529	F2	5860	4.50	10.180	0.440	-0.250	0.30	-2.20	5.22	-44.51	(1)
BD +29 0366	10140	F8V	5760	4.56	8.760	0.590	-0.100	0.18	-0.99	17.66	-30.01	(2), düzeltilmemiş
BD +36 2165	54772	G0	6349	4.79	9.770	0.430	-0.190	0.22	-1.15	8.11	67.35	(1)
BD +38 4955	114661	F6	5125	4.50	11.015	0.665	-0.155	0.38	-2.69	14.09	-19.66	(1)
BD +41 3931	103269	G5	5560	4.77	10.170	0.590	-0.130	0.25	-1.60	14.24	-1.82	(2), düzeltilmiş
BD +42 2667	78640	F5	5929	4.00	9.870	0.460	-0.200	0.23	-1.67	8.03	48.41	(3), Rebolo (1986)
BD +66 0268	16404	G0	5250	4.98	9.820	0.640	-0.110	0.29	-2.11	17.58	8.59	(2), düzeltilmiş
BD -06 0855	19814	G:...	5419	4.50	10.600	0.690	0.115	0.13	-0.70	24.27	-37.12	(1)
CD -45 03283	36818	G8V-VI	5672	4.57	10.470	0.610	-0.020	0.16	-0.83	15.32	-11.98	(1)
G 88 - 10	34630	A:	5900	4.00	11.710	0.390	-0.280	0.35	-2.70	4.00	14.77	(2), düzeltilmiş
HD 001581	1599	F9V	6009	4.52	4.220	0.580	0.010	0.09	-0.26	116.38	-51.92	(1)
HD 003765	3206	K2V	5091	4.64	7.360	0.940	0.700	-0.01	-0.06	57.90	-22.64	(2), düzeltilmemiş
HD 006582	5336	G5Vb	5305	4.61	5.170	0.700	-0.100	0.16	-0.71	132.42	-7.87	(2), düzeltilmemiş
HD 008673	6702	F7V	6380	4.50	6.330	0.460	-0.010	0.02	0.16	26.14	-27.75	(1)
HD 010700	8102	G8 V	5500	4.32	3.500	0.720	0.210	0.08	-0.36	274.18	-73.44	(3), Mallik (1998)
HD 013555	10306	F5 V	6358	4.07	5.290	0.420	-0.070	0.09	-0.40	33.19	-37.81	(3), Edvardsson (1993)
HD 020766	15330	G2.5V	5860	4.50	5.520	0.630	0.080	0.08	-0.20	82.51	-47.21	(1)
HD 022879	17147	F9V	5926	4.57	6.700	0.540	-0.080	0.15	-0.76	41.07	-43.12	(1)
HD 028946	21272	K0	5288	4.55	7.930	0.770	0.360	0.02	-0.03	37.33	-27.24	(1)
HD 030495	22263	G3V	6000	4.50	5.470	0.600	0.140	-0.01	0.10	75.10	-34.81	(1)
HD 030649	22596	G1 V-VI	5727	4.31	6.970	0.590	0.020	0.11	-0.32	33.44	1.02	(3), Thevenin (1999)
HD 039587	27913	G0V	5929	4.50	4.410	0.590	0.080	0.03	-0.05	115.43	-02.73	(1)
HD 052298	33495	F5/F6V	6072	4.60	6.940	0.460	-0.110	0.14	-0.84	27.38	-20.34	(1)
HD 056513	35377	G2V	5659	4.50	8.030	0.630	0.050	0.11	-0.38	28.19	17.57	(1)
HD 063077	37853	G0V	5820	4.42	5.360	0.570	-0.070	0.17	-0.80	65.79	-4.81	(3), Castro (1999)
HD 064090	38541	sdG2	5370	4.00	8.260	0.610	-0.120	0.26	-1.73	35.29	25.93	(3), Mishenina (2000)
HD 064090	38541	sdG2	5340	4.75	8.320	0.620	-0.140	0.28	-1.86	35.29	25.93	(2), düzeltilmemiş
HD 064606	38625	G8V	5206	4.57	7.440	0.730	0.160	0.17	-0.93	52.01	13.34	(1)

(Tablo 1devam)

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
No	**Hip No**	**Spec.**	**T_{eff}**	**log g**	**V**	**B-V**	**U-B**	**$\delta_{0.6}$**	**[Fe/H]**	**π**	***b***	**Açıklama**
HD 065907	38908	G0V	6072	4.50	5.610	0.570	-0.010	0.10	-0.36	61.76	-15.68	(1)
HD 072905	42438	G1.5Vb	6030	4.66	5.640	0.620	0.070	0.08	-0.27	70.07	35.70	(3), Gray (2001)
HD 074000	42592	sdF6	6072	4.20	9.620	0.430	-0.230	0.28	-2.05	7.26	15.31	(3), Hartmann (1988)
HD 074000	42592	sdF6	6072	4.20	9.580	0.390	-0.270	0.31	-2.06	7.26	15.31	(2), düzeltilmiş
HD 076151	43726	G2V	5727	4.50	6.000	0.670	0.220	0.00	0.07	58.50	24.16	(1)
HD 084937	48152	sdF5	6222	4.00	8.320	0.370	-0.200	0.27	-2.19	12.44	45.47	(3), Peterson (1981)
HD 089125	50384	F8Vbw	6143	4.54	5.820	0.500	-0.050	0.09	-0.38	44.01	55.00	(1)
HD 090508	51248	F9V	5802	4.35	6.420	0.600	0.050	0.08	-0.23	42.45	54.92	(3), Fuhrmann (2000)
HD 094028	53070	F4V	6060	4.54	8.240	0.470	-0.170	0.21	-1.38	19.23	61.77	(1)
HD 101501	56997	G8V	5538	4.69	5.310	0.720	0.280	0.01	0.03	104.81	73.32	(1)
HD 106516	59750	F5V	6222	4.50	6.100	0.480	-0.110	0.15	-0.82	44.34	51.54	(1)
HD 108177	60632	sdF5	6200	4.40	9.670	0.430	-0.220	0.26	-1.70	10.95	63.42	(3), Fulbright (2000)
HD 110897	62207	G0V	5860	4.41	5.950	0.550	-0.030	0.11	-0.31	57.57	77.78	(3), Thevenin (1999)
HD 113083	63559	F9V	5750	4.50	8.050	0.550	-0.110	0.19	-0.93	18.51	35.44	(1)
HD 114710	64394	F9.5V	6146	4.52	4.260	0.580	0.080	0.02	0.06	109.23	85.41	(1)
HD 114762	64426	F9V	5928	4.18	7.300	0.520	-0.080	0.14	-0.64	24.65	79.25	(3), Clementini (1999)
HD 115617	64924	G5V	5600	4.50	4.753	0.697	0.261	0.00	-0.02	117.30	44.09	(1)
HD 125072	69972	K3V	4941	4.50	6.640	1.040	0.950	-0.06	0.26	84.50	01.61	(1)
HD 126681	70681	G3V	5500	4.63	9.300	0.600	-0.100	0.23	-1.45	19.16	38.86	(1)
HD 128620	71683	G2V	5793	4.50	0.020	0.657	0.230	-0.03	0.20	742.24	-00.68	(1)
HD 128621	71681	K1V	5305	4.50	1.390	0.871	0.590	-0.01	0.14	742.22	-00.68	(1)
HD 131653	72998	G5	5356	4.65	9.520	0.720	0.160	0.15	-0.63	20.29	42.99	(1)
HD 132142	73005	K1V	5091	4.50	7.760	0.790	0.330	0.10	-0.55	41.83	55.04	(1)
HD 134439	74235	K0/K1V	5106	4.74	9.090	0.760	0.180	0.22	-1.30	34.14	34.99	(1)
HD 136352	75181	G4V	5478	4.18	5.660	0.640	0.060	0.12	-0.49	68.70	7.38	(3), Francois (1986)
HD 148816	80837	F8V	5923	4.16	7.280	0.530	-0.070	0.14	-0.63	24.34	33.05	(3), Clementini (1999)
HD 151044	81800	F8V	6146	4.50	6.470	0.540	0.020	0.04	-0.01	34.00	40.89	(1)
HD 152792	82636	G0V	5647	4.12	6.810	0.650	0.080	0.11	-0.38	21.13	39.13	(3), Gorgas (1999)
HD 157089	84905	F9V	5885	4.00	6.970	0.560	-0.010	0.10	-0.54	25.88	20.68	(3), Friel (1992)
HD 165908	88745	F7V	6001	4.21	5.050	0.520	-0.080	0.13	-0.46	63.88	22.30	(3), Gratton (1996)
HD 166913	89554	F6:Vw	6175	4.61	8.200	0.460	-0.200	0.24	-1.44	16.09	-18.88	(1)
HD 181743	95333	F3/F5w	5929	4.25	9.660	0.460	-0.250	0.31	-2.04	11.31	-24.27	(2), düzeltilmemiş
HD 184960	96258	F7V	6222	4.50	5.740	0.480	0.000	0.02	-0.13	39.08	14.59	(1)
HD 186185	97063	F5V	6462	4.50	5.490	0.465	0.025	-0.02	0.02	27.26	-18.36	(1)
HD 186427	96901	G3V	5860	4.50	6.220	0.660	0.200	0.00	0.08	46.70	13.20	(1)

Yakın Sarmal Gökadalarda Süpernova Kalıntı Adaylarının Optik Bölgede İncelenmesi

M. Uğur Gözükeleş[1], A. Akyüz[1], D. Bhattacharya[2], N. Emrahoğlu[1], M. E. Özel[3]

[1] Çukurova Üniversitesi Fizik Bölümü
[2] University of California, Riverside, CA 92521
[3] Abant İzzet Baysal Üniversitesi

GİRİŞ

Süpernova kalıntılarının (SNK) galaksimiz içinde araştırılması Güneşimizin Galaktik disk içinde bulunduğu konumdan dolayı oldukça zordur. Bu zorluk galaktik düzlemde oldukça yoğun olan soğurulma, sönümleme ve Galaktik SNK uzaklıklarının belirlenmesindeki zorluklardan kaynaklanmaktadır. Oysaki meyil açısı(i) küçük (face-on) ve yüksek enlemlerde gözlenebilen yakın galaksilerde (<10Mpc) bu sorunlar edilebildiğinden SNK araştırmak mümkün olabilmektedir.

SNK gözlem çalışmaları, süpernova oluşum oranı ve süpernovanın atası yıldızın durumu hakkında bilgi vereceği gibi yıldızlar arası ortamın madde bolluğu ve yoğunluğu hakkındada önemli bilgiler sağlamaktadır. Çünkü süpernovalar yıldızlar arası ortama büyük miktarlarda kinetik ve termal enerji enjekte ederler buda yıldızlar arası ortamın durumunu ve galaksilerin yapısını etkiliyebilir. Ayrıca çok sayıda SNK çalışmaları bu çisimlerin evrimi hakkında bize önemli bilgiler sağlayacaktır.

Önceki Çalışmalar

SNK belirlenmesi amacıyla optik, x-ışını ve radyo bölgesinde gözlenen yakın sarmal gökadalar:

LMC ve SMC; Mathewson&clarke (1972, 1973a, 1973b), Chu&Kennicut (1988)
NGC 6822, M31, NGC 300, NGC 253, NGC 2403 D'Odoriko, Dopita&Benvenuti (1980), Matonick&Fessen (1997), Pannuti ve ark. (2000)
M31 Braun&Walterbos (1993), (Magnier ve ark. (1995))
NGC 3031, NGC 5457, NGC 5585, NGC 5204
Matonick&Fessen (1997)

Örnek olarak verilebilir.

Materyal Metod

Optik gözlemlerde SNK belirlenmesinde **[SII] / [Hα]>0.5** kriteri kullanılmaktadır Matonick&Fessen (1973). SNK'da şok dalgalarından kaynaklanan geniş oranda iyonizasyon durumları vardır ve S^+'da bu iyonlar arasındadır. S^+ iyonlarının sıcaklıkları yaklaşık 10.000 K mertebesindeki elektronlarla çarpışması sonucu uyarılır ve güçlü **[SII]λ 6716, 3731** çizgi yayınımında bulunur. Bu yüzden **[SII] / [Hα]** oranı yüksek **(0.5 – 1)** olan belirgin yayınım bulutsuları SNK adaylarıdır. Oysaki **HII** bölgelerinde, genellikle merkez yıldız yada yıldızların güçlü fotoiyonizasyonundan dolayı kükürt genellikle S^{++} formundadır ve oksijen O^+ veya daha yüksek iyonizasyon durumundadır. Bu yüzden HII bölgelerinde **[SII] / [Hα]** oranı düşüktür **(0.1-0.3)** (Raymon 1997; Fesen, Blair&Kirshner 1985).

Bizim bu çalışmada amacımız seçtiğimiz ve üç yakın (< 10Mpc) spiral galaksideki **NGC 3031 (M81), NGC 628 ve NGC 925** süpernova kalıntıları gözlenmektedir. Bu galaksilerle ilgili bilgi **Tablo 1**'de

verilmektedir. Bu gözlem için Antalya, Bakırlıtepede, Türkiye Ulusal Gözlemevinde **(TUG)** bulunan **1.5m** teleskop ve **APOGE7 CCD** kullanıldı.

Tablo I. Galaksiler ve Özellikleri

Adı	RA	Dec	Kadir	Size (')	Typ	Uzaklık(Mpc)
NGC3031(M81)	09 55 46.49	+69 03 14.3	+ 7.8	24.9 x14.1	Sab	1.4
NGC628 (M74)	01 36 50.30	+15 47 46.7	+9.80	10.0 x9.5	Sc	9.7
NGC925	02 27 26.40	+33 35 24.7	+10.6	10.9 x5.9	Sbc	9.4

Temel gözlem tekniği; galaksinin gözlenmesi planlanan kısmı (galaksinin gözlenen boyutu görüş alanına sığmadığında) **Hα, SII, Hαcon, SIIcon** girişim filitreleri ile gözlendi. Filtreler hakkında bilgi **Tablo II**'de verilmektedir.

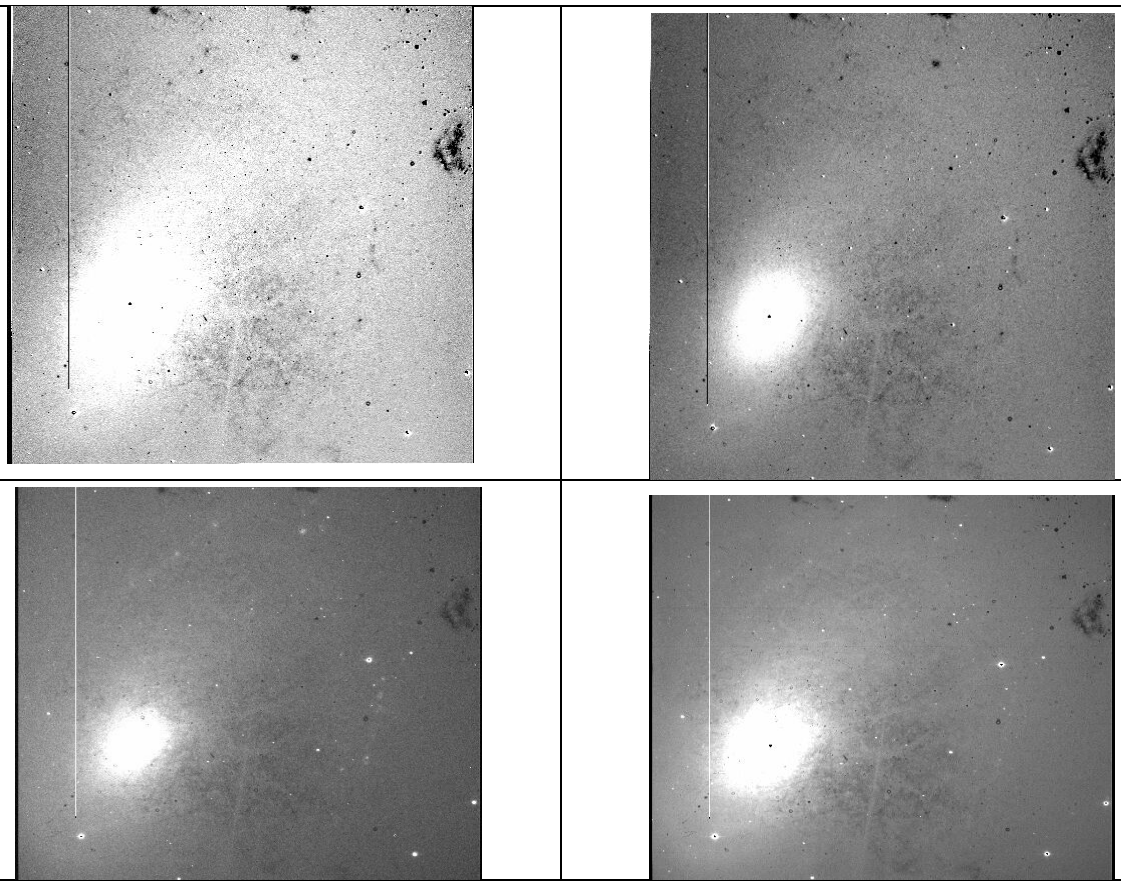
Tablo II. Filitrelerin karakteristikleri.

Filtreler	λ (nm)	FWHW (nm)	% Geçirgenlik
SII	673	5.4	83
SII CON	696	35	92
Hα	656.3	8	60
Hα CON	645	12.3	81

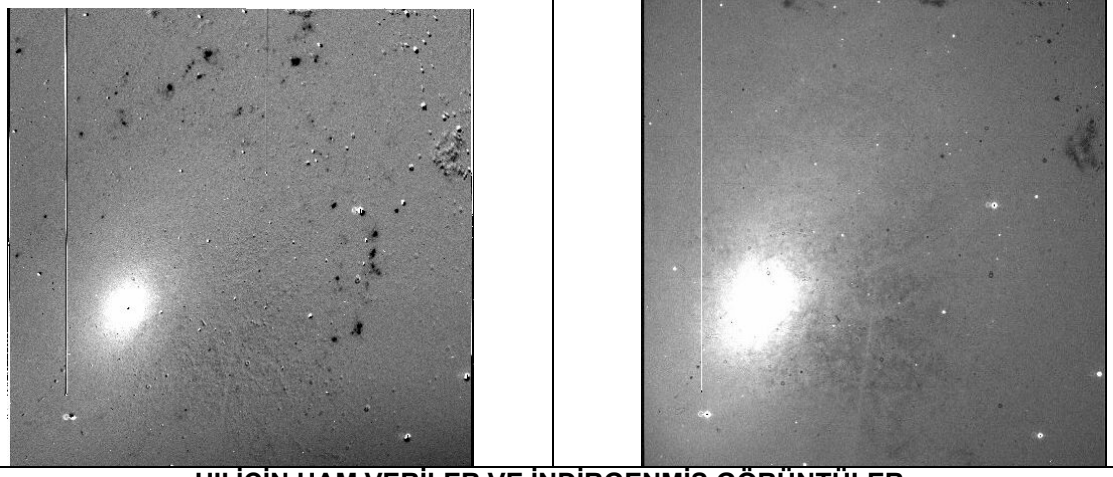
Hαcon ve SIIcon filtreleri, **Hα ve SII** filtrelerinden alınan görüntülerden yıldız ışığını çıkarmak amacıyla kullanıldı. Dört filtreden ortalama **1000s** süre ile **2-3 aysız gecede (seeing 1".2)** alınan görüntüler, veri analiz programı **MIDAS** kullanılarak analiz edildi.

KAYNAKLAR:

1. Magnier ve ark. 1995, A&AS, 114, 215



sıı için ham veriler ve indirgenmiş görüntüler.



HII İÇİN HAM VERİLER VE İNDİRGENMİŞ GÖRÜNTÜLER.

Güneş

Güneşin Manyetizmasına Genel Bir Bakış

Adnan Ökten

İ. Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite - İstanbul

1. GİRİŞ

Güneş, fiziksel süreçleri astrofizik açısından yeteri kadar ayrıntılı incelenebilen tek yıldızdır. Onun bu özelliği, yıldız atmosferlerinin manyetik kuvvetler, türbülent hareketler ve ısı prosesleri gibi birbirleri arasında anlaşılması güç etkileşmeler tarafından idare edilen son derece karmaşık bir yapıya sahip olduklarını göstermektedir. Bu etkileşmeler kendilerini koyu lekeler, parlak fakülalar, parlamalar, X-ışın emisyonu, koronal geçici olaylar, rüzgar akıntıları gibi çeşitli yıldız aktiviteleri şeklinde gösterir. Global ölçekte bu yapılar, çevrimsel bir karaktere sahip karmaşık yapılar oluşturlar. Güneş, yıldız aktivitesi için bir prototip hizmeti görür.

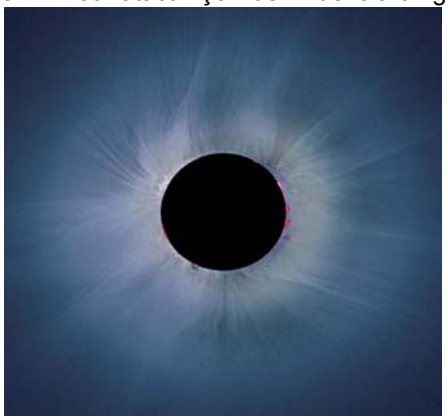
Güneş aktivitesinin bu çeşitli şekillerinin altında yatan anahtar fiziksel parametre manyetik alandır. Uzaktan bu yapıların direk teşhis edilebilmesinin tek yolu, güneşin elektromanyetik ışınımının polarizasyonun gözlenmesidir

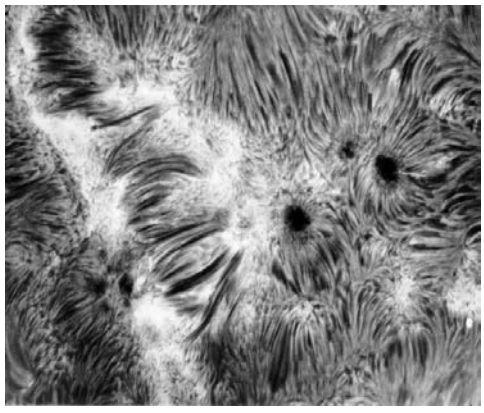
Manyetik alanın polarizlenmiş radyasyonla teşhisinin özünde, atomun manyetik alan etrafındaki presesyonundan dolayı atomik enerji seviyelerinin parçalanmasına sebep olan Zeeman etkisi vardır. Spektrel çizgilerin parçalanan bileşenleri manyetik alan vektörünün büyüklüğü ve yönüne bağlı olarak polarizlenir. Her bir polarizasyon durumunun ölçülmesiyle (dairesel ve lineer polarizasyon olabilir) manyetik alan vektörü, en azından prensipte, belirlenebilir.

Bir manyetik alanda atomların presesyonu "*Hanle Etkisi*" olarak isimlendirilen bir modifikasyon ortaya çıkarır. Bu bir saçılma polarizasyonudur. Hanle etkisi normal Zeeman etkisiyle mukayese edildiğinde farklı manyetik rejimlere (zayıf manyetik alanlara ve karışık polariteli alanlara) hassas olduğundan Hanle ve Zeeman etkisi birbirlerini tamamlar.

2. EMİSYONDA BULUNAN YAPILAR VE MANYETİK ALAN TOPOLOJİSİ

Bir tam tutulma sırasında güneş koronasına dikkatli bakıldığında güneşin manyetize bir küre olduğu hemen görülebilir (Şekil 1). Plazmanın kinetik enerji yoğunluğu manyetik enerji yoğunluğundan çok daha küçük olduğundan sıcak, seyrek koronal gazın dinamiğine genelde manyetik kuvvetler hakimdir. Bu tür şartlar altında manyetik alanın hemen hemen kuvvetten bağımsız (force-free) olduğu söylenir. Bunu anlamı manyetik olmayan kuvvetlerin manyetik basınçla ve kuvvet denge denklemindeki gerilim kuvvetleriyle karşılaştırıldığında çok küçük olduğudur. Emisyonda bulunan yapılar (beyaz ışık koranasında elektron yoğunluğunun fazla olduğu bölgeler) manyetik alanın kütle ve enerji akışını yönlendirmesinden dolayı manyetik alan çizgilerinin şekilleri tarafından idare edilir. Şekil 2'deki gibi H_α çizgisinde güneşe manyetik kuvvet çizgileri mıknatıs çubuğunun üzerine dökülen demir tozunun şeklini hatırlatacak şekilde vizüel olarak görülebilir. Koyu fibriller manyetik alanın ufuksal



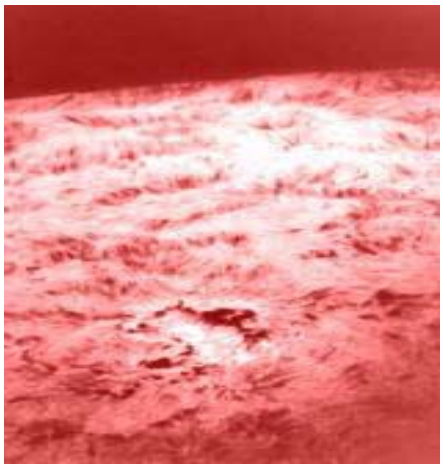


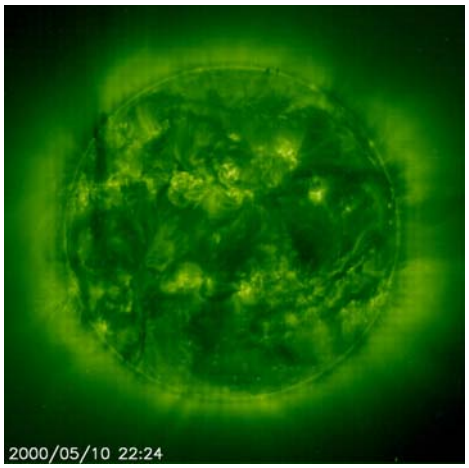
Şekil 1. Güneşin manyetik küre olduğunun belirtisi fotograf beyaz ışıkta 11 Ağustos 1999 tam güneş tutulması sırasında S. Koutchmy tarafından çekilmiştir.
Şekil 2. Yeni doğan bir aktif bölgede zıt manyetik polariteli iki lekeyi birleştiren koyu H_α fibrilleriyle kuvvet çizgilerinin görünüşü

bileşeninin hatlarını gösterirken plaj olarak isimlendirilen parlak alanlar dikey manyetik alanın hakim olduğu yerleri gösterir.

Güneş manyetik alanlarının oluşturduğu yapılar 11 yıllık güneş aktivitesiyle evrimleşir. Fakat yapıların büyüklüğüne bağlı olarak farklı manyetik oluşumlar çok daha kısa zaman ölçeklerinde de gelişim gösterirler. Yeni manyetik akı güneşin iç kısmında sürekli olarak üretilir. Bu akı güneş yüzeyinde ortaya çıktığı zaman iki kutuplu manyetik alanları oluşturur. Büyük akı yoğunlaşmaları güneşin içinden gelen konvektif enerji naklini engeller.

Güneş leke ve parlama aktivitesinin oluştuğu iki kutuplu manyetik bölgeler "*aktif bölgeler*" olarak isimlendirir. Manyetik alanlar güneş yüzeyinin her yerinde aktif bölgeler oluşturabilirler. Geri kalan kısımlar "Sakin bölgeler" olarak isimlendirilir ve bu bölgelerde konvektif bölgenin orta derinliklerinde konvektif hareketlerin oluşturduğu "*süpergranülasyon*" olarak isimlendirilen hücresel yapılar vardır. Manyetik kuvvet çizgileri güneş plazmasının yüksek elektriksel iletkenliğinden dolayı donmuş "frozen-in" durumundadır. Kuvvet çizgileri ufuksal akıntılarla hücre sınırına taşınırlar ve buralarda manyetik akı yoğunlaşır. Bu durum,.güneşin disk kenarına yakın bir bölgenin H_α çizgisinin kanatlarında alınmış bir fotografda açıkca görülebilir (Şekil 3). Şekil 3'de kısa, koyu ve ipliğe benzer yapılar manyetik alanların bulunduğu yerleri göstermektedir. Bu absorbsiyon yapılar disk kenarında parlak *spiküller* olarak görünür. Bu spiküller 10 kms^{-1} ve daha büyük hızlarla fırlatılan plazma jetleridir. Şekil 3'deki "koyu spiküllerin" ayak noktalarında çok küçük parlak emisyon noktaları da görülmektedir. Bu noktalar, ısının artığı manyetik alanın yoğunlaştığı yerleri işaret etmektedir. Bu beyaz parlak noktalar üst fotosfer, kromosfer keza geçiş bölgesinde oluşan spektrel spektrel çizgilerde görülen "*ağ yapı*" olarak isimlendirilen bir yapı oluştururlar. Güneş atmosferinde yukarıya doğru çıkıldıkça emisyon ağyapı bozulmaya başlar. Bu durum yapıların tesir kesitlerinin yükseklikle birbirlerinden ayrıldığının bir göstergesi olarak görülebilir. Şekil 4, SOHO IET ile alınan X-ışın fotoğrafına bir örnektir. Düşük yoğunluklu koronal materyalin ısı kapasitesi de düşük olduğundan, küçük enerji dalgalanmaları veya kütle girişi büyük sıcaklık ve yoğunluk etkileri oluşturmakta, sonuçta da oldukça yapılanmış, yüksek





Şekil 3. H_α çizgi kanadında disk kenarına yakın "sakin" güneşte süpergranüler hücrelerin görünüşü. NSO/Sacramento Peak, AURA, Inc.
Şekil 4. Milyon derece sıcaklıktaki koronal plazmadan yayınlanan X-ışın emisyonuyla manyetik alanların genel topolojisinin görünüşü. Fotograf 10 Mayıs 2000 tarihinde SOHO uydusundaki IET ile alınmıştır.

kontraslı koronal X-ışın emisyonu ortaya çıkmaktadır. Emisyonda bulunan yapıların şekilleri beyaz ışık korona durumunda olduğu gibi (Şekil 1) manyetik alanlar tarafından idare edilmektedir. X-ışın resimleri bize alan çizgilerinin şekillerin değil aynı zamanda zıt manyetik polariteli bölgeler arasındaki *topolojik bağlantıları* da görmemize imkan sağlar. Güneş Sisteminin sadece dış kısımlarında manyetik alan çizgileri güneşteki zıt polariteli bir bölge ile topolojik olarak birleşerek "kapanır". Kapanma böyle bir uzaklıkta gerçekleşirken, karşılık alan çizgilerinin koronanın termodinamiği açısından "açık" olarak göz önüne alınır. Böylece koronal manyetik alanları iki ana topolojik sınıfa ayırabiliriz: açık ve kapalı. Açık bölgelerde alan çizgileri gezegenlerarası uzaya kadar uzanabilir ve koronal plazmanın serbestçe genişlemesine imkan sağlar.

Diğer taraftan kapalı lup bölgeler ısı ve kütlenin tuzaklandığı ve toplandığı "manyetik şişeler" olarak göz önüne alınabilir. Bundan dolayı yüksek yoğunluk ve sıcaklıklara sahiptirler. Sonuçta da, açık bölgelerle mukayese edildiğinde çok fazla X-ışın emisyonu üretirler.
Açık manyetik alan bölgelerine "*koronal delik*" (X-ışın radyasyonunda koyu göründüğünden) adı verilir. Bütün enlemlerde oluşabilirler. X-ışın görüntülerinde en büyük ve en göze batanlar güneş lekeli aktif bölgeler üzerindeki yoğun şiddetli luplardır. Lup sistemi sık sık kararsız hale gelir ve koronal "*geçici*

olay" (coronal transient) ismini alarak genişler. Küçük kapalı luplar *X-ışın parlak noktaları* olarak görülür. Bunlar güneş lekelerinin oluştuğu normal aktif bölgeler ile sınırlanmamıştır. Bütün enlemlerde görünürler. Fotosferdeki küçük iki kutuplu manyetik bölgelere karşılık gelirler. 8-12 saat gibi kısa yaşam süreleri vardır.

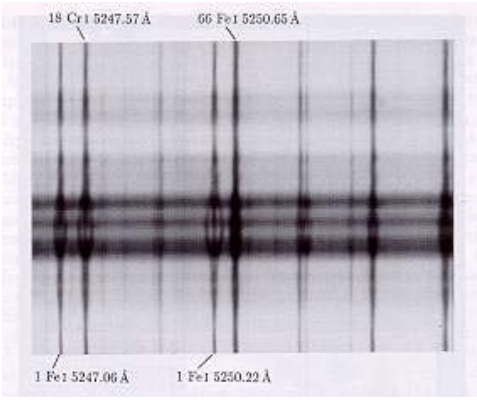
3. GÜNEŞTE ZEEMAN ETKİSİ

Zeeman, 1896 'da laboratuvarda manyetik alanın bir göstergesi olan ve Zeeman etkisi olarak bilinen olayı keşfetmiştir. Güneşin manyetik alanlarının sayısal ölçümleri ise, Zeeman olayının ilk kez 1908 de Hale tarafından güneş lekelerinde gözlenmesi ile mümkün olmuştur. Şekil 5 'de bir güneş lekesindeki Zeeman etkisi görülmektedir.

Manyetik alan içindeki atomların presesyonu ve presesyon frekansının atomik geçiş frekansı ile karışımı neticesinde, spektrel çizgiler manyetik alanlı bir bölgede oluşuyorsa, spektrel çizgiler çeşitli bileşenlere ayrılır. Spektrel çizgideki yarılmalar geçişin kuantum sayılarına, manyetik alan şiddetine ve alanın yönüne bağlıdır. Fe I 5250.22 A çizgisindeki gibi bazı geçişler, biri kaymış π bileşen ile bunun her iki yanında iki σ bileşeni olmak üzere normal Zeeman üçlüsü olarak isimlendirilen bir durum arzeder. Dalgaboyu kayma miktarı, alan şiddeti ve çizginin Lande faktörü ile oranlıdır. Bileşenlerin polarizasyonu ve relatif şiddetleri alanın doğrultusu yardımı ile belirlenir.

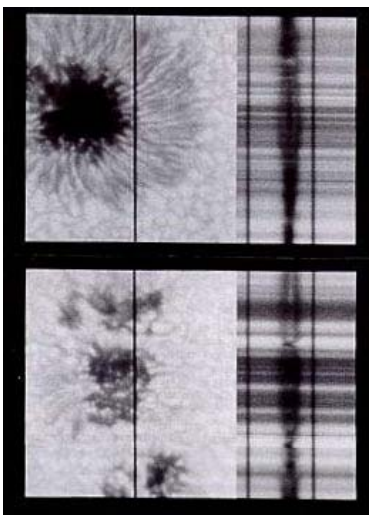
Şekil 5 'de görülen spektrel bölge küçük ölçekli manyetik alanların teşhisinde önemli bir rol oynamıştır. Spektrografın yarığı 4.1 kG manyetik alan şiddeti genliğine karşılık gelen alışılmamış bir çizgi genişliğiyle bir güneş lekelesini keser. Leke sürekli spektrum üzerinde siyah bir band olarak görülmektedir. Aslında, yarık boyunca uzaysal ayırmagücü oldukça düşüktür. Yüksek ayırmagüçlü spektrograma örnek Şekil 9 gösterilebilir.

Şekil 5 ve 6 'da olduğu gibi hemen hemen sadece güneş lekelerinde polarizlenmemiş radyasyondaki Zeeman ayrışmasını direk olarak ölçebiliriz. Ayrışmanın yerine, Zeeman etkisi tarafından oluşturulan polarizasyon, güneşin yüzeyi üzerinde her hangi bir yerdeki yani güneş lekeleri olmadığı yerlerdeki manyetik alanların keşfedilmesini ve sayısal değerlerin ölçülmesini sağlar.



Şekil 5. Bir güneş lekesindeki Zeeman ayrışması. Leke, sürekli radyasyondaki azalmadan dolayı koyu ufuksal bir band olarak görülür. Maksimum ayrışma 4.1 kG 'luk bir alan şiddetine karşılık gelir. W.C. Livingston, NSO/Kitt Peak, Tucson.

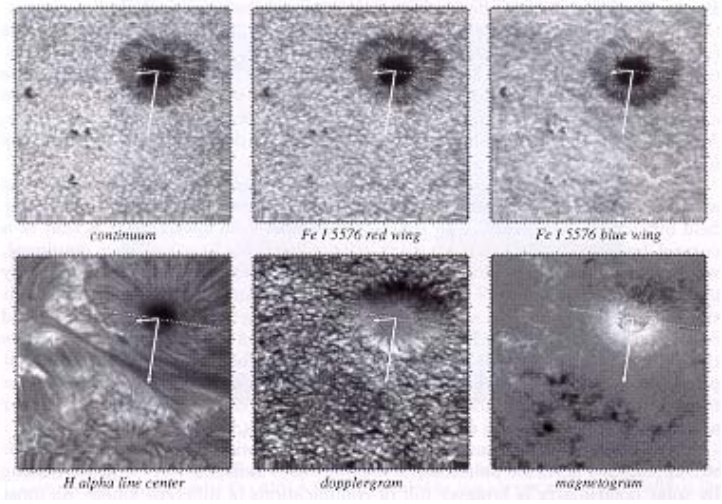
Şüphesiz tam bir gözlemsel bilgiyi, yüksek spektrel ayırmagücü ile spektrel çizgiler boyunca (dairesel ve lineer) polarizasyonun mümkün bütün hallerini kayıt edebildiğimiz takdirde elde edebiliriz. Böyle bir gözlem hiç şüphe yok ki, bize polarizlenmiş çizgi profillerini verir. Zeeman ayrışması λ^2 ile değiştiğinden, çizgi genişliği de yaklaşık dalgaboyu ile orantılı olduğundan, uzun dalgaboylarına gidildiğinde Zeeman ayrışması daha belirgin olur. Bundan dolayı kırmızı ötesi bölgede çalışmak bir avantajdır.



Şekil 6. İsveç La Palma Gözlemevi'nde yüksek uzaysal ayırmagücüyle kaydedilen bir güneş lekesindeki Zeeman ayrışması. Soldaki slit-jaw beyaz ışık görüntüleri spektrel yarığın (koyu, dikey şerit) yerini gösterir. Karşılık gelen spektrum sağda verilmiştir. Fe I 6302 A çizgisinin Zeeman ayrışması, sağ ve solunda arza ait iki dar çizgiyle birlikte görülmektedir. B. W. Lites, HAO, Boulder, Colorado

Bir büyük teşhis engeli, mevcut aletlerin uzaysal ayırma güçlerinin erişemediği küçük ölçekli ince yapıların manyetik alanlarının, son derece parçalanmış ve kesikli olması durumundan gelir. Ayırmagücü engelini yenmek ve ayırt edilebilen manyetik alanın gerçek özelliklerini tayin etmek için iyi spektrel ayırmagüçlü gözlemler kullanmak şartıyla dolaylı yöntemler geliştirilmiştir. Yapılar ne kadar küçükse evrimsel zaman ölçekleri de o kadar kısa olduğundan yüksek uzaysal ayırmagüç çok kısa poz süreleri ile birleştirilmelidir. Yüksek ayırmagüçlü spektrel ve kısa poz süreli polarimetrik hassasiyeti yüksek gözlemleri en büyük güneş teleskoplarını kullanarak yapsak bile, yine de yeterli foton elde edememe durumu ile karşı karşıya kalabiliriz. Bundan dolayı, bütün güneş gözlemleri amaca yönelik gözlem programlarına bağlı

olarak, ayırma gücü veya hassasiyet açısından uygun bir denge kurularak yapılmalıdır.



Şekil 7. Dar band filtreyle gözlenen bir aktif bölgenin farklı şekilde temsil edilişi. Kayıtlar La Palma teleskobu ve Lockheed üniversal filtre sistemiyle 22 Haziran 1990 'da yapılmıştır. Dopplergram haritaları Fe I 5576 A çizgisinin dalgaboyu kaymalarını, magnetogram Fe I 6302 A çizgisinin mavi kanadındaki dairesel polarizasyon derecesini temsil eder. Uzun oklar güneş disk merkezine yönelirken kısa oklar helyografal Kuzey yönüne yönelmiştir. Nokta nokta çizgi uzun oka diktir. Noktalar arasındaki mesafe çerçeve kenarında gösterilen eşelle aynı, bir yay saniyedir. R. Shine, Lockhead Palo Alto Research Laboratories, California.

Yüksek ayırmagüçlü güneş polarimetresi büyük teleskopların devreye girmesiyle başarılabilir. Manyetik alanların termodinamik ve güneş atmosferinin aktivitesi üzerindeki rolünü ortaya çıkarmak için Zeeman etkisinin atmosferin diğer fizik parametrelerinden sorumlu olan polarizlenmemiş radyasyon bilgisiyle birleştirilmesi gerekir. Buna iyi bir örnek Şekil 7 'de verilmiştir. Görüş alanın sağ üst kısmında güneş lekesine sahip bir aktif bölge görülmektedir. Farklı dalgaboylarında hemen hemen eş zamanlı dar band filtrelerle disk üzerinde aynı bölgenin görüntüleri elde edilmiştir. Alt ortadaki dopplergram Fe I 5576 A polarizlenmemiş çizginin yer değiştirmiş dalgaboyu haritasını temsil eder. Çizginin Lande faktörü sıfırdır. Görüntü, bu çizgi içindeki dört farklı pozisyonda filtrelenmiş görüntülerden elde edilmiştir. Bu yer değiştirmeler Doppler etkisinden ortaya çıktığından, fotosferik hızların görüş doğrultusundaki bileşeni ile orantılıdır. Magnetogram Fe I 6302 A çizgisinin mavi kanadındaki dairesel polarizasyon derecesinin bir haritasıdır. Bu, Zeeman etkisi ile ortaya çıkan polarizasyon, uzaysal ayrılmış bir elemandan gelen manyetik akının görüş doğrultusundaki bileşenle orantılı olarak bir ilk yaklaşımıdır. Parlak ve koyu alanlar zıt manyetik polariteleri temsil ederler. Gri zemin yaklaşık sıfır manyetik akıya karşılık gelir.

4. MANYETİK ALANLARIN GLOBAL EVRİMİ

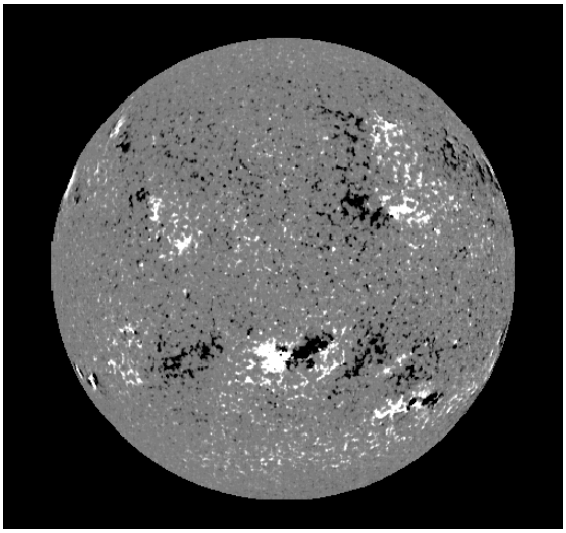
Full disk dairesel polarizasyon haritası, bir taraftan dar bir spektrel pencereden dairesel polarizasyon kaydedilirken diğer taraftan eş zamanlı güneş görüntüsünün spektrografın giriş yarığı boyunca taranmasıyla oluşturulur. Şayet bu pencere Zeeman'a hassas bir spektrel çizginin kanadında ise, ki böyle bir dairesel polarizasyon haritası genellikle bir *magnetogram* olarak isimlendirilir, bu yapılan işlem güneş diski boyunca manyetik akının görüş doğrultusundaki bileşeninin dağılımını ve morfolojisini gösterir. Şekil 8 spektrograf tabanlı full disk bir magnetogramın örneğini gösterir. Şekil 8 aktivitenin yüksek olduğu bir dönemdeki büyük ölçekli akı örneklerinin disk üzerinde nasıl dağıldığını iyi bir şekilde gösterir. Diskin görünüşü dikkatlice incelendiğinde manyetik ağyapı rahatça ayırd edilebilir. Bu ağyapıyı oluşturan bağımsız fotosferik akı elemanlarının tipik boyutlarının yaklaşık 100 km olması beklenmektedir.

Güneş lekelerine sahip yeni doğmuş kompak iki kutuplu manyetik bölgeler daima Hale'in polarite kanununa uyar. Hale kanununa göre bir aktif bölge içindeki polaritenin Doğu-Batı yönlenmesi Kuzey ve Güney yarım kürelerde zıttır. Yeni bir 11-yıllık çevrim başladığında polarite işaret değiştirir. Halbuki, Güney yarım kürede durum tam tersidir.

11 yıllık çevrim süresince ortaya çıkan iki kutuplu manyetik akı ekvatora doğru göç eder. Yeni çevrim güneş leke gruplarının yüksek enlemlerde polaritelerini değiştirmesiyle başlar. Bunlar yekpare değildir. Küçük akı elemanlarından oluşmuştur. Polarite her iki yarım kürede zıt işaretlidir. Kutuplardaki bu polarite bir önceki çevrim boyunca kendi yarım küresindeki leke gruplarının takip eden kısmının işaretine sahip olurlar. Kutupların tekrar aynı işareti alması için iki 11 yıllık aktivite çevriminin geçmesi gerekir. Bundan dolayı manyetik aktivite çevriminin uzunluğu 22 yıldır.

Güneş yaklışık 27 günlük bir peryotla döndüğünden, günlük full disk magnetogramlar serisi kullanılarak bütün enlem ve boylamlara ait bilgi çıkarılabilir. Böylece, bütün güneş yüzeyinin, enlemin ve boylamın bir fonksiyonu olarak görüş doğrultusundaki manyetik akı dağılımını gösteren "synoptik haritalar" oluşturulabilir. Güneş katı cisim gibi dönmez. Diferansiyel dönme gösterir. Düşük enlemler yüksek enlemlerden daha hızlıdır. Fakat, boylam sistemi geleneksel olarak kabul edildiği üzere sabit

hızda katı cisim gibi döner. Genellikle Carrington sistemi kullanılır. Buna göre dönme peryodu 27.2753 gündür. Aslında bu dönme hızı yaklaşık 16° enlemindeki güneş kelelerinin dönme hızına karşılık gelir.



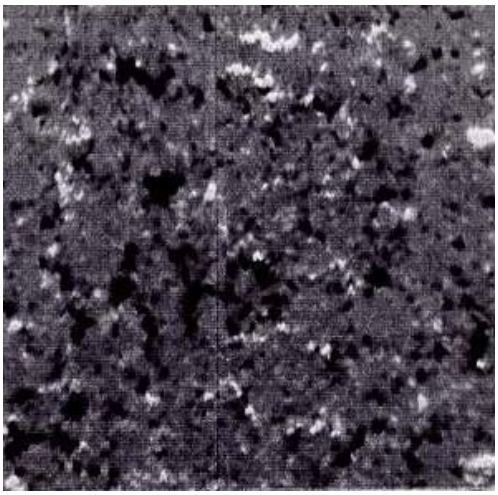
Şekil 8. Ulusal Güneş Gözlemevi'nde (Kitt Peak) kaydedilen full disk güneş magnetogramı. Parlak alanlar manyetik alan yönünün bize doğru olduğunu, koyu alanlar ise bizden uzaklaştığını temsil eder.

Bundan dolayı şu anda dinamonun büyük kısmının güneşin radyatif kor ve konvektif bölge arasındaki bu sınır tabakaya yakın bir yerde işlediğine inanılmaktadır.

Çeşitli ölçeklerde yüzeyde ortaya çıkan manyetik akı miktarının yaklaşık 10^{20} Mx/gün aktif bölge (AB) şeklinde, 10^{22} Mx/gün geçici bölgeler (GB) şeklinde, 10^{24} Mx/gün intranetwork alanlar (IA) şeklinde olduğu tahmin edilmektedir. Ortaya çıkan akının miktarı 1:100:10 000 'le orantılıyken büyüklükler yaklaşık olarak 25:5:1 (veya 75″:15″:3″) şeklindedir. Her ne kadar verilen her hangi bir zamanda güneş üzerinde görülen manyetik akıya en küçük ölçekli yapılar hakim ve kısa devridaim (turn-over) veya tekrar yapılanma zamanlarına sahiplerse de, bu durumun küçük ölçekli akıyı oluşturan süreçlerin, büyük ölçekli veya sistematik özellikleri sağlayacağına dair bir garantisi yoktur. Sistematik özelliklerle kastedilen; aktif boylamlar, Hale'in polarite kanununa uyum, iki kutuplu manyetik eksenin sistematik eğimleridir. Keza, büyük ölçekli manyetik yapılara en büyük katkının bunlardan geldiği de tam bilinmemektedir. Intranetwork alanların enlemsel dağılımlarının bunlardan daha geniş olduğu bilinmekte, fakat IA 'ların kutuplarının tamamen rasgele yöneldiğine ait bilgilerimiz henüz tam değildir.

5. SAKİN GÜNEŞ ÜZERİNDE KÜÇÜK ÖLÇEKLİ MANYETİK YAPILAR

Şekil 9'de göze batan en önemli özellik karmaşık polariteli ağyapı alanlarının süpergranül hücre sıralarında yer alma eğiliminde olmalarıdır. Keza IA olarak isimlendirilen süpergranül hücrelerinin içinde görünürde daha zayıf karmaşık polariteli akılar da mevcuttur. Orta derecede ayırmagüçlü gözlemlerde polarizasyon ölçümlerine asıl katkıyı sağlayan bu ana arklar fotosferik ağ yapıda oluşken ve özellikleri ayrıntılı bilinirken, morfolojisi ve evriminin dışında IA'ın özellikleri hakkında az bilgiye sahibiz. Daha küçük ölçeklerde fotosferin ayırmagücü sınırının altında kalan karışık polariteli bir türbülent manyetik alanla dolu olduğunu beklemekteyiz. Bu "gizli" manyetik alanın mevcudiyeti ve bazı özellikleri dolaylı yöntemlerle çıkarılabilir. Magnetogramların uzaysal ayırmagücü sonsuza gitse bile, türbülent spektrum, yaklaşık 100 km'den daha küçük ölçekli yapıların görülmesini pratik bakımdan imkansız kılar.



Şekil 9. Disk merkezinde sakin bir bölgenin yüksek ayırmagüçlü magnetogramı. Parlak ve koyu alanlar zıt polariteli manyetik akıyı temsil eder. Görüş alanı 230x220 yay sn^2 'dir.

Nedeni, bu "mikrotürbülans" rejiminde,

türbülent elemanların spektrel çizgi oluşum bölgesi boyunca görüş doğrultusunda zıt polaritelerden gelen polarizasyon katkısının yok edilmesi neticesinde optik olarak incelmesidir.

Güneş (ve yıldız) aktivitesinin anlaşılmasındaki anahtar rol, manyetik alanların temel yapı taşlarının fiziğinde yatar. Bu yapı taşları erişilebilen uzaysal ayırmagücünün altında kaldığı sürece, ayırmagücünü yenmek ve ayırt edilemeyen manyetik alanların istatistiksel ve fiziksel özellikleri çıkarmak için bir çok dolaylı teşhis teknikleri geliştirmeliyiz. Bu durum fizikte olağandır. Atomun iç yapısını onu görmeden çıkarılabilir. Benzer şekilde yıldız fiziği yıldızların yüzeyleri görülmeksizin geliştirilmiştir.

Manyetik "*akı tüpleri*" olarak isimlendirilen ağyapı alanlarının temel yapı taşları türbülent alanlarda olduğu gibi uzaysal olarak ayırt edilememişlerdir. Dolaylı yöntemler hem manyetik alanın teşhisini hem de akı tüplerinin termodinamiğini yüksekliğin bir fonksiyonu olarak vermeye çalışır. Bu dolaylı tekniklerle, yapının uzaysal olarak ayırt edilememesinden dolayı kaybolan bilgi, spektrumdaki tamamlayıcı bilgilerle telafi edilmiştir. Manyetik alanın küçük ölçekli yapısını anlamamızda anahtar rol oynayan "çizgi oranı tekniği" alarak isimlendirilen yöntemde Zeeman polarizasyon etkisinin iki veya daha fazla dikkatlice seçilmiş spektrel çizilerin aynı anda kayıt edilmesi esasına dayanmaktadır. Zayıf manyetik alanlar için, Zeeman ayrışması çizgi genişliği ile mukayese edildiğinde küçük, iki çizginin dairesel polarizasyon genlikleri de Lande faktörleri ile orantılıdır. Ayrışma, çizgi genişliği ile mukayese edildiği zaman, yine de polarizasyon sinyali doyar ve bu durum büyük Lande faktörlü çizgilerde diğer çizgilerdekinden daha fazladır. Bu diferansiyel Zeeman doyma ölçümleriyle gerçek alan şiddeti manyetik filling faktörün (katkıda bulunan akı ile doldurulan ayırt edilebilen elemanın relatif alanı) ne kadar küçük olduğuna bakılmaksızın tayin edilebilir.

Çizgi oranı tekniği sakin fotosferdeki ağyapı manyetik alanlarına uygulandığı zaman her yerde 1-2 kG şiddetinde alanlar elde edildi. Bu oldukça sürpriz sonuçlar aynı zamanda alan şiddetinin hemen hemen manyetik filling faktöründen bağımsız olduğunu da gösterdi. Böylece, gerçek alan şiddetinin benzer değerleri aktif bölge plajları yanı sıra sakin güneş bölgelerinde de bulundu. Üstelik bu bölgelerde akı miktarı (ve dolayısıyla filling faktör) birkaç mertebe daha büyük çıkmıştır

Fourier Transform Spektrometresi (FTS) bir polarimetre olarak kullanıma girmesiyle sadece birkaç spektrel çizgi değil yüzlerce spektrel olarak tamamen ayırt edilebilen tamamen polarize olmuş spektral çizgi profili aynı anda yüksek sinyal gürültü oranıyla kayıt edilmeye başlanmıştır. Bu yöntem sadece daha önce yapılan çizgi oranı sonuçlarını teyit etmekle kalmayıp akı tüpü yapısının iç termodinamiğinin anlaşılmasına varıncaya kadar bilgi vermektedir. FTS aynı zamanda akı tüpünde yükseklikle fizik parametrelerinin nasıl değiştiği hakkında da bilgi verir. Bu durum, şu ana kadar ulaşılmamış artan düzeyde bilgi ve fiziksel gerçekleri içeren deneysel akı tüpü modelleri için hızla gelişen bir model yapım "endüstrisine" götürmüştür.

6. DEĞERLENDİRME

Manyetik alan elemanlarındaki fiziksel parametrelerin sayısal bilgisi, homojen olmayan bir manyetik alana polarizlenmiş radyatif transfer teorisi uygulanarak polarimetrik verilerden türetilebilir. Her bir spektrel çizgi güneş atmosferinin oluşturduğu lineer olmayan tedirginliklerin etkisi altındadır. Ancak bu etki farklı spektrel çizgiler için farklı cereyan eder. Buna rağmen bilgiler çıkarılabilir ve fiziksel parametreler gözlenen polarizasyondan indirgenebilir. Dolaylı çıkarımda kullanılacak olan polarimetrik gözlem seti uygun seçilmelidir. Sentetik gözlenebilirleri hesaplamada kullanılan akı tüpü modelini karakterize eden serbest parametrelerin değerleri en küçük kareler uyumuyla tayin edilebilir. Bu şekilde oldukça fazla deneysel akı tüpü modeli yapılabilir. Daha iyi gözlem bilgileri geldiğinde bu modeller daha fazla fiziksel bilgiler sağlayacak şekilde iyileştirilebilir.

7. KAYNAKLAR

Stenflo, J.O.: 1994*, "Solar Magnetic Fields" Polarized Radiation Diagnostics*, Kluwer Academy Publishers, ISBN 0-7923-2793-4.

Güneştacı Deliğinde Alfvén Dalgaları

E. R. Pekünlü, Z. Bozkurt, M. Afşar, E. Soydugan & F. Soydugan

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
Bornova, 35100, İZMİR.

Özet. Bu çalışmada, Kuzey güneştacı deliğinin iç bölgesindeki ($r < R_\odot$) Alfvèn dalgalarının yayılma özelliklerini inceledik. Doğrusal, sıkıştırılamaz MHD bağlamında yapılan çözüm, iki farklı evre hızıyla yayılan dalga biçemi öngörmüştür. Yavaş evre hızıyla yayılan Alfvèn dalgaları çok hızlı bir biçimde sönümlenir; diğer bir deyişle bu dalgalar, güneştacı deliği plazmasında yayılamazlar. Diğer yandan, yüksek evre hızına sahip Alfvèn dalgaları manyetik alan kuvvet çizgilerine koşut yönde yayılabilirler. İkinci tür dalgaların mekanik erke akısının, güneştacı deliği plazmasının optik ince ışınım ve ısısal iletkenlik yoluyla yitirdiği erkeyi yeniden sağlayacak denli yüksek olduğunu; manyetik akı tüpleri boyunca yayılan Alfvèn dalgalarının kırınıma uğradığını ve erkelerini viskoz ve joule süreciyle çevreye ısı erkesi olarak saçtıklarını gösterdik. Yaptığımız çözüm, Alfvèn dalgalarının erke akı yoğunluğunu 10^6 *erg* cm^{-2} s^{-1} olarak öngörmektedir. *1.05 R – 1.35 R* aralığında erke akı yoğunluğunun kesiti, akının *1.15 R* uzaklığına dek arttığını, bu noktada bir maksimuma ulaştığını daha sonra, azaldığını göstermektedir. Bu sonucu, SOHO/SUMER in elde ettiği Si VIII iyonunun bakış doğrultusundaki hızlarını yorumlamada kullandık. Si VIII çizgileri, diğer ağır iyonlarınki gibi ısısal olmayan genişleme göstermektedir. Si VIII in ısısal olmayan hızlarının yarıçap doğrultusu boyunca gözlemlerden türetilmiş olan kesiti, *1.15 R* uzaklığında bir maksimum yapmaktadır. Alfvèn dalgalarının erke akısının maksimuma eriştiği uzaklıkla, Si VIII in ısısal olmayan hızlarının eriştiği maksimum uzaklığın raslantısal olmadığını düşünüyoruz. Sönmüş olan Alfvèn dalgalarının erke akı yoğunluğunun azalmasına bağlı olarak, Si VIII iyonunun ısısal olmayan hız kesiti *1.15 R* uzaklığında bir plato yapmaktadır.

Anahtar sözcükler*: Güneş: güneştacı – MHD Dalgaları.*

1. Giriş.

Bu çalışmada, sıkıştırılamaz, viskoz ve manyetik sızma özelliği gösteren güneştacı deliği plazmasındaki, Alfvèn dalgalarının yayılma ve erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçma özellikleri araştırılacaktır. Bu amaçla, Alfvèn dalgalarının dalgaboyu, grup hızı, sönme ölçek uzunluğu, dalga erke akısı gibi özelliklerinin uzaysal değişimlerini bulmaya çalışacağız.

Güneştacı, güneş maksimumu ve minimumunda birbirinden farklı özellikler sergilemektedir: sakin etkin bölgeler, flare yapan etkin bölgeler, eşlek güneştacı deliği, uçlak güneştacı deliği, *vb*. Buna bağlı olarak da ortamın fiziksel parametreleri, parçacık sayı yoğunluğu, sıcaklık, manyetik alan yeğinliği de bir bölgeden diğerine değişmektedir. Ancak tüm bölgeler için ortak bir sorun varsa o da, ısısal iletkenlik ve optik ince ışınım yoluyla yitirilen erkenin yeniden nasıl sağlandığı sorunudur. $1–2R_\odot$ uzaklıklarında güneştacının ortalama sıcaklığı 10^6 *K* düzeylerindedir. Bu denli sıcak güneştacı plazması optik ince ışınım ve aşağıdaki geçiş bölgesine ısısal iletkenlik yoluyla erke yitirecektir. Güneştacı sıcaklıklarını gözlenen düzeyde tutabilmek için yitirilen erkenin sürekli olarak yeniden sağlanması gerekir.

Erke, büyük ölçekli süreçlerin yanısıra, viskozite, elektriksel direnç, ısısal iletkenlik gibi küçük ölçekli süreçlerle de bir bölgeden bir başka bölgeye aktarılır. Küçük ölçekli süreçler, dalganın düzenli deviniminde depolanmış olan mekanik erkeyi, parçacıkların düzensiz ısısal erkesine dönüştürür. Erke saçıcı süreçler MHD dalgalarının sönmesine neden olurlar (Braginskii, 1965). Güneştacı deliğinde ve güneş rüzgarında yayılan Alfvèn dalgalarının sönmesi son derece zordur (Hollweg, 1991). Bu kuramsal öngörü, güneştacının dış bölgelerinde gözlenen Alfvèn dalgalarınca doğrulanmıştır (Doyle ve ark., 1999). Alfvèn dalgalarının güneştacının herhangi bir bölgesinde de üretilme olasılığı vardır; tüm dalgaların güneştacı tabanında üretileceğini varsaymak doğru değildir.

MHD dalgalarının güneştacını ısıtma ve güneş rüzgarını ivmelendirmedeki rolü bu bölgeden alınan salma çizgilerinin genişliklerini inceleyerek sergilenebilir. MHD dalgalarının neden olduğu çizgi genişlemesine ilişkin kanıtlar, yüksek sıcaklıklarda oluşan güneştacı çizgilerinin (iyon oluşma sıcaklığı > 10^6 *K*) güneş kenarının üzerinde (> $1.1\ R_\odot$) yapılan gözlemlerinden elde edilebilir. Bu gereksinimleri karşılayabilecek gözlemlerin, MHD çalkantıları, ve dalgalarının neden olduğu etkileri, aygıtsal,

kuramsal ve ısısal etkilerden ayırdedebilecek nitelikte olmalıdır. Bu yöndeki ilk gözlemleri Hassler ve ark. (1990) yaptı. Altı tane EUV salma çizgileriyle yapılan çalışmada opasite, sistematik akışkan etkileri, ısısal Doppler genişlemesi ve MHD dalgalarının çizgi genişlemesi üzerine olan etkilerini önceden hesapladılar. Bu nedenle, güneştacı salma çizgilerinin ısısal olmayan genişlemelerinden MHD dalgalarının sorumlu olabileceği sonucuna vardılar. SMM uydusu FCS verileri ışığında Saba & Strong (1991) da benzer bir sonuca ulaştı. Adı geçen uydunun yumuşak X – ışın kanalından altı zoruna titreşim çizgisi gözlendi. Değişik çizgi yeğinlik oranlarından, $\overline{T_e} = 3.0 \pm 0.1 \times 10^6\, K$ elde ettiler. Gözlenen çizgi genişliklerinin (W_{obs}) yalnızca ısısal süreçlerle oluştuğu varsayımını kullanarak, çizgi genişliğine denk sıcaklığı $T_{W_{obs}}$ türettiler ve $T_{W_{obs}} > \overline{T_e}$ olduğunu gözlediler. $T_{W_{obs}}$ değerini kullanarak Si XIII kanalından gelmesi gereken akıyı saptadılar. Ancak, bu sıcaklıkların gözlenenden 30 kez daha büyük akı vermesi gerektiğini gördüler. Daha sonra,

$$v_{ex} = \sqrt{\left[\frac{c\, W_{obs}}{2(ln\ 2)^{1/2}\lambda}\right]^2 - v_{th}^2} \tag{1.1}$$

bağıntısını kullanarak, ilgili çizginin FWHM değerine ısısal olmayan katkıları hesapladılar ve bu değere, v_{ex} dediler. Güneştacı deliğinde, belli bir yükseklikte, üç iyon için buldukları ısısal olmayan hız değerleri şöyledir: O VIII için $v_{ex} = 42$ ($\pm$ *30*); Ne IX için $v_{ex} = 58$ ($\pm$ *4*); Mg XI için $v_{ex} = 44$ ($\pm$ *4*). Sab & Strong (1991), ölçülen çizgi genişliklerine ve plazma sıcaklıklarına bulaşan belirsizliklere ilişkin ayrıntılı bir liste verdikten sonra, çizgilerin ısısal olmayan genişlemelerinden, Alfven dalgalarını sorumlu tutmuşlardır.

Güneştacı salma çizgilerinin güneş kenarı dışında ölçümlerine ilişkin sonraki çalışmalar SOHO uydusunudan gelmiştir.SOHO/SUMER verilerini kullanan Doyle ve ark. (1999) Si VIII $\lambda\lambda$ *1440.49* & *1445.75* çizgi genişliklerini, güneş kenarından olan uzaklığın bir işlevi olarak elde ettiler. Elde ettikleri veriler, çizgilerin ısısal olmayan genişliklerinin güneş kenarında $\sim$ *24 km/s* değerinden, kenardan *35″* uzakta $\sim$ *28 km/s* değerine çıktığını göstermiştir. Bu sonuçlar temelinde, sakin güneştacının MHD dalgalarınca ısıstılabileceği sonucuna varmışlardır. Si VIII çizgi çiftinin ölçümleri hem elektron yoğunluğu hem de ısısal olmayan hızları saptamalarını sağlamıştır. Ölçtükleri elektron sayı yoğunluğu ($N_e = 1.8 \times 10^8 cm^{-3}$) ve v_{ex} ($= 2 \times (28\ km/s)^2$) değerlerini kullanarak ve $B = 4$ gauss sabit manyetik alan yeğinliği varsayımı yaparak Alfvèn dalgalarının erke akı yoğunluğunu, $F_{Alf} = 3.1 \times 10^5 erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$ olarak saptamışlardır.

Banerjee ve ark. (1998) çalışmasındaki Şekil 4b, ve Doyle ve ark. (1999) çalışmasındaki Şekil 4, Si VIII için v_{ex} in güneş kenarından olan uzaklıkla değişimini göstermektedir. Gözlemler *1.05–1.15 R* aralığında sönmemiş Alfvèn dalgaları modeliyle iyi bir uyuşum göstermektedir. Ancak güneş kenarının *200″* ötesinde v_{ex} değerleri kuramsal değerlerden küçük kalmaktadır. Biz, bu çalışmamızda, gözlemleri açıklayabilmek için sönmüş Alfvèn dalgalarını dikkate almanın gerekliliğini göstermeye çalışacağız.

Çalışmamızın planını şöyle sunabiliriz: Bölüm 2 de, SOHO uydusunun, kuzey güneştacı deliğinin manyetik ve plazma özelliklerine ilişkin verileri gözden geçirilecektir. Bölüm 3 de, adı geçen bölgede dalga yayılma ve erkesini çevreye ısı erkesi olarak saçma özellikleri işlenecektir. Alfvèn dalgalarının dağılma bağıntısı, grup hızı, sönme ölçek uzunluğu, dalga erke akı yoğunluğu türetilecektir. Bölüm 4 de ise bulunan sonuçlar ve gözlemlerin uyuşumuna ilişkin sonuç ve tartışmalar yeralacaktır.

2. Kuzey Güneştacı Deliğinin Manyetik ve Plazma Özellikleri.

Bu çalışmada, Alfvèn dalgalarının güneştacı deliğindeki yayılma özellikleri incelenecektir. Bu nedenle, elektron sayı yoğunluğu, optik ince ışınım salan iyonların çizgi genişlikleri, sıcaklık ve manyetik alan gibi plazma parametrelerinin uzaklıkla değişimlerine ilişkin bilgi sahibi olmalıyız. Bu konuyla ilgilenen çoğu araştırma grubu, manyetik alanın bu bölgede sabit ve yeğinliğinin *5 – 10 gauss* olduğunu varsaymaktadır (*örneğin*, Doyle ve ark., 1999; Banerjee ve ark., 1998). Biz bu varsayımı kullanmayacağız. Çünkü, araştırmamızın başlıca amaçlarından birisi, manyetik alan değişiminin dalga sönmesi üzerine olan etkisini, Alfvèn dalgalarının ısıtma yeteneğini incelemektir. Tekdüze bir manyetik

alanda Alfvèn dalgalarının erkelerini boşaltma oranı, güneştacını ısıtamayacak denli küçüktür. Manyetik alandaki uzaysal değişim, elektriksel dirençlilik ve viskozite oranlarını *30 – 40* kat arttırmaktadır (Saba & Strong, 1991). Güneştacı deliğinde manyetik alanın uzaysal değişimi Hollweg (1999a, b) tarafından aşağıdaki gibi verilir:

$$B = 1.5\left(f_{max} - 1\right)R^{-3.5} + 1.5R^{-2}\,gauss \tag{2.1}$$

(2.1) bağıntısındaki f_{max} değeri *9* olarak seçilmektedir (Hollweg, 1999a, b). $R = r / R_{\odot}$ dir

Güneştacı deliğindeki elektron sayı yoğunluğu birçok araştırma grubu tarafından ölçülmüştür (Guhatkakurta & Fisher, 1995, 1998; Doyle ve ark., 1999; Banerjee ve ark., 1998). Biz bu çalışmamızda, Feldman ve ark. (1997) önerdiği bağıntıyı kullanacağız:

$$N_e = \frac{3.2\times 10^8}{R^{15.6}} + \frac{2.5\times 10^6}{R^{3.76}} + \frac{1.4\times 10^5}{R^2}\,cm^{-3} \tag{2.2}$$

N_e *(R)*, kuzey güneştacı deliğindeki kütle yoğunluğunun belirlenmesini sağlar: $\rho_0(r) = \bar{\mu}\, m_p N_e(r)$; burada $\bar{\mu} \approx 0.6$ ortalama atom ağırlığı; m_p proton kütlesidir.

SOHO/CDS ve SUMER tayfçekerleri Kuzey güneştacı deliği üzerindeki bölgenin sıcaklığını ölçmüştür. David ve ark. (1998) ölçülen sıcaklığı, uzaklığın bir işlevi olarak çalışmalarında, Şekil 2 de vermişlerdir. Grafik okuma yoluyla, bu verilere en iyi uyum sağlayan polinomu aşağıdaki gibi elde ettik:

$$T = -2\times 10^7 R^2 + 5\times 10^7 R - 3\times 10^7\,K \tag{2.3}$$

Aşağıda da değineceğimiz gibi, viskozite katsayısı sıcaklığı güçlü bir biçimde bağlıdır. David ve ark. (1998) verdiği sıcaklık kesiti, *1.05R – 1.35R* aralığını kapsamaktadır. Bu nedenle, biz de, incelememizi bu aralıkta yapacağız.

Optik olarak ince olan salma çizgilerinin genişliği ısısal ve ısısal olmayan bölümlerden oluşmaktadır. Çizgilerin yarı maksimum genişliklerinin ısısal olmayan bölümleri, v_{ex} olarak simgelenmiş ve (1.1) eşitliğiyle verilmişti. Banerjee ve ark. (1998) Si VIII iyonu için ısısal olmayan hızları güneş kenarından olan uzaklığın bir işlevi olarak vermektedir (bkz. Banerjee ve ark., 1998, Çizelge 2). Bu verilere uyguladığımız en iyi polinom yaklaşım aşağıdadır :

$$v_{ex} = -1522.3R^4 + 8638.2R^3 - 18191R^2 + 16882R - 5786.5 \quad kms^{-1} \tag{2.4}$$

Banerjee ve ark. (1998) son veri noktası *1.259* $R_{\odot}$ uzaklığına ilişkindir. Biz çalışmamızı *1.35* $R_{\odot}$ uzaklığına dek yapacağımızdan, hız kesitinin *1.259* $R_{\odot}$ uzaklığıyla *1.35* $R_{\odot}$ uzaklığı arasında düz seyrettiğini varsayacağız. Bu varsayım, sonuçlarımıza kaçınılmaz olarak belirsizlikler yükleyecektir. Şimdi, Alfvèn dalgalarının güneştacı deliğindeki yayılma özelliklerine geçebiliriz.

3. Kuzey Güneştacı Deliğindeki Alfvèn Dalgalarının Yayılma Özellikleri.

Sıkıştırılamaz bir plazma ortamında yayılan dalgaların MHD bağlamında incelemesi momentumun korunumu, manyetik akının korunumu ve manyetik indüksiyon eşitlikleriyle olur:

$$\rho \frac{D\boldsymbol{v}}{Dt} = (\nabla \times \boldsymbol{B})\times \boldsymbol{B} / \mu + \rho \nu \nabla^2 \boldsymbol{v} \tag{3.1}$$

$$\frac{\partial \boldsymbol{B}}{\partial t} = \nabla \times (\boldsymbol{v} \times \boldsymbol{B}) + \eta \nabla^2 B \tag{3.2}$$

$$\nabla \cdot \boldsymbol{B} = 0 \tag{3.3}$$

(3.1) bağıntısında, μ manyetik geçirgenlik; $\rho\nu = 2.21\times10^{-15}\, T^{5/2}(r) \,/\, ln\Lambda \; g\; cm^{-1}\, s^{-1}$; ν kinematik viskozite katsayısı; 83.2) bağıntısında $\eta = 5.2\times10^{11}\, T^{-3/2}(r)\; ln\,\Lambda\; cm^2\, s^{-1}$ manyetik sızma katsayısı; $ln\,\Lambda = 22.0$ Coulomb logaritmasıdır. $\dfrac{D}{D\,t} \equiv \dfrac{\partial}{\partial\, t} + \boldsymbol{v}\cdot\nabla$ konvektif türevdir.

(3.1) – (3.3) eşitliklerinin doğrusallaştırılmış biçimlerini aşağıdaki gibi elde ederiz :

$$\rho_0 \frac{\partial\, \boldsymbol{v}_1}{\partial\, t} = (\nabla\times \boldsymbol{B}_1)\times \boldsymbol{B}_0 \,/\, \mu + \rho\nu\,\nabla^2 v_1 \tag{3.4}$$

$$\frac{\partial\, \boldsymbol{B}_1}{\partial\, t} = \boldsymbol{v}_1(\nabla\cdot\boldsymbol{B}_0) - \boldsymbol{B}_0(\nabla\cdot\boldsymbol{v}_1) + (\boldsymbol{B}_0\cdot\nabla)\boldsymbol{v}_1 - (\boldsymbol{v}_1\cdot\nabla)\boldsymbol{B}_0 + \eta\nabla^2 B_1 \tag{3.5}$$

$$\nabla\cdot\boldsymbol{B}_1 = 0 \tag{3.6}$$

(3.4) eşitliğindeki üçlü çarpımın dengini yazar, sıkıştırılamaz plazma varsayımında dalga vektörü $\boldsymbol{k}$ nın tedirginlik hızı $\boldsymbol{v}_1$ e dik olduğunu anımsarsak, (3.4) ve (3.5) eşitlikleri yeniden aşağıdaki gibi yazılır:

$$\rho_0 \frac{\partial\, \boldsymbol{v}_1}{\partial\, t} = \frac{1}{\mu}(\boldsymbol{B}_0\cdot\nabla)\boldsymbol{B}_1 + \rho\nu\,\nabla^2 v_1 \tag{3.7}$$

$$\frac{\partial\, \boldsymbol{B}_1}{\partial\, t} = (\boldsymbol{B}_0\cdot\nabla)\boldsymbol{B}_1 + \eta\nabla^2 B_1 \tag{3.8}$$

Eğer düzlem dalga varsayımı yaparsak, (3.7) ve (3.8) eşleşmiş diferansiyel denklemleri cebirsel bir bağıntıya indirgenebilir. Düzlem dalga varsayımında, hidrodinamik ve elektromanyetik tedirginlik niceliklerin evre çarpanının $exp[i(\boldsymbol{k}\cdot\boldsymbol{r} - \omega\, t)]$ biçiminde olduğu varsayılır; burada, t , $\boldsymbol{r}$, $k = 2\pi/\lambda$ ve $\omega = 2\pi / P$ sırasıyla, zaman, kaynaktan olan uzaklık, dalga vektörü sayısı ve frekanstır. λ ve P dalganın dalgaboyu ve dönemidir. Evre çarpanı yardımıyla zaman ve uzay türevleri sırasıyla aşağıdaki gibi yazılabilir : $\partial / \partial\, t \rightarrow (-i\omega)$ ve $\nabla \rightarrow ik$. Bu yaklaşımları (3.7) ve (3.8) eşitliklerinde kullanırsak aşağıdaki cebirsel bağıntıları elde ederiz:

$$\rho_0(-i\omega)\boldsymbol{v}_1 = \frac{i}{\mu}(\boldsymbol{B}_0\cdot\boldsymbol{k})\boldsymbol{B}_1 + \rho\nu\left(-k^2\right)\boldsymbol{v}_1 \tag{3.9}$$

$$(-i\omega)\boldsymbol{B}_1 = i(\boldsymbol{B}_0\cdot\boldsymbol{k})v_1 + \eta\left(-k^2\right)\boldsymbol{B}_1 \tag{3.10}$$

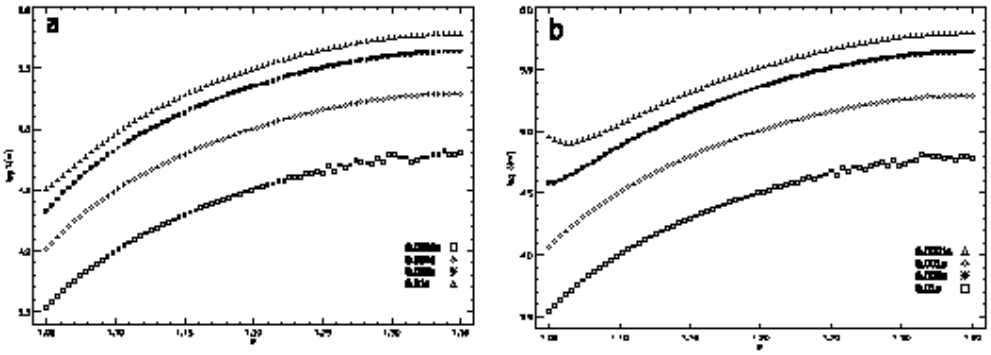
(3.9) ve (3.10) eşitliklerinden Alfvèn Dalgalarının dağılma bağıntısı aşağıdaki gibi elde edilir:

$$\nu\eta\, k^4 + \left[v_A^2 - i\omega(\nu+\eta)\right]k^2 - \omega^2 = 0 \tag{3.11}$$

(3.11) bağıntısında, $v_A = B / \sqrt{\mu\rho_0}$ Alfvèn hızıdır.

(3.11) eşitliğinin çözümü yerel λ değerlerini verir. Şekil 1a ve 1b, Alfvèn dalgalarının dalgaboyları ve sönme ölçek uzunluklarının uzaklıkla değişimini göstermektedir. Şekil 1a dan görüldüğü gibi, yüksek frekanslı dalgaların dalgaboyu beklendiği gibi daha kısadır. Bundan başka, dalga kuvvet çizgileri boyunca yayıldıkça dalgaboyu da düzenli bir biçimde artmaktadır. Bu artış, kırılma indisinin ($n = ck / \omega$) de giderek sıfıra yaklaştığı anlamına gelir. Bu eğilim, dalgaların belli bir yükseklikte yansıma eğilimi gösterdiği anlamına gelir. Bu beklenen bir davranıştır; CMA çizgesine bakıldığında, manyetik alan çizgileri boyunca azalan yoğunluk bölgesine doğru yayılan MHD dalgalarının plazma kesiklilik sınırına dayanacağı görülür (Nishikawa & Wakatani, 1994). Güneştacı deliğinde, manyetik alana dik yöndeki yoğunluk dağılımı tekdüzelikten olabildiğince sapmıştır (Woo, 1996; Woo & Habbal, 1997). Bu gerçeği gözönünde bulundurarak Hollweg (1999a,b) güneştacı deliğinde yayılan Alfvèn dalgalarının dalga vektörünün dikine bileşeni ($k_\perp$) kırınıma uğraması nedeniyle giderek daha büyük değerler alacağına işaret etmiştir. Diğer yandan, Alfvèn dalgaları yukarıya doğru yayıldıkça söneceklerdir. Ancak, dalgalar dışarıya doğru yayıldıkça sönme ölçek uzunlukları da

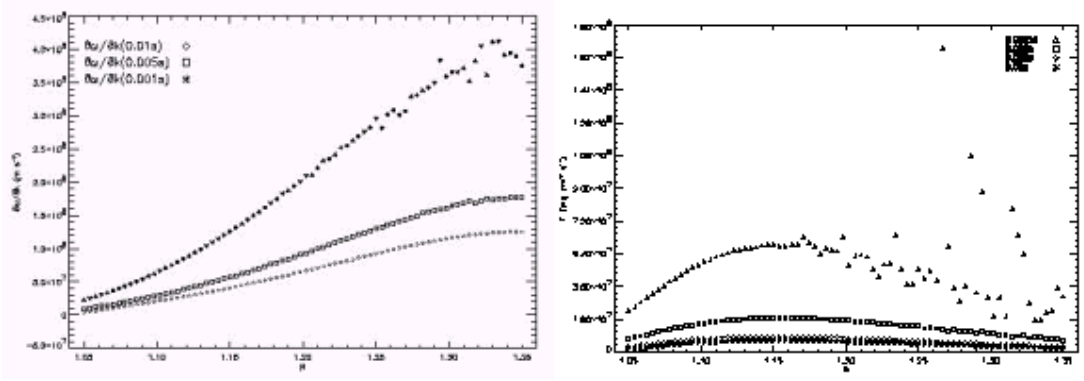
artmaktadır. Bu sonuç, viskoz ve manyetik sızma etkilerinin dalgaları söndürme etkilerinin çok büyük olmadığına işaret eder (Şekil 1b).



Şekil 1. Alfvèn dalgalarının dalgaboyları (a) ve sönme ölçek uzunluklarının (b) uzaklıkla değişimini göstermektedir.

Yüksek frekanslı Alfvèn dalgaları erkelerini çevreye daha çabuk saçarlar. Dalgaların mekanik erke akıları, $F_{Alf} = \rho v_{ex} \partial\omega / \partial k$ ile verilir; $\partial\omega / \partial k$ dalgaların erkesinin taşındığı grup hızıdır; ortamın viskozite ve manyetik sızma etkileri dikkate alındığından, v_A ile verilen sönmemiş dalgaların grup hızından farklıdır (Şekil 2).

Şekil 3, dalga erke akı yoğunluğunun uzaklıkla değişimini gösterir. Yüksek frekanslı dalgaların erke akı yoğunluğu daha büyüktür. Daha önemlisi, akı yoğunluğunun maksimuma ulaştığı yer, *1.15 R* $_{\odot}$, aynı zamanda Si VIII iyonunun ısısal olmayan hızlarının maksimuma ulaştığı yerdir. Bu uzaklıktan *1.3 5 R* $_{\odot}$ e dek olan bölgede gözlemsel değerlerle kuramsal değerler arasındaki uyuşum bozulmaktadır (bkz. Şekil 4, Doyle ve ark., 1999). Kuramsal eğri, Alfvèn dalgalarının sönmediğini varsaymaktadır. Güneştacı deliği salma çizgilerindeki ısısal olmayan genişlemeden MHD dalgaları sorumlu tutuluyor. Çizgi genişliklerinin uzaklıkla olan değişiminde gözlenen bu plato oluşumunun nedeni, bu dalgaların sönmesi ve kırılmaya uğraması olabilir. Kırılma indisi düzenli bir biçimde sıfıra yaklaştığına göre, dalgalar, yansıma öncesi kırınıma uğruyor, dalgaların erke akısı üst katmanlara ulaşamıyor ve erke akısı alamayan iyonların ısısal olmayan genişlemelerinde bir azalma gözleniyor. Alfvèn dalgalarının erke akısının *1.15 R* $_{\odot}$ uzaklığından başlamak üzere hızla azalması Si VIII iyonunun yarı maksimumundaki ısısal olmayan bileşenin de azalmasına neden olabilir.



Şekil 2 . Dalgaların grup hızlarının uzaklıkla değişimini göstermektedir (sol).
Şekil 3. Dalgaların erke akı yoğunluklarının uzaklıkla değişimini göstermektedir (sağ).

4. Sonuç.

Güneş fiziğinin çözümsüzlüğünü koruyan konularından birisi, güneştacının ısıtılması ve güneş rüzgarının ivmelenmesidir. $10^6 K$ sıcaklıklarındaki güneştacı plazması, optik ince ışınım ve geçiş bölgesine doğru ısısal iletkenlikle erke yitirir. Güneştacı plazmasının yüksek sıcaklığını koruyabilmesi için çeşitli süreçlerle erke kazanması gerekir. Güneştacını ısıtma seçeneklerinden birisi MHD dalgalarının sönmesidir.

Bu sorunun iki yanı vardır: dalgaların üretilmesi ve erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçmaları. Bu araştırmamızda dalgaların üretilme sorununa değinmedik; bu dalgaların doğal olarak varolduğunu varsaydık. Alfvèn dalgalarının sıkıştırılamaz, "yavaş değişen ortam" özelliği sergileyen plazma içersinde yayılma sorununu doğrusal MHD bağlamında inceledik. Modelimiz, yüksek evre hızıyla yayılan yüksek frekanslı Alfvèn dalgalarının ortamda yayılabileceğini ve erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçabileceğini gösterdi.

Güneştacı deliğinin parçacık sayı yoğunluğu, sıcaklık ve optik ince iyon çizgilerinin ısısal olmayan genişliklerine ilişkin SOHO uydu verilerini kullanarak, yüksek frekanslı Alfvèn dalgalarının sönme özelliklerini araştırdık. Si VIII iyonunun çizgi genişliğinin ısısal olmayan bileşeni $1.15\ R_\odot$ uzaklığında bir plato oluşturmaktadır. Bizim modelimiz de Alfvèn dalgalarının erke akı yoğunluğunun aynı uzaklıkta bir maksimuma eriştiğini ve akıda bir azalma olduğunu göstermiştir. Çizgi genişliklerindeki azalmanın, Alfvèn dalgalarının sönmesi ve kırınıma uğramasından kaynaklanabileceğini savunuyoruz.

Hem SOHO uydu verileri hem de bizim modelimiz, kesin bir sonuca ulaşmamızı sağlayabilecek düzeyde değil. Alfvèn dalgaları plazmayı dolaysız olarak ısıtırken aynı zamanda ısısal olmayan hızları da uyartıyor mu? ısısal olmayan devinimler bağımsız bir süreçle mi oluşuyor? Yoksa, ısıtılma ardı ardına gelen bir süreç mi, yani erke kaynağı önce ısısal olmayan devinimleri üretip ardından bu devinimlerin ısısallaştığına mı tanık oluyoruz? Tüm bu olumsuzluklara karşın, model sonuçlarının Si VIII in ısısal olmayan hızlarının değişimiyle uyuştuğu açıktır. Balbus & Hawley'nin (1998) işaret ettiği gibi, "elektriksel dirençlilik ve viskozite kararsız dalgaların sönmesine neden olur" . Alfvèn dalgalarının sönmesi erke akısının ve dolayısıyla Si VIII iyonunun ısısal olmayan hızlarının yükseklikle azalmasına neden olur.

Güneştacı deliği gibisinden çalkantılı bir plazma ortamında çok çeşitli hidrodinamik ve MHD dalgaları bulunabilir. Bu dalgaların plazmayı ısıtma oranı değişik oranlarda olabilir. Yüksek frekanslı Alfvèn dalgalarının bu senaryoda yeraldıkları kesin! Ancak tüm ısıtılma ve güneş rüzgarının ivmelenmesinden yalnızca bu dalgalar sorumlu tutulamaz. Bu çalışmamız, SOHO verilerini yorumlarken yalnızca sönmeyen dalgaları değil, viskozite ve manyetik sızma etkileriyle sönen dalgaları da dikkate almamız gerektiğine işaret etmiştir.

Kaynaklar:

Braginskii, S.I., 1965, Transport Process in Plasmas, *Rev. of Plasma Physics*, ed. M.A. Leontovich, Vol.I, s. 205, Consultants Bureau, NY.
Doyle, J.G., Teriaca, L. & Banerjee, D., 1999, *A&A*, 349, 956.
Feldman, W.C., Habbal, S.R., Hoogeveen, G., & Wang, Y. M., 1997, *JGR*, 102, 26905.
Guhathakurta, M. & Fisher, R., 1995, *GRL*, 22(14), 1851.
Guhathakurta, M. & Fisher, R., 1998, *ApJ*, 499, L215.
Hassler, D.M., Rottman, G.J., Shoub, E.C. & Holzer, T.E., 1990, *ApJ*, 348, L77.
Hollweg, J.V., 1991, *Mechanisms of Chromospheric and Coronal Heating*, Ulmschneider, P., Priest, E.R. & Rosner, R. (eds.), Springer, Berlin, s. 423.
Hollweg, J.V., 1999a, *JGR*, 104, No. A7, 14811.
Hollweg, J.V., 1999b, *JGR*, 104, No. A11, 24781.
Nishikawa, K. & Wakatani, M., 1994, *Plasma Physics*, Springer – Verlag, Berlin
Priest, E.R., 1984, *Plasma Astrophysics*, J.G. Kirk, D.B. Melrose, E.R. Priest (eds.) Springer – Verlag, Berlin.
Saba, J.L.R., Strong, K.T., 1991, *ApJ*, 375, 789.
Woo, R., 1996, *Nature*, 369, 321.
Woo, R. & Habbal, S.R., 1997, *ApJ*, 474, L139.

Güneştacında O^{5+} İyonunun Isıtılması ve İvmelenmesi

E. R. Pekünlü, K. Yakut, H. Şart
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
Bornova, 35100, İZMİR

Özet. SOHO/UVCS verileri, O^{5+} iyonunun güneştacı deliğinde ölçülen sıcaklığının yönbağımlı olduğunu saptamıştır; diğer bir deyişle, O^{5+} iyonunun manyetik alana dik yöndeki kinetik sıcaklığı ($T_\perp$) koşut yöndeki sıcaklığından ($T_{//}$) daha büyüktür. UVCS, heriki sıcaklığın da güneşten olan uzaklıkla değişimini elde etmiş, $T_{//}$ sıcaklığının $R = r / R_\odot$ ile çok az, ancak $T_\perp$ sıcaklığının R ile hızla arttığını belirlemiştir. UVCS verileri, güneştacı deliğindeki diğer ender iyonlar (He^{++} , Si VIII, Mg X, *vb*.) için de benzer sıcaklık yönbağımlılıkları saptamıştır. Bu veriler, güneştacı plazmasının iyon–cyclotron zoruna titreşim süreciyle ısıtılabileceği düşüncesine esin kaynağı olmuştur. Bu sorunun kinetik kuram bağlamında çözümü Vlasov eşitliğiyle olasıdır. Çarpışmasız plazma olarak betimlenebilen güneştacı deliğindeki elektron, proton ve O^{5+} iyon sayı yoğunluklarının, güneştacı manyetik alanının R ile değişimleri kullanılarak Vlasov eşitliği çözülmüş ve O^{5+} iyonu için $T_\perp / T_{//}$ >10–100 değerlerine neden olabilecek iyon–cyclotron dalgalarının dalgaboyu aralığı bulunmuştur.

1. Giriş

Bu çalışmamızda, iyon–cyclotron zoruna titreşim sürecinin birbirinden bağımsız olmayan dört yanını, plazmayı, manyetik alanı, iyon–cyclotron dalgalarını ve dalga–parçacık etkileşimini, ayrı ayrı ele alacağız. Güneştacı deliğinin ısıtılması ve güneş rüzgarının ivmelenmesi sorunlarını çözmeye çalışan üç farklı yaklaşım vardır: **M**anyetik**H**idro**D**inamik (MHD), kinetik ve parçacık yörünge kuramı. Kinetik model, güneştacı deliği plazmasının daha ayrıntılı betimlemesini verebilir. Parçacık hız dağılım işlevinin dikkate alınmasıyla yapılan kinetik model, MHD modelinin öngöremeyeceği ısıtma süreçlerini öngörebilir (Vocks & Marsch, 2002).

1.1. Güneştacı deliği ve güneş rüzgarı plazması.

Manyetik alan içindeki plazma, $\beta = N_e T_e / (B^2/2\mu_0)$ parametresiyle betimlenir (Melrose, 1989). Güneştacı deliğindeki manyetize plazma $\beta \sim 10^{-2}$ değerlerine sahiptir. Manyetik basınç plazma basıncından daha baskındır. Plazma manyetik alana "donmuştur" denir; plazmayla manyetik alan birlikte devinir, göreli hızları yoktur.

SOHO/UVCS nin Mg X ve O VI çizgilerine ilişkin verilerinden, uçlak güneştacı deliği plazmasının 1.75 $R_\odot$ – 2.1 $R_\odot$ aralığında çarpışmalı plazmadan çarpışmasız plazma özelliğine geçtiği saptanmıştır (Doyle *ve ark*., 1999; Cranmer ve ark.,1999). SOHO/UVCS ve SUMER veritabanlarını kullanarak Doyle ve ark. (1999) çarpışmalı/çarpışmasız plazma sınırını 1.5 $R_\odot$ olarak saptamışlardır. Buradan çıkan sonuç şudur: plazma taşınım süreçleri, güneştacı deliğinin 1.5 $R_\odot$ uzaklığının ötesinde klasik Coulomb kuramıyla açıklanamaz. 2.0 $R_\odot$ ötesinde gözlenen olağanüstü büyük çizgi genişliklerinin nedeni kısmen iyon–cyclotron zoruna titreşim süreci olabilir.

Düşük β ve çarpışmasız plazmanın sıcaklığının yönbağımlı olması son derece doğaldır. SOHO/UVCS verileri ağır iyonların tümünde olduğu gibi, O^{5+} iyonunun etkin sıcaklığının da iyon sıcaklığından çok büyük olduğunu göstermiştir. O^{5+} iyonunun güneştacı deliği iç bölgesindeki sıcaklığı 10^8 K düzeylerine çıkabildiği gibi, sıcaklık yönbağımlılığı da, $T_\perp \sim 10^2 T_{//}$ sergilemektedir (Czechowski *ve ark*., 1998). SOHO/UVCS güneştacı deliğindeki plazma parçacıklarının bakış doğrultusuna (dolayısıyla manyetik alana) dik yöndeki sıcaklıklarını ölçmüştür (Marsch, 1991; Marsch, 1999). Sonuç, $T_\perp^{O^{5+}} > T_\perp^{He^{++}} > T_\perp^{p} > T_\perp^{e}$ biçimindedir. Ayrıca herbir plazma parçacık türünün dikine hızı koşut hızından daima büyüktür ($T_\perp^{O^{5+}} > T_{//}^{O^{5+}}$). Bu arada değinmemizde yarar var: güneştacı deliğinin ince yapısı, parlak, sıcak ve düşük yoğunluklu "plume" ve sönük, soğuk ve yüksek yoğunluklu "plumelerarası" şeritlerden oluşmaktadır (Wilhelm *ve ark*., 1998). SOHO/SUMER O VI (1032 Å) ile elde edilen görüntüler, "plume" ve "plumelerearası" karanlık şeritleri açıkça göstermektedir. Bu iki ayrı bölgeden de elde edilen O VI çizgilerinin genişliği, "plumelerarası" şeritlerde daha geniştir. Bu durum,

O VI iyonlarının dik yönde ısıtılmalarının karanlık şeritlerde daha etkin olduğuna işaret eder. Dik yönde ısıtılmış olan iyonların güneş rüzgarındaki akış hızı da daha büyük olacaktır. Manyetik ayna kuvveti, $F_z(R) = -\mu\,\partial B/\partial R$, dikine hızı daha büyük olan parçacıklara daha büyük bir kuvvet uygulayacağından, "plumelerarası" bölge, hızlı güneş rüzgarının olası kaynağı olarak yorumlanır (Hollweg, 1999a; Hollweg, 1999b; Wilhelm ve ark., 1998; Hollweg, 1999c). Manyetik ayna kuvveti bağıntısında, $\mu = (1/2)m_i v_\perp^2 / B$, manyetik moment olarak adlandırılır; m_i iyon kütlesi, B dış manyetik alan yeğinliğidir. Karanlık bölgelerde, örneğin, Si VIII iyonunun çizgi kesitinden $v_{1/e} \sim 80\ km\ s^{-1}$; O VI iyonunun çizgi kesitindense, $v_{1/e} \sim 100\ km\ s^{-1}$ lik hızlar türetilmiştir. Çizgi kesitlerinden türetilen sıcaklığa etkin veya kinetik sıcaklık denir: $\Delta\lambda_D = (\lambda_i/c)\left(2k_B T_{eff}/m_i\right)^{1/2}$. Burada, $\Delta\lambda_D$ özeksel dalgaboyu değeri λ_i olan çizginin Doppler genişliği; c ışık hızı; k_B Boltzmann sabiti ve m_i de fotonu salan iyonun kütlesidir. İyon sıcaklığıyla etkin sıcaklık arasındaki ilişki, $T_{eff} = \left(m_i/2k_B\right)v_{1/e}^2 = T_i + \left(m_i/2k_B\right)\xi^2$ bağıntısıyla verilir (Wilhelm ve ark., 1998). Bu bağıntıda, $v_{1/e}$ iyonun bakış doğrultusundaki en olası hızı ve ξ de, yönbağımsız, Gauss dağılımı gösterdiği varsayılan çalkantılı hız uzayının en olası hızıdır. O^{5+} iyonu için 3 $R_\odot$ uzaklığında $T_{\perp eff}^{O^{5+}} \sim 2\times10^8\ K$ bulunmuştur (Cranmer *ve ark*., 1999). Antonucci ve arkadaşlarının çalışmasındaki (2000) Şekil 2, güneştacı deliğinin $1.5\ R_\odot < R < 3.5\ R_\odot$ bölgesinde O VI iyonunun kinetik sıcaklık kesitini göstermektedir. Şekilden kolayca görüleceği gibi, T_{eff} etkin veya kinetik sıcaklığı, T_i iyon sıcaklığının en az yüz katıdır. Bakış doğrultusuna dik yöndeki sıcaklıklara (hızlara) katkı, ısısal olmayan süreçlerden gelebilir. $T_{\perp eff}^{O^{5+}} \sim 2\times10^8\ K$ sıcaklığı, ısısal+ısısal olmayan süreçlerin katkılarıyla oluştuysa, T_i iyonlaşma sıcaklığının üzerindeki etki iyon–cyclotron zoruna titreşim sürecinden kaynaklanmış olabilir. Bu sürecin geçerliliğine ilişkin düşünceye esin kaynağı oluşturan SOHO/UVCS verilerinin yanısıra *Helios 1&2* uydularından elde edilen veriler bulunmaktadır. Marsch'ın (1991) Şekil 8.19a da sunduğu, yüksek hıza sahip güneş rüzgarındaki proton hız dağılım işlevindeki yönbağımlılık ($T_\perp > T_{//}$) ayrıca aynı kaynaktaki Şekil 8.25, α parçacıklarının R ile artan manyetik moment değerleri, dik yönde ısıtan kaynağın iyon–cyclotron zoruna titreşim süreci olabileceğine ilişkin ek esin kaynağıdırlar (Marsch, 1999).

O^{5+} iyonlarının güneştacı deliğindeki parçacık sayı yoğunluğuna ilişkin bilgi içeren bir kaynak bulamadık. Renkküreden güneştacına geçiş bölgesinde $N_{O^{5+}} = 10^{-3} N_p$ alınıyor (Wilhelm *ve ark*., 1998; Vocks, 2002). Diğer yandan, çeşitli kaynaklar güneştacı deliği plazmasının elektriksel olarak nötr olduğuna işaret ediyor. Nötrlük, $N_e = N_p = N$ anlamına gelir (Voitenko & Goosens, 2002; Marsch, 1999; Endeve & Leer, 2001). Elektron ve dolayısıyla proton sayı yoğunluğu için Hollweg (1999a, 1999b) Feldman ve arkadaşlarının (1997) çalışmalarında bulduğu analitik betimlemeyi öneriyor. Biz de bu çalışmamızda, O^{5+} sayı yoğunluğu için yukarıdaki bilgileri dikkate alarak aşağıdaki bağıntıyı kullanacağız:

$$N_{O^{5+}} = 10^3\left[\frac{3.2\times10^8}{R^{15.6}} + \frac{2.5\times10^6}{R^{3.76}} + \frac{1.4\times10^5}{R^2}\right] m^{-3} \qquad (1)$$

1.2. Güneştacı Deliği Manyetik Alanı.

Güneş minimumunda, hızlı güneş rüzgarının baskın olduğu tüm enlemlerde (tutulumun $\pm 20^0$ den öte enlemlerinde) güneşin manyetik alanı basit bir analitik anlatım kazanabilir (Banaszkiewicz *ve ark*., 1998; Axford, *ve ark*., 1999). Banaszkiewicz ve arkadaşlarının (1998) önerdiği manyetik alan modeli bir çiftuçay (dipole), bir dörtuçay (quadrupole) ve akım tabakasından (current sheet) oluşmaktadır. Bu model, kısaca, DQCS olarak anılır. Model, gözlemlerle sınanabilir niteliktedir. Birincisi, güneşten uzakta, Ulysses uydusunun da gözlediği gibi, manyetik alanın yarıçap boyunca olan bileşeni tekuçay (monopolar) davranış göstermektedir. İkincisi, güneştacının uçlak bölgelerine ilişkin SOHO/SUMER ve EIT moröte görüntüleri ve SOHO/LASCO C1 ve UVCS koronograf gözlemleri manyetik alan kuvvet çizgilerinin uçlak bölgesindeki yönüne ilişkin bilgi sunar. Model, bu gözlemsel veriler karşısında sınanabilir (bkz. Banaszkiewicz ve arkadaşları, 1998, Şekil 2).

Manyetik alanın R ile değişmini veren bir başka çalışma da Hollweg'den gelmektedir (Hollweg, 1999a): $B = 1.5\left(f_{max} - 1\right)R^{-3.5} + 1.5\,R^{-2}\,G$. Marsch ve Tu'nun çalışmasında manyetik alanın güneştacı deliği tabanındaki yeğinliği 130 gauss olarak veriliyor (Marsch &Tu, 1997). Manyetik

alanın bu değerini kullanırsak, güneştacı tabanı uzaklıklarında, $R = r/R_\odot = 1.0043$, $f_{max} = 88.45$ değerini alıyor.

1.3. İyon – Cyclotron Dalgaları.

Bu alt bölümde iyon–cyclotron dalgalarının tanımına, kaynağına, uçlaşma özelliğine, bulunduğu frekans aralığına ve olası güç tayfına değineceğiz.

İyon–cyclotron dalgaları düşük frekanslı elektromanyetik dalgalardır (Melrose, 1989). Frekansı, iyon-cyclotron frekansından düşük olan bu tür dalgalar manyetize plazma ortamında yayılabilirler. Frekansı iyon–cyclotron frekansına denk olan dalgalarsa iyonlarla zoruna titreşime girerler. Manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca yayılan iyon–cyclotron dalgaları sol çembersel uçlaşma gösterir; diğer bir deyişle, dalganın elektrik alan vektörü, iyonların kuvvet çizgileri çevresindeki cyclotron devinim yönüyle aynıdır. Manyetik alana koşut yayılan düzlem iyon–cyclotron dalgalarının elektrik alan bileşenleri arasındaki ilişki, $E_y = -i E_x$ biçimindedir (Melrose, 1989).

Biz bu çalışmamızda dalgaların nasıl üretildiği sorunuyla ilgilenmeyeceğiz; onların, güneştacı deliği tabanının altında üretildiğini ve kuvvet çizgileri boyunca yayıldıklarını varsayacağız. Özellikle, manyetik yeniden birleşme süreci, ısıtma için gerekli dalga akısını sağlayabilir (Voitenko & Goosens, 2002). Manyetik yeniden birleşme süreciyle ortaya çıkan MHD çalkantıları, $\omega = 1–10^2$ *Hz* frekans aralığında Alfven dalgaları üretebilir. Manyetik yeniden birleşme olayında uzaysal ölçek uzunluklar $10^5 – 10^7$ *m* aralığına düşer. Bu ölçekler bize, üretilen Alfven dalgaları ve onların yüksek frekans kolu olan iyon–cyclotron dalgalarının dalgaboylarına ilişkin bilgi sunar. Alfven dalgalarının dağılma bağıntısından, $\omega_k = 2\pi V_A / \lambda$ frekans aralığının $1 – 10^2$ *Hz* düzeylerinde olacağını söyler (Voitenko & Goosens, 2002). Biz bu çalışmamızda frekans aralığını hem Alfven hem de iyon–cyclotron dalgalarını kapsaması için, $1 – 6\times10^4$ *Hz* olarak aldık.

İyon – cyclotron dalgalarının genliğine ilişkin bilgi ξ ısısal olmayan hızdan türetilir. ξ hızının dalga genliğiyle olan ilişkisi, $\xi^2 = (1/2)\left\langle \delta v^2 \right\rangle$ biçimindedir; 2 çarpanı uçlaşma ve bakış doğrultu-suyla dalgaların yayılma doğrultusu arasındaki açı ilişkisinden gelir (Banerjee *ve ark*., 1998). Si VIII 1445.75 Å gözlemleri güneştacı deliğinin iç bölgelerinde dalga genliklerine ilişkin bilgi vermektedir. $r = 1.028\ R_\odot$ de $\xi = 27.0\ km\ s^{-1}$ değerindeyken sürekli artarak $r = 1.259\ R_\odot$ de $\xi = 46.5\ km\ s^{-1}$ değerine çıkmaktadır. Banerjee *ve ark*. (1998) güneş kenarından *120″* uzağa, güneştacına doğru yapılan gözlemlerde, $\left\langle \delta v^2 \right\rangle = 2\times\left(43.9\ kms^{-1}\right)^2$ değeri ölçmüşlerdir. Alfven ve iyon–cyclotron dalgalarının güneştacındaki erke akı yoğunluğu, $F_w = \sqrt{\rho / 4\pi}\left\langle \delta v^2 \right\rangle B$ bağıntısıyla verilir. $r = 1.25\ R_\odot$ de, $N_e = 4.8\times10^{13}\ m^{-3}$ ve $B = 5$ *gauss* değerleriyle birlikte, $\left\langle \delta v^2 \right\rangle = 2\times\left(43.9\ kms^{-1}\right)^2$ değerini kullanan Banerjee ve ark. (1998), dalgaların ilgili yükseklikteki erke akı yoğunluğunu $F_w = 4.9\times10^5\ erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$ olarak bulmuşlardır. Bu değer, güneştacının optik ince ışınım ve ısısal iletkenlik yoluyla yitirdiği erkeyi yeniden sağlayabilecek düzeylerdedir.

Alfven ve iyon–cyclotron dalgalarının güneştacı deliğindeki güç tayfı henüz bilinmiyor. Yüksek frekanslı dalgalar ya dolaysız olarak üretilirler veya düşük frekanslardan yüksek frekanslara doğru geçirilmiş bir sağanak sonucunda ortaya çıkarlar (Axford *ve ark*., 1999).

1.4. Dalga – Parçacık Etkileşimi

Sağanak geçirmiş Alfven ve/veya iyon–cyclotron dalgalarının dalga erkelerini iyonların iç erkelerine dönüştürmede en olası süreç, iyon–cyclotron zoruna titreşim sürecidir. Güneştacı deliği ve güneş rüzgarı için geliştirilmiş olan çalkantı kuramının son gelişmeleri ışığında, proton ve iyonların ısıtılması, bazı ender ve ağır iyonların yeğlenmiş ivmelenmesi konusunda yapılmış olan çalışmaları ilerletmek amacıyla O^{5+} iyonunun $1.0043\ R_\odot – 3.5\ R_\odot$ aralığında $T_\perp / T_{//}$ sıcaklıklar oranının evrimini incelemeyi amaçlıyoruz.

Kohl ve ark. (1997) O^{5+} iyonunun güneştacı deliğinde çok yeğin bir sıcaklık yönbağımlılığı ($T_\perp / T_{//} \sim 10 - 100$) geçirdiğini ve dik yönde ısıtılmada diğer ağır iyonlar içinden yeğlendiğini göstermişlerdir. İyon – cyclotron zoruna titreşim sürecinin kısa bir nitel tartışmasını yaptıktan sonra 2. Bölüm'de modelimizi oluşturacağız. (4) numaralı bağıntıdan görüleceği gibi, güneştacı deliği manyetik alanı, dolayısıyla, $\omega_{ic} = q_i B/m_i$ ile tanımlanan iyon–cyclotron frekansı, yükseklikle azalmaktadır. Şimdi, güneştacı deliği tabanından bir dalganın geldiğini ve bu dalganın frekansının tüm iyon–cyclotron

frekanslarından küçük olduğunu varsayalım. Bu dalga güneştacında yukarılara doğru yayıldıkça, yerel iyon–cyclotron frekansı birimlerindeki frekansı artacaktır. Dalga sonunda belli bir yükseklikte en düşük yerel zoruna titreşim frekansına sahip iyonla zoruna titreşime girecektir. SOHO/UVCS gözlemlerinin O^{5+} iyonuna ilişkin bulguları iyon–cyclotron zoruna titreşim sürecine işaret etmektedir. Bu süreci son zamanlarda Vocks & Marsch (2002) başarılı bir biçimde modellemişlerdir.

İyon–cyclotron zoruna titreşim sürecinde dalganın sönümlenmesi ve erkenin iyonların dik yöndeki özgürlük derecelerine aktarılmasındaki fiziksel süreci şöyle açıklayabiliriz: iyon–cyclotron ve/veya Alfven dalgaları plazmada yayılan tedirginliklerdir.Yayılma sırasında devinen potansiyel dalgalar oluşur. Potansiyel dalgalar iyonları tuzaklama eğilimi gösterir. Hızları dalganın evre hızına ($v = \omega / k$) eşit olan parçacıklar derhal tuzaklanırlar. Hızları dalganın evre hızından biraz büyük olan parçacıklar dalganın potansiyel çukurundan kurtulmak için dalga tepesine doğru çaba harcayacak, başaramayıp geriye yuvarlanacak ve diğer yöne doğru devinerek dalganın potansiyel çukurundan çıkma çabasını sürdürecektir. Bu şekilde titreştikten sonra tuzaklanacaktır. Parçacık başlangıçta dalgadan daha hızlı devindiğinden sonunda yavaşlamış ve ortalamada erkesinin bir bölümünü dalgaya vermiştir. Böylece dalganın erkesi artmış, genliği büyümüştür. Diğer yandan, hızları dalganın evre hızından daha küçük olan parçacıklar ivmelenir, dalgadan erke koparır ve dalganın genliğinin sönümlenmesine neden olurlar. Eğer hız dağılım işlevi hız uzayında negatif eğime sahipse, bu bölgede dalganın sönmesine neden olacak parçacık sayısı, dalganın genliğinin büyümesine neden olabilecek parçacık sayısından daha fazla olacaktır. Kısacası, $v = \omega / k$ bölge-sinde hız dağılım işlevinin eğimi negatif ise ortaya çıkacak olan net etki dalga sönümlenmesi olacaktır. Eğer eğim pozitifse, dalga genliği büyür (Shohet, 1971). Artık, O^{5+} iyonları için ($R = r / R_{\odot}$, $T_{\perp} / T_{//}$) bağıntısını verecek modelimizi oluşturmaya geçebiliriz.

2. Model

2.1. Sol Çembersel Uçlaşmış İyon-Cyclotron Dalgalarının Dağılma Bağıntısı*.*

Güneştacı deliği plazmasındaki dalga–parçacık etkileşimini incelemek için soğuk plazma bağlamında elde edilmiş olan dalga denklemiyle başlamamız gerekiyor. Bu incelemede "düzlem dalga" varsayımı kullanılır; diğer bir deyişle, tedirgin edilmiş fiziksel niceliklerin uzay ve zaman bağımlılığının $exp[\, i\,(\omega\, t - \boldsymbol{k} \cdot \boldsymbol{r})]$ biçiminde olduğu varsayılır. Burada ω, dalga frekansı; *t,* zaman; $\boldsymbol{k}$, dalga vektörü ve $\boldsymbol{r}$ de kaynaktan olan uzaklıktır. Dalga denklemi Fourier bileşenleri cinsinden aşağıdaki gibi yazılır (Shohet, 1971) :

$$\boldsymbol{k} \times (\boldsymbol{k} \times \boldsymbol{E}) + \frac{\omega^2}{c^2}\, \boldsymbol{\kappa} \cdot \boldsymbol{E} = 0 \tag{2}$$

(2) numaralı bağıntıda $\boldsymbol{E}$ dalganın elektrik alan vektörü; c, ışık hızı ve $\boldsymbol{\kappa}$ da dielektrik tensördür. $\boldsymbol{\kappa}$ dielektrik tensörü Vlasov eşitliğinden türetilecektir.

Doğrusallaştırılmış Vlasov eşitliği, güneştacı deliği plazması gibi çarpışmasız plazmayı, parçacıklararası çarpışma zamanından daha kısa zaman aralıklarında betimleyebilir (Seshadri, 1973; Krall & Trivelpiece, 1973; Nishikawa & Wakatani, 1994):

$$\frac{\partial f_1}{\partial t} + \boldsymbol{v} \cdot \frac{\partial f_1}{\partial \boldsymbol{r}} + \frac{q_i}{m_i} (\boldsymbol{v} \times \boldsymbol{B}_0) \cdot \frac{\partial f_1}{\partial t} = \frac{df_1}{d\, t} = -\frac{q_i}{m_i} (\boldsymbol{E}_1 + \boldsymbol{v} \times \boldsymbol{B}_1) \cdot \frac{\partial f_0}{\partial \boldsymbol{v}} \tag{3}$$

(3) numaralı bağıntıda f_0 parçacık hız işlevinin tedirgin edilmemiş durumunu; $\boldsymbol{B}_0$, güneştacı deliği manyetik alanını; q_i ve m_i O^{5+} iyonunun elektrik yükü ve kütlesini; $\boldsymbol{E}_1$ ve $\boldsymbol{B}_1$ iyon–cyclotron dalgalarının elektrik ve manyetik alan vektörlerini ve f_1 de hız dağılım işlevinin tedirgin edilmiş bölümünü simgeler. Zaman türevi, parçacığın evre–uzaydaki tedirgin edilmemiş yörüngesi boyunca alınır. Bu integral, f_1 niceliğini bulmamıza yarar.

Sol çembersel Uçlaşmış iyon–cyclotron dalgalarıyla etkileşecek olan hız dağılım işlevinin tedirginlik Fourier genliği aşağıdaki gibi bulunur:

$$f_L = -\frac{q_i}{m_i} \left[\left(1 - \frac{v_{//} k}{\omega} \right) \frac{\partial f_0}{\partial v_{\perp}} + \frac{k\, v_{\perp}}{\omega} \frac{\partial f_0}{\partial v_{//}} \right] \frac{E_x\, exp(-i\theta_0)}{\omega - k\, v_{//} \omega_{ci}} \tag{4}$$

(4) eşitliğiyle verilen tedirginlik hız dağılımının üreteceği akım yoğunluğunun x – bileşeni, J_x , aşağıdaki gibi bulunur:

$$J_x = \frac{q_i^2\,\pi}{m_i\omega}\,iE_x\int\frac{(\omega - k\,v_{//})(\partial\,f_0/\partial\,v_\perp) + k\,v_\perp(\partial\,f_0/\partial\,v_{//})}{\omega - k\,v_{//} - \omega_{ci}}\,v_\perp^2\,d\,v_\perp\,d\,v_{//} \qquad (5)$$

Akım yoğunluğunun J_y bileşeni için de benzer bir eşitlik elde edilir. Buradan, $J_x/E_x = J_y/E_y = \boldsymbol{J}/\boldsymbol{E}$ olduğu görülür. Plazma dielektrik tensörü, $\boldsymbol{J} + i\omega\,\varepsilon_0\boldsymbol{E} = i\omega\,\varepsilon_0\boldsymbol{\kappa}\cdot\boldsymbol{E}$ bağıntısıyla bulunur (Allis, Buchsbaum & Bers, 1963). Burada ε_0 boşluğun elektriksel geçirgenliğidir. Sol çembersel uçlaşmış dalgaların dielektrik tensörüyle elektrik alan ve akım yoğunluğu arasındaki ilişki aşağıdaki gibidir:

$$\kappa_L = 1 + \frac{J/E}{i\omega\,\varepsilon_0} = 1 + \frac{q_i^2\,\pi}{m\,\varepsilon_0\,\omega^2}\int_{-\infty}^{+\infty}dv_{//}\int_0^{\infty}\frac{(\omega - k\,v_{//})(\partial\,f_0/\partial\,v_\perp) + k\,v_\perp(\partial\,f_0/\partial\,v_{//})}{\omega - k\,v_{//} - \omega_{ic}}\,v_\perp^2\,d\,v_\perp \qquad (6)$$

$\kappa_L = n^2 = c^2k^2/\omega^2$ yazarsak, sol çembersel uçlaşmış dalgaların dağılma bağıntısını elde etmiş oluruz. Burada *n* dalgaların kırılma indisidir. Güneştacı deliği plazması içindeki bir tek iyon türü, O^{5+}, için türetilmiş olan (6) eşitliği, çok sayıda iyon türünü içerecek biçimde genişletilebilir. Bunun için herbir iyon türünün $\boldsymbol{\kappa}$ dielektrik tensörleri toplanır ve (6) numaralı bağıntıdaki integrallerin önüne Σ, toplam simgesi yerleştirilir.

2.2. Yönbağımlı Sıcaklıklar

Şimdi, Helios 1&2 uydularının bulgularını anımsayalım: elektron, proton ve tüm ender ve ağır iyonların hız dağılım işlevleri bi – Maxwellian biçimindedir (Marsch, 1991; Schwenn, 1991). $T_\perp/T_{//} = \alpha_{//}^2/\alpha_\perp^2$ yazabiliriz. Burada, $\alpha_\perp = \left(2k_BT_{\perp\,i}/m_i\right)^{1/2}$ ve $\alpha_{//} = \left(2k_BT_{//\,i}/m_i\right)^{1/2}$ olarak tanımlıdır. Güneş rüzgarında yerinde yapılan ölçümlerle saptanmış olan bu tür hız dağılım işlevinin analitik anlatımı, $f_0 = N_0^{O^{5+}}\alpha_\perp^2\alpha_{//}\pi^{-3/2}\,exp\left[-\left(\alpha_\perp^2v_\perp^2 + \alpha_{//}^2v_{//}^2\right)\right]$ biçimindedir. $N_0^{O^{5+}}$, O^{5+} iyonunun güneştacı deliği tabanındaki sayı yoğunluğudur. (6) eşitliğindeki $\partial\,f_0/\partial\,v_\perp$ ve $\partial\,f_0/\partial\,v_{//}$ türevleri f_0 bağıntısından türetilir ve yerine yazılırsa, dağılma bağıntısına temel (principal) integralin katkısını bulmuş oluruz:

$$k^2\left(c^2 - \frac{\omega^2}{k^2}\right) + \frac{\omega_{ip}^2}{\omega - \omega_{ic}}\left[\omega - \frac{k}{\sqrt{\pi}\;\alpha_{//}}\left(\frac{\omega}{\omega - \omega_{ic}} + \frac{T_\perp}{T_{//}} - 1\right) + \frac{k^2}{2\alpha_{//}^2(\omega - \omega_{ic})}\left(\frac{\omega}{\omega - \omega_{ic}} + \frac{T_\perp}{T_{//}} - 1\right)\right] = 0 \qquad (7)$$

ω_{ip} iyon plazma frekansı, $\omega_{ip} = \left(N_0^{O^{5+}}q_i^2/\varepsilon_0m_i\right)^{1/2}$ biçiminde tanımlıdır (Melrose, 1989).

(6) eşitliğinin paydasını sıfır yapan değerde integralin "artık katkısını" (residual contribution) da hesaplamalıyız. *R* ile göstereceğimiz "artık katkı" aşağıdaki gibi elde edilir (Seshadri, 1973):

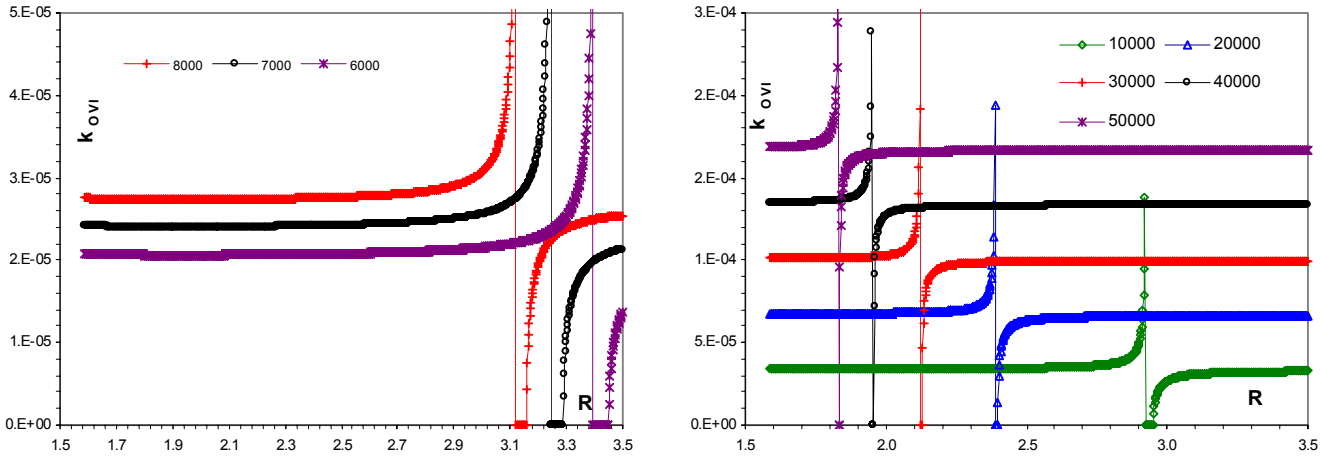
$$R = -i\sqrt{\pi}\;\alpha_{//}\,\frac{\omega_{ip}^2}{k}\left[\omega_{ic}\left(1 - \frac{T_\perp}{T_{//}}\right) + \omega\right]exp\left[-\alpha_{//}^2\left(\frac{\omega - \omega_{ic}}{k}\right)^2\right] \qquad (8)$$

Şimdi, önce zayıf bir dalga sönümlenmesinin varlığında dalganın dağılma bağıntısını *k* dalga sayısına göre yazalım:

$$k^2\left[\frac{\left(\frac{\omega_{ip}^2}{2\omega^2(\omega - \omega_{ic})}\right)\left(\frac{\omega}{\omega - \omega_{ic}} + \frac{T_\perp}{T_{//}} - 1\right)}{2\alpha_{//}^2(\omega - \omega_{ic})} + \frac{c^2}{\omega^2}\right] - \frac{k}{\alpha_{//}\sqrt{\pi}}\left(\frac{\omega_{ip}^2}{2\omega^2(\omega - \omega_{ic})}\right)\left(\frac{\omega}{\omega - \omega_{ic}} + \frac{T_\perp}{T_{//}} - 1\right)$$

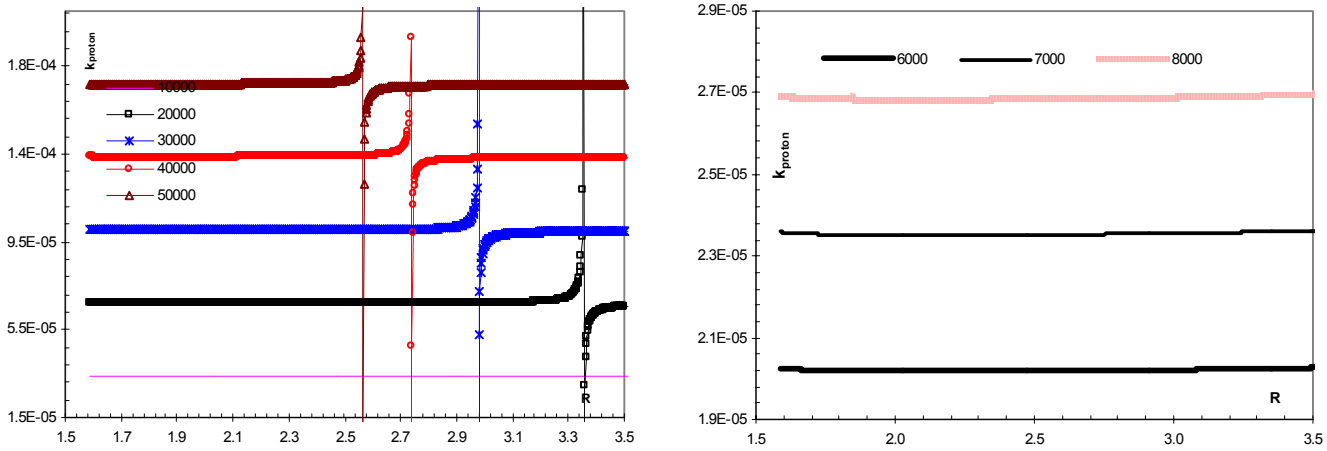
$$+ \frac{\omega_{ip}^2}{2\omega(\omega - \omega_{ic}) - 1 = 0} \qquad (9)$$

(9) eşitliğinin çözümü, k dalgasayısının R uzaklığıyla olan değişimini verir. Şekil 1a&b O^{5+} iyonu için Şekil 2a&b de protonlar için k dalgasayısının R ile değişimini göstermektedir. k nın sonsuza gittiği R değerleri iyon-cyclotron zoruna titreşim sürecinin gerçekleştiği bölgelerdir.



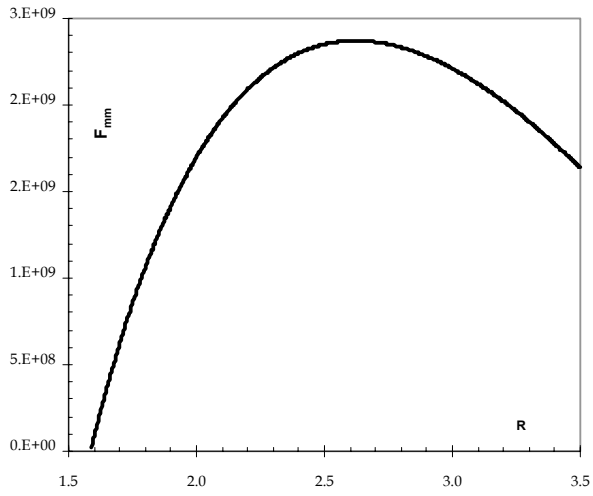
(a) (b)

Şekil 1. O^{5+} iyonu için k dalgasayısının R ile değişimi.

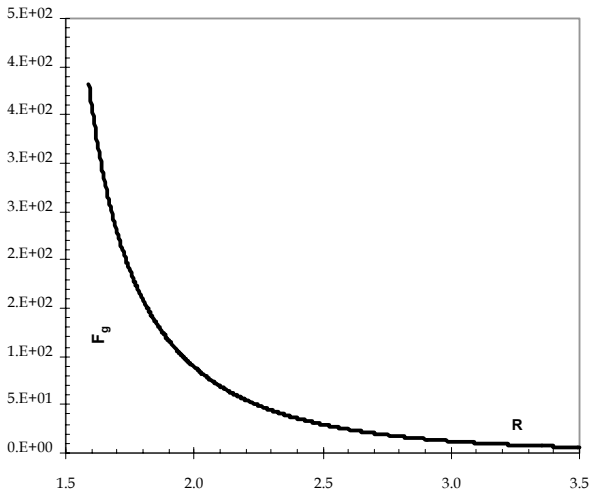


(a) (b)

Şekil 2. Proton için k dalgasayısının R ile değişimi.



Şekil 3 a. Manyetik ayna kuvvetinin R ile değişimi



Şekil 3 b. Çekim kuvvetinin R ile değişimi

3. Sonuç

Vlasov eşitliğinin çözümü, iyon-cyclotron zoruna titreşim süreciyle iyonlara erke aktaran dalgaların dağılma bağıntısını verir. Dağılma bağıntısı, k dalgasayısına göre çözülebilir. k(*R*) belirlendikten sonra, $\mu(R) = T_{\perp}(R) / B(R)$ bağıntısı yardımıyla manyetik momentin *R* ile değişimini bulabiliriz. Buradan da, manyetik ayna kuvvetinin *R* ile değişimini elde ederiz: $F_z(R) = -\mu(R)\partial B / \partial R$. Sonuç, Şekil 3a da gösterilmektedir. Eğer O^{5+} iyonları güneş rüzgarında ivme kazanacaksa, manyetik ayna kuvvetinin, $GMN_0^{O^{5+}}(R)Am_p / r^2$ ile verilen çekim kuvvetinden daha büyük olması gerekir (Axford, 1999). Çekim kuvvetinin R ile değişimi de Şekil 3b de görülmektedir. Görüleceği gibi, manyetik ayna kuvveti çekim kuvvetinden 10^6 çarpanı denli büyüktür. Bu sonuç, güneştacı deliğindeki proton ve iyonların iyon-cyclotron süreciyle ısıtılmaları durumunda güneş rüzgarının nasıl ivmelendiği sorusuna da açıklık getirebiliyor. Küçük olduğunu varsaydığımız "artık katkı"nın sonuçları nasıl etkilediği bir başka çalışmanın konusu olacaktır.

Kaynaklar.

Allis, W.P., Buchsbaum, S.J. & Bers, A., 1963, *Waves in Anisot. Plasmas*, MIT, Camb., Mass.
Antonucci, E., Dodero, M.A. & Giordano, S., 2000, *Solar Phys*., 197: 115 – 134.
Axford, W.I. *ve ark*., 1999, *Space Sci. Rev*., 87: 25 – 41.
Banaszkiewics, M., Axford, W.I., Mckenzie, J.F., 1998, *A&A*, 337: 940 – 944.
Banerjee, D., Teriaca, L., Doyle, J.G. & Wilhelm, K., 1998, *A&A*, 339: 208 – 214.
Cranmer, S.R., Field, G.B. & Kohl, J.L., 1999, *Space Sci. Rev*., 87: 149 – 152.
Czechowski, A., Ratkiewicz, R., McKenzie, J.F. & Axford, W.I., 1998, *A&A*, 335: 303 – 308.
Doyle, J.G., Teriaca, L. & Banerjee, D., 1999, *A&A*., 349: 956 – 960.
Endeve, E. & Leer, E., 2001, *Solar Phys*., 200: 235 – 250.
Feldman, W.C., Habbal, S.R., Hoogeveen, G. & Wang, Y.-M., 1997, *JGR*, 102: 26905.
Hollweg, J.V., 1999a, *JGR*, 104, No. A11: 24781 – 24791.
Hollweg, J.V., 1999b, *JGR*, 104, No. A1: 24793 – 24805.
Hollweg, J.V., 1999c, *JGR*, 104, No. 1: 505 – 520.
Kohl, J.H. ve ark., 1997, *Adv. Space Res*., 20, No. 1: 3 – 14.
Krall, N.A. & Trivelpiece, A.W., 1973, *Princ.Plasma Physics*, McGraw Hill Book Co.
Marsch, E., 1991, *Phys.Inner Helios.*, Vol. 2, eds. R. Schween, E. Marsch, Springer, Berlin.
Marsch, E., 1999, *Space Sci. Rev*., 87: 1 – 24.
Marsch, E. & Tu, C. –Y., 1997, *Solar Phys*., 176: 87 – 106.
Melrose, D.B., 1989, *Instabilities in Space and Laboratory Plasmas*, CUP, Cambridge.
Nishikawa, K. & Wakatani, M., 1994, *Plasma Physics*, Springer – Verlag, Berlin.
Schwenn, R., 1991, *Phys.Inner Helios.*, Vol. 2, eds. R. Schween, E. Marsch, Springer, Berlin.
Seshadri, S.R., 1973, *Fundamentals of Plasma Physics*, American Elsevier, NY.
Shohet, J.L., 1971, *The Plasma State*, AP, NY.
Vocks, C., 2002, *ApJ*, 568: 1017 – 1029.
Vocks, C. & Marsch, E., 2002, *ApJ*, 568: 1030 – 1042.
Voitenko, Y. & Goosens, M., 2002, *Solar Physics*, 206. 285 – 313.
Wilhelm, K. ve ark., 1998, *ApJ*, 500: 1023 – 1038.

1999 Tam Güneş Tutulması Yeşil Işık Koronası

M. Türker Özkan

İ.Ü. Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi
ve
İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

11 Ağustos 1999 tam güneş tutulması sırasında Turhal da gerçekleştirilen beyaz ışık korona gözlemlerinin yanı sıra, koronanın 5303 Å yeşil çizgisinde polarizasyon gözlemleri de yapılmıştır. Gözlemlerde bir interferans filtre ile beraber aralarında 60 derece fark bulunan bir polaroid filtre kullanılarak üç farklı pozisyonda Güneş koronasının fotoğrafları alınmıştır. Bu çalışma çerçevesinde, elde edilen tüm filmler bir görüntü işleme metodu ile analiz edilmekte, ortaya çıkan sonuçlar tartışılmakta ve beyaz ışık polarizasyon ölçümleri ile bir karşılaştırılması yapılmaktadır.

1 . GİRİŞ

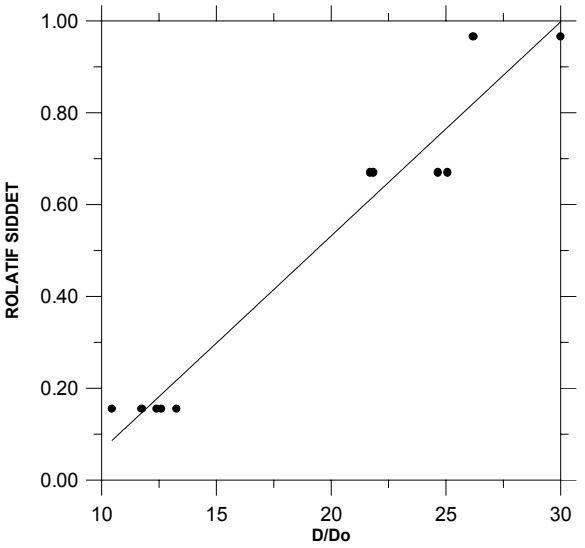
Korona sıcak ve çok seyrek bir plazmadır. Koronal huzmeler 5-10 güneş yarıçapına kadar uzanır. Parlaklığı, görünen güneş diskinin parlaklığı ile mukayese edildiğinde çok zayıftır. Bundan dolayı da normal koşullar altında arzdan gözlem yapıldığında görülemez. Koronanın ışığı fotosferden yaklaşık bir milyon kez daha zayıftır. Ancak tam tutulmalar sırasında ayın fotosferi örtmesinden dolayı görülebilir. Tam güneş tutulmaları güneş atmosferinin farklı bölgelerinin gözlenmesi olanağını sağlar. Böylece gerek beyaz ışık gerekse diğer salma çizgilerinin polarizasyon gözlemlerinden koronanın manyetik alanını da içeren fiziksel koşullar hakkında bilgi çıkarılabilir. Bu amaçla Turhal da gerçekleştirilen 11 Ağustos 1999 tam güneş tutulması gözlemlerinde beyaz ışık ve yeşil ışık polarizasyon gözlemleri tarafımızdan gerçekleştirilmiştir. Bunlardan beyaz ışık polarizasyon gözlem sonuçları daha önce verilmişti (Özkan ve ark., 2001).

Fe XIV 5303 Å salma çizgisi korona tayfının görünür bölgesindeki en kuvvetli yasak çizgidir ve yaklaşık 2 MK sıcaklığına kadar korona tabakaları hakkında bilgi sağlar (Altrock,1993). Bu çizgi ile beraber Fe X 6374 Å kırmızı çizgisi koronal yoğunluğu ve sıcaklığını tahmin edebilmek için kullanılırlar (Guhathakurta ve ark., 1992). Bu çizgilerde bir çok gözlemci polarimetrik gözlemler yaptılar (Rusin ve Rybansky, 1999, ve içindeki kaynaklar). Ancak bu çalışmalar özellikle polarizasyon konusunda birbirleriyle çelişen sonuçlar verdi. Bu konuda yapılan en yeni bir çalışmada (Badalyan ve Sykora, 1997, Badalyan ve ark., 1999) 11 Temmuz 1991 tutulmasında yeşil ışık polarizasyon dereceleri ile korona ışık şiddetinin ters orantılı olduğu sonucu çıkarılmıştır.

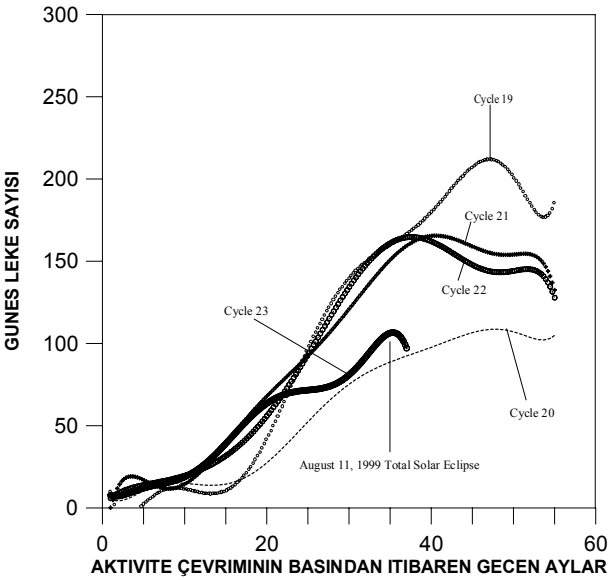
Bu çalışmada 11 Ağustos 1999 tam güneş tutulmasında gerçekleştirilen Fe XIV yeşil çizgisi polarizasyon sonuçlarının bazıları verilmektedir.

2. GÖZLEMLER

11 Ağustos 1999 tarihindeki tam güneş tutulması sırasında TUG 'dan geçici temin edilen 2000 mm odak uzunluğunda ve 203 mm ayna çaplı Celestron 8 (C8) teleskopu ile koronanın 5303 Å (FE XIV) yeşil ışık gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Bu gözlemler için teleskopun arkasına Canon EOS 500-N modeli fotoğraf makinesi bağlanmıştır. Fotoğraf makinesinin önüne bir polaroid filtre ve passbandı 5 Å olan 5303 Å koronal yeşil çizgi interferans filtresi yerleştirilmiştir. Fotoğraf makinesi polaroid filtresi ile birlikte 0, 60 , 120 derece açıyla dönebilecek şekilde teleskopa monte edilmiştir. Tutulma 11:28:29 (UT) de başlamış ve 2 dakika 15 saniye sürmüştür. Bu süre boyunca 15 saniye poz müddeti verilerek toplam 8 film çekilmiştir. Bunlardan ilk üçü doğu kenarına, sonraki üçlü batı kenarına ve son iki poz da tüm diski içermektedir. Bu şekilde çekim yapılmasının nedeni, güneş koronasının 35 mm lik filmlerin üzerine yeterince görüntü vermemesidir. Son iki poz iyi çıkmadığından değerlendirmelerde kullanılmamıştır. Tutulma filmlerinin kalibrasyonlarını yapabilmek için tutulmadan önce ve tutulmadan sonra teleskopun önüne çapı 0.739 ($\pm$0.022) mm olan bir diyafram konarak çeşitli kombinasyonda nötral filtreler kullanılarak 15 saniye poz süresi ile toplam 27 kalibrasyon çekimi yapılmıştır. Ancak bunlardan uygun olan 11 tanesi kullanılmıştır.



Şekil 1. Normalize edilmiş yoğunluk değerlerine karşılık gelen rölatif şiddet değerleri.



Şekil 2. Son 5 güneş aktivite çevrimi ve 11 Ağustos 1999 tutulmasının 23. çevrimdeki konumu

3. GÖZLEMLERİN İNDİRGENMESİ

Gözlem sırasında çekilen filmler Bölümümüz film laboratuarında banyo edilmiştir. Elde edilen tüm görüntüler Bölümümüzde bulunan Microtek Artix Scan 4000t Film Scanner ile 16 bit dinamik range ile taranmış olup resulosyonu 1000 dpi (25.4 mikron/piksel) dir. Dijitize edilmiş her bir filmin formatı 1100x900 pikselden oluşmaktadır. Bir piksel 2.60" ne karşılık gelmektedir. Tutulma sırasında çekilen filmlerin emisyonunun karakteristik eğrisi kalibrasyon filmleriyle yapılmıştır. Böylece bu filmlerden ölçülen yoğunluk değerlerine karşılık gelen rölatif şiddet değerleri hesaplanmıştır. Şekil 1 de, normalize edilmiş yoğunluk değerlerine karşılık gelen rölatif şiddet değerlerinin grafiği çizilmiş ve bu noktalardan lineer bir fit geçirilmiştir. Bu fit denklemi kullanılarak tutulma filmlerinin yoğunluklarından rölatif şiddet değerlerine geçilmiştir.

Güneş diskinin doğu ve batı taraflarındaki koronanın 0,60 ve 120 derecelere karşılık gelen 3 film çekildiğinden bunların üst üste çakıştırılması gerekmektedir. Bunu yapabilmek için IDL de yazılan programları kullanarak her iki taraftaki filmleri uygun bir formatta keserek aynı bir merkezde çakışabilecek şekilde merkezin koordinatları ve yarıçap bulunmuştur.

Bir sonraki adım, her iki yöndeki koronaya karşılık gelen toplam parlaklık ve polarizasyonun bulunmasıdır. Bu büyüklüklerin hesabında Newkirk ve ark.(1970) 'in verdiği Stokes parametrelerinden itibaren bulunmaktadır. Söz konusu parametreler aşağıdaki gibi veriliyor.

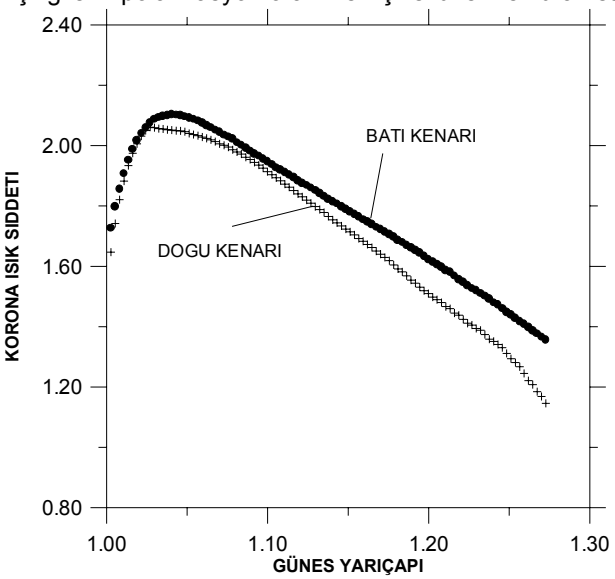
$$I = \frac{2}{3}\left(B_1 + B_2 + B_3\right), \quad Q = \frac{2}{3}\left(2B_1 - B_2 - B_3\right), \quad U = \frac{2}{3}\sqrt{3}\left(B_3 - B_2\right), \quad V = 0$$

$$I = I \quad , \quad p = \sqrt{Q^2 + U^2} \quad , \quad \varphi = \frac{1}{2} arctan\left(U/Q\right)$$

Bağıntılarda geçen B_1, B_2, ve B_3 P=0, P=60 ve P=120 derece polarizasyon açısına karşılık gelen korona parlaklıklarıdır.

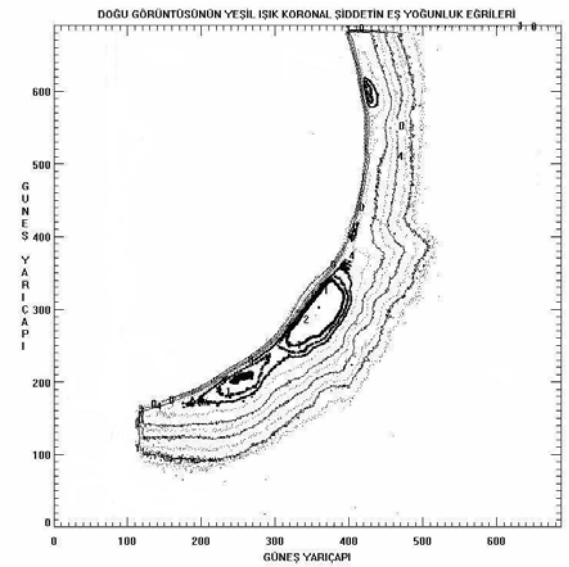
4. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Koronada doğrudan manyetik alan ölçümü, hem gözlem yapılan çizgilerinin büyük genişliği, hem de alanın zayıf olması nedeniyle mümkün değildir (Rusin ve Rybansky, 1999). Ancak koronal çizgilerin polarizasyon oranı ile ilişkisi üzerine kuramsal çalışmalarda yapılan tartışmalar göstermektedir ki, ışınımın stokes parametrelerinin ölçümü manyetik alan yönünü verebilir (Picat ve ark., 1979 , ve oradaki kaynaklar) . Özellikle bu, görüş doğrultusu üzerinde tek bir yapı söz konusu olduğunda nispeten kolay olurken, birçok yapı olursa çok daha zor olur. Bu nedenle şimdiye kadar yapılan bu tür gözlemlerin sonuçlarının birbirleriyle tam olarak uymadıkları görülmektedir. Bütün zorluklara rağmen, koronal çizgilerle çalışmak bize iç koronanın fiziksel koşulları hakkında bir çok bilgiye ulaşmamızı sağlar.

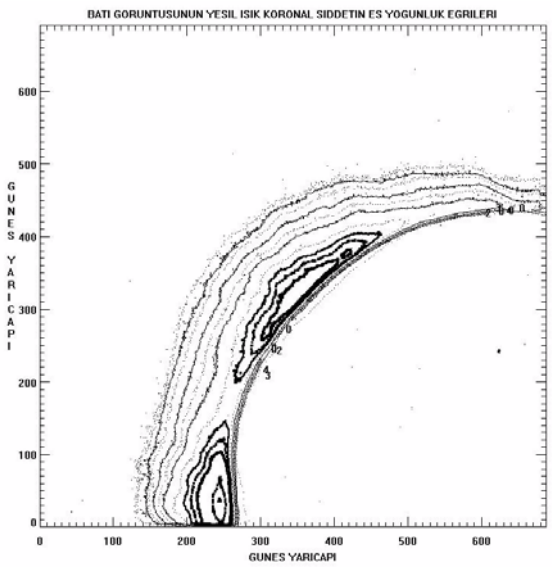


Şekil 3. Doğu ve Batı korona ışık şiddetlerinin karşılaştırılması.

Bu çalışmada 1999 tam güneş tutulması sırasında bu koronal çizgilerden biri olan 5303 Å koronal salma çizgisinde yapılan gözlem sonuçlarının bazılarını diğer çalışmalarla karşılaştırmalı olarak vermekteyiz. Bu tutulma 23. güneş çevriminin maksimumuna yakın bir yerde olmuştur (Sekil 1). Daha önceki tutulmalardan bilindiği üzere koronanın şekli çevrimin maksimumunda veya yakın yerlerde olması durumunda korona maksimum yani küresel şekillidir ki 11 Ağustos 1999 koronası da yaklaşık küreseldir (Özkan ve ark., 2001). Doğu ve batı koronanın yeşil ışıkta parlaklığına bakıldığında (Şekil 3) diskin kenarından uzaklaştıkça ışık şiddetinin azaldığı ancak batı koronanın doğu koronaya göre daha parlak olduğu görülmektedir. Bunun nedeni Şekil 4 ve Şekil 5 den açık biçimde görüldüğü üzere batı koronada daha büyük parlak yapıların olmasıdır.



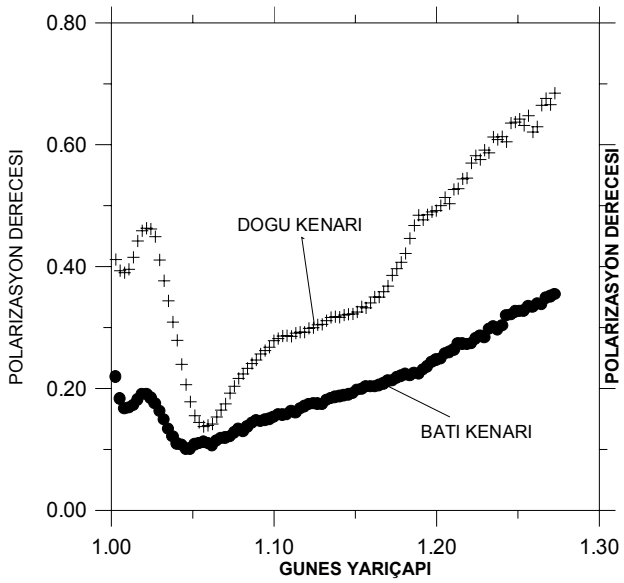
Şekil 4. Doğu koronanın yeşil ışık şiddetin eş yoğunluk eğrileri



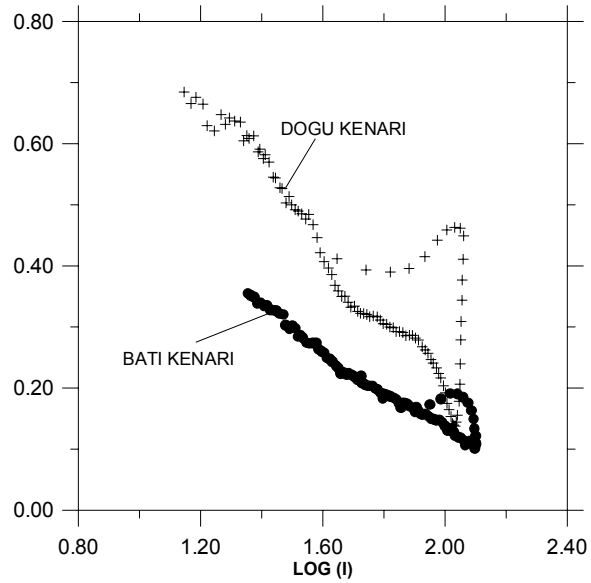
Şekil 5. Batı koronanın yeşil ışık şiddetin eş yoğunluk eğrileri

Diğer yandan doğu ve batı koronal yeşil ışık polarizasyon derecelerinin disk kenarından itibaren uzaklıkla değişimi Şekil 6 de verilmektedir. Aynı büyüklüğün doğu ve batı koronalardaki dağılımı eş yoğunluk haritaları olarak Şekil 8 ve Şekil 9 da verilmiştir. Gözlemler göstermiştir ki, hem

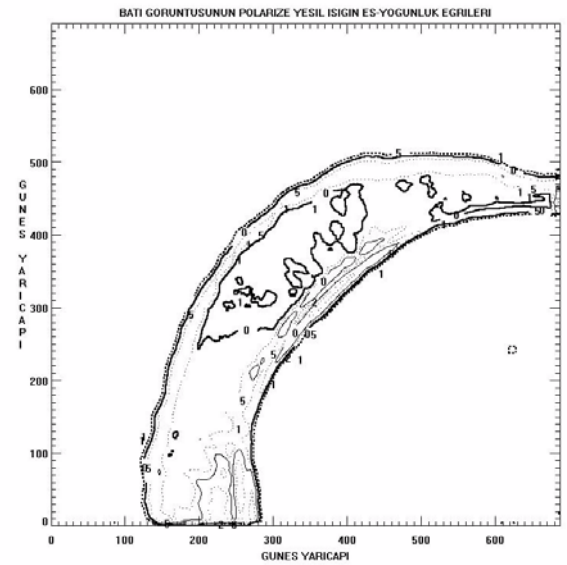
doğu hem de batı koronanın polarizasyonu diskten uzaklaştıkça artmaktadır. Polarizasyon dereceleri kuramsal hesaplamaların verdiği maksimum % 42.9 değerle (Rusin ve Rybansky, 1999) uyumlu olurken, Picat ve ark.(1979) ve Badalyan ve Sykora (1997) nın çalışmalarındaki gözlemsel sonuçlarla da örtüşmektedir. Yine Şekil 6 dan doğu koronada polarizasyon değerlerinin batı koronaya göre daha büyük olduğu görülmektedir. Aynı durum 11 Temmuz 1991 tutulmasında da vardır (Badalyan ve ark., 1999). Halbuki ışık şiddetleri açısından ters bir durum çıkmıştı (Bak. Şekil 3). Bu ters orantıyı Şekil 7 de daha açık biçimde görme olanağı vardır. Yani gerek doğu gerekse batı koronadaki polarizasyonun ışık şiddetine göre ters bir dağılımı söz konusudur. Bu ters orantı ilk kez Badalyan ve Sykora (1997) tarafından ortaya konmuştur. 1991 tutulmasında ortaya çıkan polarizasyon büyüdükçe ışık şiddetinin azalması ilişkisi 1999 tutulmasında da tarafımızdan ortaya çıkarılmıştır. Söz konusu ilişki genelde ortaya konmasına rağmen, daha ayrıntılı olarak hem uzaklığa bağlı olarak hem de koronal yapılar çerçevesinde araştırılması diğer bazı özelliklerin ortaya çıkması sağlanabilir. Bundan sonraki amaç beyaz ışık gözlemlerini de alarak bu çalışmayı yapmaktır.



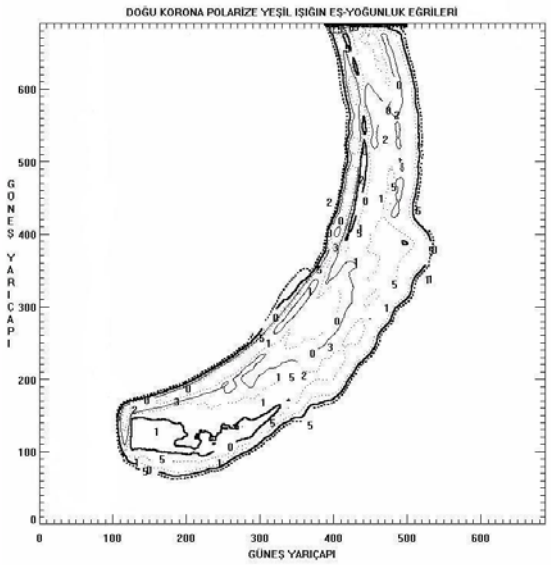
Şekil 6. Doğu ve batı koronadaki polarizasyon derecelerinin radyal uzaklıkla değişimi



Şekil 7. Polarizasyon derecesinin koronal yeşil ışık şiddeti ile değişimi.



Şekil 8. Batı koronanın polarize olmuş yeşil ışığının eş yoğunluk haritası



Şekil 9. Doğu koronanın polarize olmuş yeşil ışığının eş yoğunluk haritası

KAYNAKLAR

Newkirk, JR. G., Dupree, R., ve Schmahl, E. J. :1970, Solar Phys. 15, 15.
Picat, J. P., Felenbok, P. ve Fort, B. : 1979, Astron. Astrophys. 75, 176.
Altrock, R.C.: 1987, Solar and Stellar Coronal Structure and Dynamics, Proceedings of Ninth Sacramento Peak Summer Symposium, Sunspot, NM, p. 414.
Guhathakurta, M., Rottman, G. J., Fisher, R. R.,Orral, F. Q., ve Altrock, R. C. : 1992, Astrophys. J., 388, 633.
Badalyan, O. G., ve Sykora, J. : 1997, Astron. Astrophys., 319, 664.
Badalyan, O. G., Livshits, M. A., ve Sykora, J. : 1999, Astron. Astrophys., 349, 295.
Rusin, V ve Rybansky, M.: 1999, Proceedings of the 1999 Solar Eclipse Workshop, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso, Eds. P. Kotrc, E. Markova, V. Rusin, Volume XXVIII, Number 3, p. 187.
Özkan, M. T., Ökten, A., Ak, T., Özışık, T., Kulijanishvili, V., Al, N. : 2001, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı, E.Ü.F.F.,Eylül 2000, Sayfa 367-374.

Teşekkür

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir. Proje No: UP-16/160399, Ö-1130/19112001 ve UP-15/160399.

23. Güneş Çevrimi Çıkış Kolunda Güneş Etkinliği İndekslerinin Dönemli Değişimleri

Tamer Ataç, Atila Özgüç

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü
Astronomi Laboratuvarı, Çengelköy, İstanbul

Özet :
Güneş etkinliğinde meydana gelen değişimler, yere yakın uzay durumumuz ve manyetosfer-iyonosfer-termosfer sisteminde var olan çok değişken, dinamik koşulları etkilemektedir. Günümüzde teknolojinin erişmiş olduğu düzey ve ilerleme hızı nedeniyle öncelikle ileri teknolojiyi üreten ve kullanan ülkelerde "uzay havası - space weather-" kavramı önem kazanmıştır. Güneş etkinliği ile ilgili çalışmalarda her ne kadar güneş çevrimlerinin oluşumunda rol oynayan süreçlerin çoğu anlaşılmaya başladıysa da henüz elimizde çevrimlere ait başlangıç koşullarını yerleştirip gelecekte alacağı durumun hesaplanabileceği fiziksel bir model yoktur. Bu bağlamda, gelecek çevrimlerle ilgili öngörülerin yapılabilmesi için Güneş çevrimleriyle ilgili bilgilerin geliştirilmesi gerekmektedir.

23. Güneş çevriminin çıkış kolunda da Güneş etkinliğinin izlenmesiyle ilgili çalışmalar sürdürülmektedir. Biz de Kandilli Rasathanesinde Güneş etkinliğinin göstergelerinden biri olan Güneş patlamaları indeksini (**FI**) hesaplamayı sürdürmekteyiz. Bu çalışmada FI'nin çevrimin çıkış kolundaki durumunu Güneş atmosferinin farklı tabakalarında farklı fiziksel koşullar altında ortaya çıkan diğer etkinlik indeksleriyle karşılaştırarak grafik gösterimlerini verdik. Halen maksimum evresinin tamamlanmakta olduğu çevrimde, çalıştığımız çıkış kolundaki etkinliği bir önceki çevrimin çıkış kolundaki etkinlikle karşılaştırdık. Bu çevrimde etkinliğin güneşin toplam ışınımı hariç bütün etkinlik indekslerinde daha zayıf sürdüğünü gözledik. 21. çevrimde Rieger ve arkadaşlarının (1984) Güneş etkinliğinin kısa dönemli değişimleri için buldukları 155 günlük dönem, bu tür çalışmaların öngörü modellerinin hazırlanmasında yararlı olacağını gösterdi. Biz de 23. çevrimin çıkış kolundaki çalışmamızda kullandığımız etkinlik indekslerinin günlük değerlerine Fourier analizi uygulayarak güç spektrumlarını elde ettik. Bu analiz sonunda bulduğumuz dönem değerlerini önceki çevrimler için bulunan değerlerle karşılaştırarak tartıştık.

Giriş:
Güneş etkinliğinde meydana gelen değişimler, yere yakın uzay durumumuz ve manyetosfer-iyonosfer-termosfer sisteminde var olan çok değişken, dinamik koşulları etkilemektedir. Günümüzde teknolojinin erişmiş olduğu düzey ve ilerleme hızı nedeniyle öncelikle ileri teknolojiyi üreten ve kullanan ülkelerde **"uzay havası - space weather-"** kavramı önem kazanmıştır. Uzay havasındaki değişimlere yol açan Güneş etkinliği, Güneş'te üretilen manyetik akının Güneş atmosferinin farklı katmanlarında farklı zamanlar ve yerlerde, değişik dağılımının sonucu ortaya çıkmaktadır. Güneş çevrimleri süresince karmaşık yollarla değişen geçici Güneş olaylarının geniş bir sınıflandırması " Güneş etkinliği " terimini doğurmuştur. Konveksiyon bölgesinden taşınan binlerce gauss'luk manyetik akı tüplerinin yüzeye ulaştığı siyah alanlar Güneş lekeleridir. Bu leke grupları birkaç yüz gauss' luk manyetik alana sahip etkin bölgelerle çevrelenmiştir. Güneş atmosferinin en üst katmanı koronaya uzanan devasa manyetik akı tüplerinin içinde, sıcaklığı kromosferde gözlenen değerlerde plazma bulunur.Güneş patlaması gözlemleri etkin bölgelerdeki fışkırmalar (prominences) sırasında hangi boyutlarda manyetik enerjinin açığa çıktığını ortaya koymaktadır. Çok büyük ölçekte kütle atımı olan koronal kütle atımları ya bu etkin bölgelerde ya da etkin bölgelerin dışında gelişen fışkırmalar ile ilişkilidir.

Güneş etkinliği dendiğinde etkinliğin süresi çeşitlilik gösterebilir. Bu çeşitlilik saniye, dakika ve saat gibi çok küçük zaman ölçeklerinde gerçekleşen güneş patlamaları, koronal kütle atımları, aylar boyunca sürebilen etkin bölgelerin evrimi ve yıllar sürebilen 11 veya 22 yıllık çevrimler gibi geniş bir yelpaze içinde olabilir. Güneş etkinliğinin çeşitli görünümlerini değişik indekslerle tanımlamak bize Güneşin uzun dönemli değişimlerini çalışabilme, diğer yıldızlarla karşılaştırabilme ve yakın uzay çevremizle atmosferde yarattığı değişimleri sorgulama olanağı tanımaktadır. Güneş etkinliği indeksi, Güneş etkinliğinin bu görünümlerinden birindeki değişimlerle ilgili gözlenenlerin tamamının göz önünde bulundurularak, sayısal bir biçimde ifade edilmesi olarak tanımlanmaktadır. Güneş öylesine karmaşık bir yapıya sahiptir ki yüzeyde izlenen etkinlik merkezlerinin her birinde oluşan süreçlerin ve bu merkezlerdeki küçük ölçekli manyetik plazma yapılarının henüz anlaşılması oldukça zordur. Bunun yanı sıra Güneş etkinliğinin bütün görünümlerinde varolan benzerliklerin de göz ardı edilmesi olanaksızdır. Bunun en önemli nedeni Güneş etkinliğinin fotosfer, kromosfer ve koronada farklı zamanlarda, farklı yerlerde, farklı dağılımlarda tek bir etken " **manyetik akı** " ile oluşturulmasıdır. Bunun sonucu doğal olarak Güneş etkinliğini en iyi tanımlayacak indeksin, manyetik akının

belirlenmesiyle oluşturulacak indeks olacağını düşünmek kaçınılmazdır. Oysa söz konusu manyetik akı henüz doğrudan ölçülememektedir. Bunun yerine çalışmalarımızda Güneş etkinliği indeksi olarak manyetik alanların egemen olduğu ve düzenlediği değişimlerin sayısallaştırılmış biçimlerini kullanmaktayız. Böylelikle değişik indeksler seçerek Güneş atmosferinin farklı katmanlarında süren etkinliğin değişimlerini de tanımlamayı olanaklı kılmaktayız.

Yakın uzay çevremizi ve manyetosfer-iyonosfer-termosfer sistemimizi etkileyen en önemli olaylardan biri de Güneşte meydana gelen olayların en şiddetlilerinden koronal kütle atımlarıdır. Dünya – Güneş ilişkisi araştırmalarında Güneş patlamalarının da en az koronal kütle atımları kadar etkili olduğu görülmektedir. Güneş patlamaları sırasında patlamanın olduğu yerden elektromanyetik tayfın radyo bölgesinden başlayıp X-ışınımı hatta bazı durumlarda γ-ışınımı (Gama ışınımı) bölgesine kadar geniş bir yelpazede uzanan ışınım yayımı görülür. Bunun yanısıra uzaya yüksek enerjili parçacıklar da yüksek hızlarla gönderilir. Koronal kütle atımlarının ancak 1973 yılından itibaren düzenli olarak gözlenmeye başlanması geçmişe dönük Güneş etkinliği analizlerinin daha sağlıklı yapılabilmesinde Güneş patlamalarıyla ilgili hazırlanmış indeksleri önemli kılmaktadır. Güneş etkinliğinin değişik görünümlerinden biri olan Güneş patlamaları bu etkinliğin hızlı değişen olayları arasındadır. Güneş patlamaları, gözlem araçlarının giderek iyileştirilmesi ile 1936 yılından itibaren her gün düzenli olarak gözlenilmeye başlanmıştır. İlk kez Kleczek (1952) bu gözlemlerin de sayısallaştırılmasının aşağıdaki bağıntıyla belirlenmesini önermiştir.

$$FI = i \, . \, t \qquad (1)$$

Burada "*i*" Çizelge 1 de gösterildiği gibi Güneş patlamasının H_α ışığında gözlenen şiddetine göre bir katsayıyı, "*t*" de patlamanın bu dalgaboyunda ölçülen dakika cinsinden süresidir. Aynı gün içerisinde gözlenen her patlama için FI değerleri hesaplanarak toplanır. Bu toplam değer o gün yapılan gözlemin toplam süresine bölünür, her gün 24 saat boyunca H_α gözlemi yapılamadığından gerçek gözlem süresi hesaplanır bundan sonra günlük toplam FI değeri günlük gerçek gözlem süresine bölünür. Günlük FI değerlerinin

ÇİZELGE 1

Hα sınıfı	*i*	Hα sınıfı	*i*
SF, SN, SB	0.5	2B	2.5
1F, 1N	1.0	3F, 3N, 4F	3.0
1B	1.5	3B,4N	3.5
2F, 2N	2.0	4B	4.0

hesaplanmasında NGDC (National Geophysical Data Center) veri merkezinin hazırlayıp yayınladığı en son Güneş patlamaları listesi kullanılmakta ve günlük gözlem süreleri de bu listelerden hesaplanmaktadır. 1986 yılından bu yana hesaplanmasını Kandilli Rasathanesi'nde sürdürdüğümüz FI değerlerinin kullanımı uluslararası kabul görmüştür. Günlük FI değerleri için aşağıda adresleri bulunan internet sitelerine başvurulabilir.[1]

1936 yılından 2001 yılına kadar günlük FI değerlerini içeren araştırmalar Kleczek (1952), Knoska ve Petrasek (1984), Ataç (1987) ve Ataç ve Özgüç (1998, 2001) tarafından yayınlanmıştır.

Bu çalışmada FI'nin 23. Çevriminin çıkış kolu ve maksimum evresindeki durumu Güneş atmosferinin farklı tabakalarında farklı fiziksel koşullar altında ortaya çıkan diğer etkinlik indeksleriyle karşılaştırılmış grafik gösterimleri verilmiştir. Bu etkinlik indekslerinin bir kısmına Fourier analizi uygulanmış güç spektrumları elde edilerek, dönemli değişimleri araştırılmıştır.

23. Güneş Çevriminin Çıkış Kolunda Güneş Etkinliği İndeksleri :

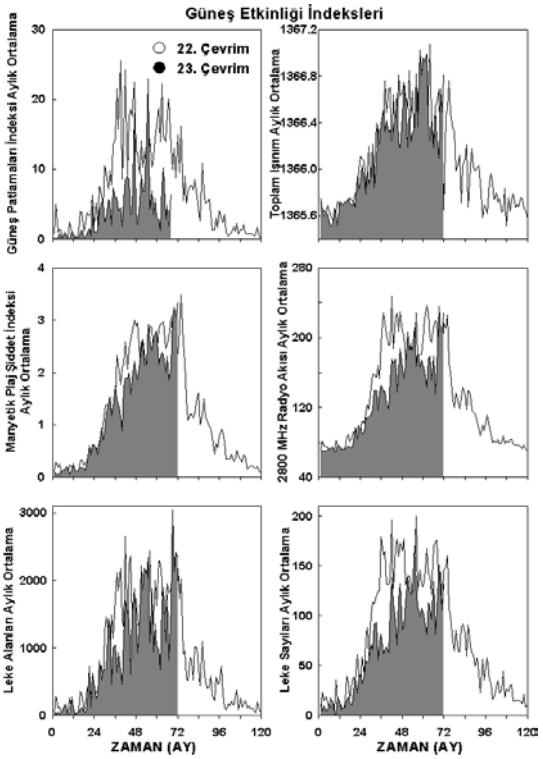
Çalışmamızdaki zaman aralığı Güneş leke sayılarına bakıldığında görüleceği üzere minimum yıl olan 1996 yılının başından 2001 yılının sonuna kadar geçen 72 ayı kapsamaktadır. Öncelikle 23. Güneş çevriminin çıkış kolunda Güneş etkinliğinin farklı görünümlerini temsil eden farklı etkinlik indeksleri kullanarak çevrimin zamana bağlı değişimlerini gösteren grafikler elde edilmiştir ve 23.çevrimin özellikleri tartışılmıştır. Bu grafiklerde aşağıdaki etkinlik indeksleri kullanılmıştır.

1) MMF (The Mean Solar Magnetic Field), Stanford Üniversitesi, Wilcox Güneş gözlemevinde mikroteslas cinsinden ölçülen ortalama manyetik alan şiddeti. Gözlemler 1975 yılından bu yana sürdürülmektedir. (Scherrer ve diğerleri, 1977). **(http://quake.stanford.edu./ ~wso/wso.html)**

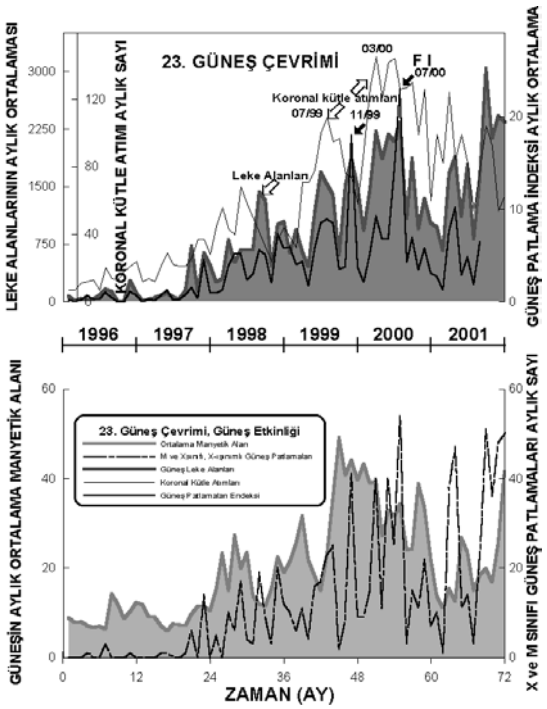
2) MPSI (The Magnetic Plage Strength Index) Mount Wilson Rasathanesi'nin hesapladığı günlük manyetik plaj şiddet indeksi, Manyetogram üzerinde manyetik alan şiddeti 10 ile 100 gauss

[1] **http://www.koeri.boun.edu.tr/astronomy/findex.html**
ftp://ftp.koeri.boun.edu.tr/pub/astronomy/flare_index.html
ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/SOLAR_DATA/SOLAR_FLARES/INDEX

arasında olan piksellerin mutlak değerleri toplanıp manyetogramdaki toplam piksel sayısına bölünerek elde edilen bu index 1970 yılından bu yana hesaplanmaktadır. **(http://www.astro.ucla.edu/ ~obs/150_data.html)**



Şekil 1. 23. Güneş çevrimi Güneş etkinliği indekslerinin 22. çevriminkilerle karşılaştırılması.



Şekil 2. 23. Güneş çevriminde koronal kütle atımlarının, Güneş patlamalarının, leke alanlarının ve manyetik alanın durumu.

3)TSA (The Total Area of Sunspot Groups) Mount Wilson / USAF/ NOAA Gözlemevinde gözlenen leke gruplarının düzeltilmiş alanları **(http://science.msfc.nasa.gov/ssl/pad/solar/greenwich.html)**

4) RSN (The Relative Sunspot Number), Güneş Lekesi Sayıları Belçika' daki Dünya Veri Merkezi'nde dünya üzerindeki 40'a yakın gözlemevinin katkılarıyla hazırlanmaktadır. **(http://sidc.oma.be/index.php3)**

5) (**IR**,The Sun's Total Irradiance), Uydulara yerleştirilmiş 5 ışınımölçerin bağımsız olarak ölçtüğü toplam güneş ışınımı ölçümleri 1978 yılından bu yana sürdürülmektedir. Bu ölçümlerden itibaren hazırlanan indeksin ayrıntıları Fröhlich ve Lean (1998)' in yayınında bulunabilir. Çalışmamızda indeksin son versiyonu olan 23. versiyonu kullanılmıştır. **ftp://ftp.pmodwrc.ch/data/irradiance/composite)**

6) CME (The Coronal Mass Ejection), Koronal kütle atımları, genellikle güneş leke gruplarının üzerinde gelişen olaylarla birdenbire açık duruma geçen kapalı manyetik alanlardan şiddetle ivmelenmiş güneş maddesi gezegenlerarası ortama gönderilir. Büyük koronal kütle atımları sırasında atılan güneş maddesi 10^{16} gr mertebesindedir. Koronal kütle atımları 1995 yılından bu yana SOHO uydusunun 11 aletinden biri olan geniş açılı spektrometrik koronograf (LASCO) aletiyle takip edilmektedir. Çalışmamızda bu grubun hazırladığı koronal kütle atımı listelerinden yararlanılmıştır. **(http://lasco-www.nrl.navy.mil/cmelist.html)**

7) SF (The Solar Flux), Güneşten gelen 2800 MHz 'deki (10,7 cm dalgaboylu) radyo akısı 1947 yılından bu yana Kanada'da ölçülmektedir, halen Dominion Radyo Astrofizik gözlemevinde tam otomatik iki radyo teleskopla gözlemler sürdürülmektedir.

ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/SOLAR_DATA/SOLAR_RADIO/FLUX/

Yukarıdaki Güneş etkinliği indekslerinin aylık ortalama değerlerinin zamana göre değişimini gösteren grafik Şekil 1'de verilmiştir. Bu şekilden görüleceği üzere bir önceki çevrimin çıkış kolundaki etkinlik değerleriyle 23. çevrimin değerleri karşılaştırıldığında bütün etkinlik indekslerinde Güneş etkinliğinin bu çevrimde daha zayıf sürdüğü görülmüştür. Güneş lekelerinin manyetik özelliklerinin

ve Güneş'in ortalama manyetik alanlarının zamanla değişimi Güneş etkinliğinde temel olarak alınırsa 22 yıllık Güneş çevriminin 11'er yıl süren çift ve tek numaralı bir ikili oluşturduğu görülür. Güneş lekesi sayıları istatistiksel anlamda etkinlik indeksi olarak kullanılırsa Gnevyshev – Ohl (1948) Kanunu' na göre çift numaralı 11 yıllık çevrimi izleyen tek numaralı 11 yıllık çevrimde etkinliğin genliği daha büyük olmalıdır. Geçtiğimiz 150 yıl boyunca bu düzenin sürmesine rağmen, bu çevrimin çıkış kolunda ve maksimum evredeki genliğin şiddeti bu kuralın bozulacağına işaret etmektedir. Oysa 22. çevrimin genliğine bakıldığında 23. çevrimin genliğinin çok şiddetli olması gerekir ancak durum bunun tersini göstermektedir. Geçmişteki çevrimlere bakıldığında bu çevrimlerden 4-5 ve 8-9 çiftlerinde de benzer bir durumun olduğu görülmektedir. 4. ve 8. çevrimlerde de etkinliğin genliği 22. çevrimde olduğu gibi çok yüksektir. Komitov ve Bonev (2001) çalışmalarında genliği çok yüksek çift sayılı 11 yıllık çevimlerden sonra daha düşük genlikli tek sayılı 11 yıllık çevrimlerin gelebileceğine dikkat çekmişlerdir.

Bir başka çalışmada, Rusin ve Rybansky (2002) 530.3 nm dalga boylu FeXIV çizgisinin şiddetinin ölçümünden oluşturulan yeşil korona indeksini kullanarak geçtiğimiz 5 çevrim süresince bu indeksin genliğinin çevrimlerin maksimumunda düzenli olarak arttığını göstermişlerdir. Onlar da bu çevrimin çıkış kolu için yeşil korona indeksinin genliğinin diğer etkinlik indekslerinde olduğu gibi önceki çevrime göre çok zayıf kaldığını belirtmişlerdir. Bu duruma bir açıklama getirmek için Mariş ve diğerleri (2000) çalışmalarında 23.Çevrime ait ilk etkin bölgenin çevrimin minimum evresinde yani 1996 Mayıs ayında görüldüğünü açıklamışlardır. Oysa daha önceki çevrimlere bakıldığında yeni çevrimlere ait etkin bölgelerin bir önceki çevrimin iniş kolunun birinci yarısında çıktığı görülmektedir. Çalışmalarında bu gecikmenin konvektif bölgenin altında üreyen, yeni çevrime ait toroidal manyetik alanın yavaş geliştiğini bu durumun da yeni çevrimin genliğini oluşturmada etkili olabileceğini öne sürmüşlerdir. Öte yandan Ishkov (2000) önceki çevrimlerde görülenin tersine bu çevrimde güneş leke gruplarının daha küçük, manyetik yapılarının fazla karmaşık olmadığını ve gelişimlerinin de normalden daha yavaş seyrettiğini göstermiştir.Ayrıca bu leke gruplarının bir çoğunun yaşam sürelerinin daha uzun olduğunu da bildirmiştir. Bizim çalışmamızda da Güneş patlamaları indeksi önceki çevrimle karşılaştırıldığında güneş patlamalarının sayısının da bu çevrimde çok düşük olduğu Şekil 1'den görülmektedir. Bu da gerçekten bu çevrimde daha çok Güneş patlaması üretebilecek karmaşık manyetik yapıya sahip büyük leke gruplarının daha seyrek ortaya çıktığını göstermektedir. Bütün bu bulunan sonuçlar yaşadığımız çevrimin bir özelliği olarak bu çevrimde etkin bölgelerin daha kararlı olduğunu, bu kararlılığın da konveksiyon bölgesindeki plazma akıntılarının daha yavaş gelişmesinden kaynaklandığı düşüncesini güçlendirmektedir (Ishkov, 2000).

Etkinlik indekslerinin hemen hemen tümü Güneş etkinliğinin bu çevrimde daha zayıf olduğunu vurgularken, Güneşin toplam ışınımının bunun tersine bir durum gösterdiği Şekil 1'den anlaşılmaktadır. De Toma ve arkadaşları (2001) bu olguya çalışmalarında cevap aramışlar, dikkatli bir yaklaşımla böyle bir görüntünün uydu gözlemleri (SOHO/VIRGO ve UARS/ACRIMII) sırasında 1999 yılında ya çok yüksek değerlerin ölçüldüğü ya da Güneşteki ışınım kaynaklarının doğasında bu çevrimde değişimler olduğu sonucuna varmışlardır. Her iki çevrimdeki bu farklılığı sorgularken Güneşin toplam ışınımındaki değişimlerde manyetik etkinliğin rolünü daha açık bir şekilde ortaya koymak gerekmektedir. Bu konuya benzer bir yaklaşım da Livingston'ın (2002) çalışmasıyla gelmiştir. Bu çalışmada bir Güneş lekesinin şiddetinin bu lekenin manyetik alanına ve umbrasının koyuluğuna bağlı olduğu ana fikrinden yola çıkılmıştır. Bu etmenlerin bir lekeyi tanımlamada ayrılmaz bir ikili oluşturduğu düşüncesiyle 1990-1991 ve 2000-2001 yıllarında gözlemler yapılmıştır. 23. çevrimde, 22. çevrimde görülenlerden sayıca daha fazla, çok parlak ve küçük leke görüldüğü, büyük leke gruplarına çok sık rastlanmadığı sonuçlarına varılmıştır. Livingston böyle bir durumun Güneşin toplam ışınımını etkileyebileceği, istatistiksel olarak bu çevrimde güneş lekeleri daha parlaksa toplam ışınımın da lekelerden daha az etkilenmiş olabileceği önerisini getirmiştir.

Bütün etkinlik indekslerinin maksimum evresinde etkinliğin 2000 yılının ortalarından 2001 yılının ikinci yarısına kadar azaldığı Şekil 1 ve Şekil 2'den görülmektedir. Bu görünüm bu çevrimin de öncekinde olduğu gibi iki maksimum değerli olacağını göstermektedir. Bu duruma dikkati ilk kez Gnevyshev (1963, 1967) çekmiş ve 11 yıllık çevrimlerin farklı fiziksel özellikler taşıyan iki etkinlik dalgası barındırdığını belirtmiştir. Çevrimlerin maksimumları sırasında görülen iki maksimum arasındaki boşluk da bu nedenle Rus astronomu Gnevyshev'in adı ile Gnevyshev boşluğu (Gnevyshev gap, **GG**) olarak bilinmektedir. 23. çevrimin leke sayıları indeksine bakıldığında birinci maksimum ikincisinden daha büyük olarak gözlemlenmektedir. Öte yandan diğer etkinlik indekslerinde, leke alanları, 2800 MHz radyo akısı, manyetik plaj şiddet indeksinde ikinci maksimum daha büyüktür. Bu durumun Dünya-Güneş ilişkisini araştıran çalışmalarda Güneş etkinliğinin göstergesi olarak sadece leke sayıları indeksinin seçildiği modellerde sorgulanması gereken bir durum olduğu tarafımızdan düşünülmektedir. Çevrimlerin iki maksimum değerli olmasının değerlendirilebileceği başka bir alan da uzay çalışmalarıdır. Uzay çalışmaları sırasında Güneş etkinliği

açısından insan sağlığını en çok tehdit eden evre, çevrimlerin maksimum evresidir. Bu evrede Gnevyshev boşluğunda Güneş etkinliğinin 0.5-1 yıl arasında daha sakin olduğu bir dönem yaşanmaktadır.

23. Çevrimde Güneş Patlamaları ve Koronal Kütle Atımları :

Geçmişte yıllar boyunca, Dünya-Güneş ilişkisi çalışmalarında gezegenlerarası ortamdaki dalgalanmaların, yakın uzay çevremizdeki değişimlerin ve büyük jeomanyetik fırtınaların baş sorumlusu olarak Güneş patlamaları ve ani kaybolan filamentler görülmüştür. Görünen bölgede yapılan H_α gözlemleri sayesinde Güneş patlamaları ve bunların Güneş atmosferinin daha alt tabakalarında yarattığı etkiler kolaylıkla gözlenebilmekteydi. Korona uydu gözlemlerinin gelişmesi ile daha duyarlı gözlem araçlarıyla gözlenmeye başlandı. Koronal kütle atımları ilk kez OSO-7 ve Skylab uydularıyla 1970'lerin başında keşfedildi, bunlar koronanın tabanından uzanan devasa yapılardı. Koronal kütle atımları sırasında içleri çok sıcak ve çok iyonize Güneş maddesiyle dolu, dış koronaya kadar uzanan dev boyutlardaki kapalı manyetik ilmekler (magnetic loop) açılarak içlerindeki manyetik plazma çok yüksek hızlarda uzaya gönderilmektedir. Sürdürülen düzenli gözlemler, koronal kütle atımlarının Güneş patlamalarıyla birlikte yere yakın uzay durumumuzu ve manyetosfer-iyonosfer-termosfer sistemimizi etkilediğini ortaya koymuştur. "Yere yakın uzay durumunda değişen koşullar, uzay ve Yer üslü teknoloji sistemlerini, bu sistemlerin başarımını ve güvenilirliğini etkilediği gibi, insan yaşamını ve sağlığını da tehlikeye sokabilmektedir. Uydu operasyonları ve servislerinde, HF, VHF radyo iletişiminde ve fiber optiği de içeren uzun erimli telefon kablo kanallarında son yıllarda gözlemlenen kesilmeler, kötü uzay havasının önemli sosyo-ekonomik yitimlere yol açtığını göstermiştir (Tulunay, 2001)". Öte yandan Svestka (2001) koronal kütle atımları ve Güneş patlamaları ilişkisini araştırdığı çalışmasında aşağıdaki sonuçlara ulaşmıştır.

Günümüzde SOHO, TRACE gibi uydularla gelişen gözlemler koronal kütle atımlarının başlangıçta, boylamsal manyetik alanın nötral çizgisi boyunca sıralanmış, kapalı manyetik alan çizgilerinin açılmasıyla koronal fırtınalar biçiminde başladığına işaret etmektedir. Bu durum Güneş üzerinde manyetik yapıda dengenin bozulduğu herhangi bir yerdeki nötral çizgi boyunca gerçekleşebilmektedir. Eğer bu açılmanın gerçekleştiği yer etkin bir bölgenin içinde bulunuyorsa, koronal kütle atımı sırasında kromosferde de Güneş patlaması gözlenmektedir. Bütün bu olaylar etkin bir bölgenin dışında gerçekleşiyorsa o zaman kromosferde Güneş patlaması gözlenmemektedir. Fakat bu sırada X-ışınımında koronada gözlenenler, tıpkı kromosferde Güneş patlaması olduğu sırada gözlenenler gibidir. Güneş patlamalarıyla ilişkili olan ve olmayan koronal kütle atımları arasındaki en önemli farklılık, manyetik alan çizgilerinin açıldığı bölgedeki manyetik alan şiddetinden kaynaklanmaktadır. Güneş patlamalarının büyük çoğunluğu koronal kütle atımlarından bağımsız olarak gerçekleşmektedir. Günümüzdeki genel anlayış koronal kütle atımlarına eşlik eden Güneş patlamalarının da koronal kütle atımlarının nedeni olmaktan çok bunların bir yan ürünü olduğu doğrultusundadır. Bunun en güzel örneği uzun süreli Güneş patlamalarıdır (Long Duration Event).

23. Çevrimde koronal kütle atımları ile büyük Güneş patlamalarının aylık sayılarının zamana göre değişimi Şekil 2'de incelenmiştir. Güneşin ortalama manyetik alanının 1999 yılının Eylül ayında maksimum düzeyine eriştiği Şekil 2'den görülmektedir. 2000 yılının Mart ayından Haziran ayına kadar çok fazla koronal kütle atımı gözlenmiştir. Koronal kütle atımlarının sayısı Maksimum değerine de bu dönemde ulaşmıştır. Bu koronal kütle atımlarının bir kısmına büyük Güneş patlamalarının eşlik ettiği, bu patlamaların da M ve X sınıfına giren X-ışınımlı büyük Güneş patlamaları olduğu görülmüştür. Oysa H_α (görsel bölge) gözlemiyle kromosferde gözlenen bütün Güneş patlamalarını temsil eden "Güneş patlamaları indeksi" maksimum değerine ancak 2000 yılının Temmuz ayında erişmiştir. Bu da bize koronada artan çok fırtınalı bu durumun, koronanın tabanında hatta kromosferde güneş patlamalarının sayısını artıracak manyetik yapı dengesizliklerine yol açtığını göstermektedir.

23. Güneş çevriminin çıkış kolunda dönemli değişimler:

Güneş etkinliğinde 152-158 günlük dönem ilk kez yüksek enerjili Güneş patlamalarını etkinlik indeksi olarak kullanan Rieger ve diğerleri (1984) tarafından keşfedilmiştir. Bu keşfin ardından farklı etkinlik indeksleri kullanılarak 150-160 günlük dönemin varlığını araştırmak geçmiş çevrimler için olduğu kadar yeni çevrim için de önemli bir araştırma konusu olmuştur. Bu araştırmaların bir bölümünde kullanılan indeksler aşağıdaki gibi sıralanabilir; Yumuşak X-ışınımı akısındaki değişim (Rieger ve diğerleri, 1984), sert X-ışını ışınımındaki değişim (Dennis,1985; Bai ve Sturrock, 1987), görsel bölgede gözlenen Güneş patlamalarının sayısındaki değişim (İchimoto ve diğerleri, 1985), Güneşin mikro dalga akısındaki değişim (Bogard ve Bai, 1985), Güneş patlamaları indeksi (Özgüç ve Ataç, 1989, 1994), gezegenlerarası ortamdaki yüksek enerjili elektronların ve protonların miktarındaki değişim (Dröge ve diğerleri, 1990; Bai ve Cliver, 1990; Gabriel ve diğerleri, 1990), Güneşin 10 cm dalga boylu radyo akısındaki değişim (Kile ve Cliver, 1991), leke alanlarındaki değişim (Lean ve Bruckner, 1989; Carbonell ve Ballester, 1990; Oliver ve diğerleri, 1998), manyetik akının yüzeye taşınmasındaki değişim (Oliver ve diğerleri, 1998; Ballester ve diğerleri, 2002), farklı yedi dalga boyunda Güneşten

gelen radyo akısındaki değişim (S. Zieba ve diğerleri, 2001). Yapılan bütün bu çalışmalarda varılan ortak sonuç farklı Güneş çevrimlerinin maksimum evreleri sırasında 150-160 günlük dönemin yanısıra Rieger-tipi 51, 77,103 ve 128 gün gibi başka önemli dönemlerinde görülmesidir (Bai ve Sturrock, 1991; Bai, 1992). Bütün bir çevrim süresince bu dönemlerin hiç birisi sürekli görülmemektedir, daha çok çevrimlerin maksimum evresi yaşanırken bir süre devreye girmektedirler (Bai ve Sturrock, 1991, 1993). Aralıklı (episodic) doğalarından ötürü gidip gelen (intermittent) dönemler olarak anılmaktadırlar.

Çalışmamızda 23. çevrimin çıkış kolu ve maksimum evresinde Güneş patlamaları, Manyetik plaj şiddet indeksi ve Leke alanları indekslerinde hangi dönemlerin etkin durumda olduğunu görmek için bu indekslerin zaman serilerine Fourier analizi (the discrete Fourier transform) uygulanmıştır. Şekil 3'de bu zaman serilerinin güç spektrumları görülmektedir. Güç spektrumlarındaki güç dağılımının üstel bir dağılım gösterdiğini Horne ve Baliunas (1986) göstermiştir. Bu durumda güç spektrumlarında belli bir frekans için gözlenen yüksek bir güç değerinin herhangi bir K değerinden rastlantı sonucu büyük çıkmasının ihtimali aşağıdaki denklemle verilmiştir.

$$P(Z>K) = \exp(-K/\sigma^2) \qquad (2)$$

Öte yandan Bai ve Cliver (1990) güç spektrumlarını normalize edebilmenin en uygun yolunun güç dağılımına (2) denklemiyle verilen eğriyi uydurmak olduğunu göstermiştir. Bu eğriler Şekil 3'de sağdaki kolonda görülmektedir. Grafiklerde dikey eksen güç değerleri belirli bir değerin üstünde olan frekansların kümülatif sayısını göstermektedir. Güneş patlamaları için güç spektrumu grafiklerinde maksimum değerin 4.6 (186 nHz, 62 güne denk gelmektedir), leke alanları için 4.8 (73 nHz, 159 güne denk gelmektedir), manyetik plaj şiddet indeksi için 4.0 (97 nHz, 118 güne denk gelmektedir) olduğu görülmektedir. (2) Denkleminden beklenildiği gibi bu değerlerden küçük değerler için güç dağılımı Güneş patlamaları için Y = 175.1 exp (-1.66*X), leke alanları için Y = 183.8 exp (-1.49*X) ve magnetik plaj şiddet indeksi için de Y = 126.9 exp (1.74*X) eğrileriyle uygunluk göstermektedir. 3. Şeklin sol kolonunda görülen düzeltilmiş güç değerli grafikler bu denklemlerdeki X'in katsayıları ile ilk etapta elde edilen güç değerlerinin çarpılmasıyla elde edilmiştir.

Güç spektrumlarında gözlenen en yüksek değerlerin bu değeri rastlantı sonucu geçip geçmediğini belirlemek için yanlış alarm olasılığını hesaplama (**FAP**, false alarm-probability) yöntemi kullanılmaktadır. Bu olasılık aşağıdaki bağıntı ile hesaplanmaktadır.

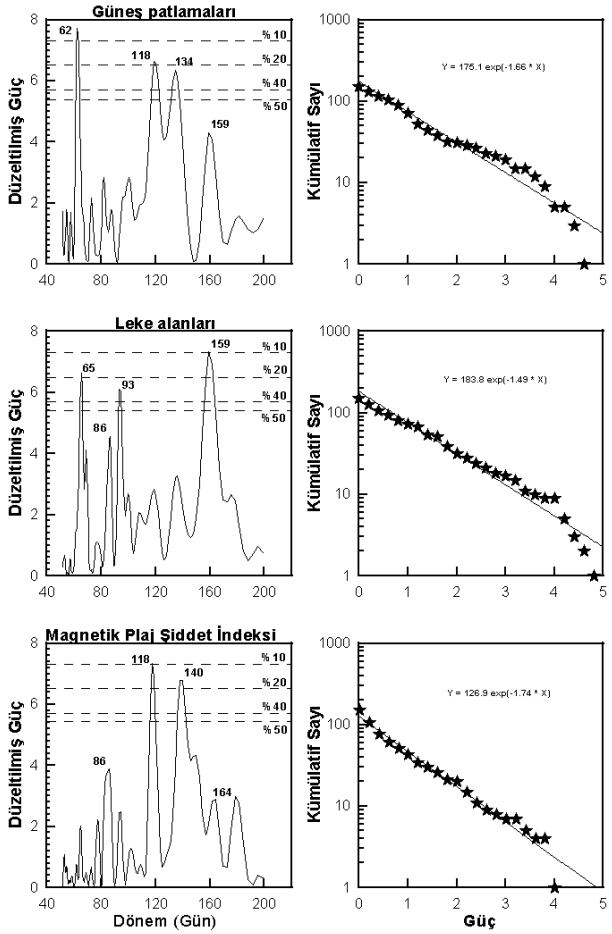
$$FAP = 1 - [\,1 - \exp(-Z_m)\,]^N \qquad (3)$$

Burada Z_m düzeltilmiş güç spektrumunda gözlenen en yüksek değerleri, N'de bağımsız frekansların sayısını temsil etmektedir (Scargle, 1982; Horne ve Baliunas, 1986). Bu yöntemle rasgele değişen bir sayı dizisi kullanarak N tane bağımsız frekansın her biri için güç değerinin belirlendiği bir güç spektrumunda, frekans değerlerinin yüzde kaç olasılıkla Z_m değerini rastlantı sonucu geçtiği belirlenmektedir. Bunun hesaplanabilmesi için güç spektrumunda çalışılan pencere ve bağımsız frekansların sayısı göz önünde tutulmaktadır. Bağımsız frekansların sayısı $\Delta f_{ifs} = 1/\tau$ bağıntısıyla bulunmaktadır, burada τ çalışılan zaman aralığıdır (Scargle, 1982). Bu çalışmada 23. çevrimin çıkış kolu ve maksimum evresinde hangi dönemlerin Güneş etkinliğinde devrede olduğunu görmek için (58 – 225) nHz, (50 –200) gün spektral penceresi kullanılmıştır. Göz önüne alınan zaman aralığı 1 Ocak 1996 – 31 Ağustos 2001 günlerini kapsayan 2070 gündür. Buradan Δ_{ifs} = 5.59 nHz bağımsız frekansların sayısı da 31 olarak hesaplanmıştır. Örnek sayısını çoğaltmak için çalışılan pencerede 151 frekans bulunduğundan N=151 olarak seçilmiştir. Şekil 3'de görülen grafiklerdeki en yüksek güç değerlerinin hangi yüzdelik bir değerle bu yüksek değeri tesadüfen geçtiğini belirlemek için yanlış alarm olasılıklarının (FAP) mertebeleri yüzde olarak kesikli çizgilerle gösterilmiştir.

ÇİZELGE 2

Güneş Patlamaları		Manyetik Plaj Şiddet İndeksi		Leke Alanları	
Dönem (gün)	**FAP**	**Dönem (gün)**	**FAP**	**Dönem (gün)**	**FAP**
62*	**0.06**	**118**	**0.09**	**65**	**0.18**
118	**0.18**	**140**	**0.15**	**93**	**0.28**
134	**0.23**			**159**	**0.09**

*Güç spektrumunda görülen 62 günlük dönem % 94 olasılıkla gerçek bir değerdir.



Şekil 3. 23. Güneş çevriminde Güneş patlamaları, leke alanları ve manyetik plaj şiddet indekslerinde gözlenen dönemler.

Güneş patlamaları indeksini kullanarak 22. çevrimin çıkış kolu için yaptığımız çalışmada etkin dönemin 73-78 günlük dönem olduğu belirlenmiştir (Bai ve Sturrock, 1991; Bai, 1992; Özgüç ve Ataç, 1994). Bu çevrimin çıkış kolunda etkin dönemlerin Güneş patlamaları için 62, 118 ve 134 gün, leke alanları için 65, 93 ve 159 gün, manyetik plaj şiddet indeksi için 118 ve 140 günler olduğu Şekil 3 ve Çizelge 2'den görülmektedir. 19., 20. ve 21. çevrimleri kapsayan 31 yıllık leke alanı (sunspot blocking function) verisinde Lean ve Brueckner (1989) 116 günlük döneme işaret etmiştir. Güneşin 7 farklı frekanstan gözlenen radyo akısını, leke sayılarını ve ortalama manyetik alanını etkinlik indeksi olarak kullandıkları çalışmalarında Zięba ve diğerleri (2001) 1Mart 1996 – 31 Temmuz 1999 tarihlerini kapsayan zaman diliminde saptadıkları etkin dönemler 77, 91, 112, 126, 151 gündür.

Bir varsayıma göre fotosferde çok kuvvetli manyetik alanların (Güneş lekeleri) egemen olduğu bölgelere dönemli olarak yeni manyetik akı gelmesi yüksek enerjili Güneş patlamalarında dönemli değişimlerin görülmesine yol açmaktadır. Dönemsel olarak fotosfere yükselen bu yeni manyetik akı içlerinde leke gruplarının da yer aldığı etkin bölgelerdeki manyetik yapının daha da karmaşık bir duruma geçmesine neden olmaktadır, bu da Güneş patlamalarında dönemli değişimlere yol açmaktadır (Oliver ve diğerleri, 1998; Ballester ve diğerleri, 2002). Leke alanları ve Güneş patlamalarında bulduğumuz 60-65 günlük dönemler, manyetik plaj şiddet indeksi ve Güneş patlamalarında bulduğumuz 118 günlük dönem de bu varsayımı güçlendirmektedir. Rieger-tipi 150-160 günlük dönem leke alanlarında çok kuvvetli bir biçimde kendini gösterirken Şekil 3'den görüleceği üzere Güneş patlamalarında bu dönem daha zayıf bir biçimde ortaya çıkmaktadır. Önceki çevrimler için yapılan çalışmalarda çevrimin belirli bir evresinde görülen herhangi bir dönemin çok uzun bir süre görülemeyebileceği gösterilmiştir. Bu dönem bir süre sonra çevrimin başka bir evresinde tekrar ortaya çıkabilmektedir (Wolff, 1992).

Sonuçlar ve Tartışma :

Güneş etkinliğinin gözlenen görünümlerinin tamamı Güneşte üreyen manyetik alanın yarattığı sonuçlardır. Çeşitli ölçeklerde gözlenen bu manyetik yapının en küçük elemanları gelişmiş

teleskopların çözünürlük sınırlarında olup en büyük elemanları da Güneşin küresel manyetik alanını oluşturmaktadır. Bu küresel manyetik alan büyük plazma kütlelerinin konvektif hareketi ve Güneşin farklı katmanlarının dönme ekseni etrafında farklı hızlarla dönmesi sonucu ortaya çıkmaktadır. 23. Çevrimin bütün etkinlik indekslerinde Güneş etkinliğinin bu çevrimde daha zayıf geliştiği gözlenmiştir. Oysa Gnevyshev-Ohl (1948) kanununa göre 22. çevrimin genliğine bakıldığında 23. çevrimin genliğinin çok şiddetli olması gerekmektedir. 150 yıl boyunca süren bu düzen bu çevrimde bozulmuş gibi gözükmektedir. Ayrıca yeni çevrimin ilk etkin bölgesinin önceki çevrimin iniş kolunun birinci yarısında görülmesi gerekirken ancak minimum evresinde gözlenmesi de dikkat çekicidir. Bütün bu sonuçlar bu çevrimde konvektif bölgenin altında üreyen, yeni çevrime ait toroidal manyetik alanın çok yavaş geliştiğini bu durumunda yeni çevrimin genliğini oluşturmada etkili olabileceğini göstermektedir.

Güneş Patlamaları indeksi önceki çevrimle karşılaştırıldığında Güneş patlamalarının sayısının bu çevrimde çok düşük olduğu görülmüştür. Bu da yaşadığımız çevrimin bir özelliği olarak bu çevrimde etkin bölgelerin daha kararlı olduğunu, bu kararlığın da yine konveksiyon bölgesindeki plazma akıntılarının daha yavaş gelişmesinden kaynaklandığı düşüncesini güçlendirmektedir.

Etkinlik indekslerinin hemen hemen tümü Güneş etkinliğinin bu çevrimde daha zayıf olduğunu gösterirken, Güneş'in toplam ışınımı bunun tersine bir durum göstermektedir. 1990-1991 ve 2000-2001 yılları süresince yapılan leke gözlemleri 23. çevrimde, 22. çevrimde görülenlerden sayıca daha fazla, çok parlak ve küçük lekenin varlığına işaret etmektedir. Eğer bu çevrimde Güneş lekeleri daha parlaksa toplam ışınımda lekelerden daha az etkilenmiş olmalıdır (Livingston, 2002).

Bütün etkinlik indekslerinde etkinliğin 2000 yılının ortalarından 2001 yılının ikinci yarısına kadar azaldığı görülmüştür. Bu görünüm bu çevriminde öncekinde olduğu gibi iki maksimum değerli olacağını göstermektedir.

Güneş patlamalarının büyük çoğunluğu koronal kütle atımlarından bağımsız olarak gerçekleşmektedir. 23. çevrimde gözlenen koronal kütle atımlarının bir kısmına X-ışınımında gözlenen büyük Güneş patlamaları eşlik etmiştir. Öte yandan görsel bölgede (H_α ışınımında) gözlenen Güneş patlamalarının tamamını temsil eden Güneş patlamaları indeksi Güneş patlamalarının maksimum değerine koronal kütle atımlarından sonra eriştiğini göstermektedir. Bu da bize koronada artan çok fırtınalı bu durumun, koronanın tabanında manyetik yapı dengesizliklerine yol açtığını göstermektedir.

Güneş etkinliğinde 152-158 günlük dönem ilk kez yüksek enerjili Güneş patlamalarını etkinlik indeksi olarak kullanan Rieger ve diğerleri (1984) tarafından keşfedilmiştir. Bizde Güneş patlamaları, manyetik plaj şiddet indeksi ve leke alanları indekslerinde bu çevrimde Rieger-tipi dönemlerin etkin olup olmadığını araştırdık. Rieger-tipi 150-160 günlük dönem leke alanlarında çok kuvvetli bir biçimde kendini gösterirken diğer etkinlik indekslerinde 60-65 ve 118 günlük dönemlerin etkin olduğu görülmektedir. Manyetik plaj şiddet indeksinde ve Güneş patlamaları indeksinde gözlenen 118 günlük dönem, etkin bölgelere dönemli olarak yeni manyetik akının gelmesinin Güneş patlamaları sayısında dönemli değişimlerin görülmesine yol açtığını göstermektedir.

KAYNAKLAR

Ataç, T.: 1987, Astrophys. Space Sci., **135**, 201-205
Ataç,T., ve Özgüç, A.: 1998, Solar Phys., **180**, 397-407
Ataç,T., ve Özgüç, A.: 2001, Solar Phys., **198**, 399-407
Bai, T., ve Sturrock, P.A..: 1987, Nature, **327**, 601-604
Bai, T., ve Cliver, E.W.: 1990, Astrophys. J., **363**, 299-309
Bai, T., ve Sturrock, P.A.: 1991, Nature, **350**, 141-143
Bai, T.: 1992, Astrophys. J., **388**, L69 – L72
Bai, T., ve Sturrock, P.A.: 1993, Astrophys. J., **409**, 476-486
Ballester, J.L., Oliver, R., ve Baudin F.: 1999, Astrophys. J., **522**, L153-L156
Ballester, J.L., Oliver, R., ve Carbonell, M.: 2002, Astrophys. J., **566**, 505-511
Bogard, R.S., ve Bai, T.: 1985, Astrophys. J., **229**, L51-L55
Carbonell, M., ve Ballester, J.L.: 1990, Astron. Astrophys., **238**, 377-381
De Toma, G., White, O.R., Chapman, G.A., Walton, S.R., Preminger, D.G., Cookson, A.M., ve Harvey, K.: 2001, Astrophys. J., **549**, L131
Dennis, B.R.: 1985, Solar Phys., **100**, 465-490
Dröge, W., Gibss, K., Grunsfeld, J.M., Meyer, P., ve Newport, B.J.: 1990, Astrophys. J. Suppl., **73**, 283
Fröhlich, C., ve Lean, J.: 1998, Geophys. Res. Lett., **25**, 4377-4380
Gabriel, S., Evans, R., ve Feynman, J.: 1990, Solar Phys., **128**, 415-422
Gnevyshev, M.N., ve Ohl, A.I.: 1948, Azh., **25**, 18
Gnevyshev, M.N.: 1963, Soviet Astron., AJ **7**, 311 (Rusça)
Gnevyshev, M.N.: 1967, Solar Phys. **1**, 107
Horne, J.H., ve Baliunas, S.L.: 1986, Astrophys. J., **302**, 757-763
Ichimoto, K., Kubato, J., Suzuki, M., Tohmura, I., ve Kurokawa, H.: 1985, Nature, **316**, 422-424

Ishkov, V.N.: 2000, JENAM Poster Session
Kile, J.N., ve Cliver, E.W.: 1991, Astrophys. J., **370**, 442-448
Kleczek, J.: 1952, Publ. Inst. Centr. Astron. **22**, Prague Czech Republic
Knoska, S., ve Petrasek, J.: 1984, Contr. Astron. Obs. Skalnate Pleso, **12**, 165-175
Komitov, B., ve Bonev, B.: 2001, Astrophys. J., **554**, L119-L122
Lean, J.L., ve Brueckner, E.G.: 1989, Astrophys. J., **337**, 568-578
Livingston, W.: 2002, Solar Phys., **207**, 41-45
Mariş, G., Popescu, M.D.,Oncica, A., Donea, A.C.: 2000, Proc. 1st Solar and Space Weather Euroconferance, Tenerife, Spain, ESA SP-463
Oliver, R., Ballester, J.L., Baudin, F.: 1998, Nature, **394**, 552-553
Özgüç A., ve Ataç, T.: 1989, Solar Phys., **123**, 357 – 365
Özgüç A., ve Ataç, T.: 1994, Solar Phys., **150**, 339 – 346
Rieger, E., Share, G.H., Forrest, D.J., Kanbach, G., Reppin, C., ve Chupp, E.L.: 1984, Nature, **312**, 623-625
Rusin, V., ve Rybansky, M.: 2002, Solar PHys., **207**, 47-61
Scargle, J.D.: 1982, Astrophys. J., **263**, 835-853
Scherrer, PH., Wilcok, M.J., Svalgaard, L., Duvall, L.T., Dittmer, H.P. ve Gustafson, E.K. 1977, Solar Phys. **54**, 353-363
Švestka, Z.: 2001, Space Sci., Rev. **95**, 135-146
Tulunay, Y.: 2001, Türkiye'de Yer'e Yakın Uzay Girişimi, UUBF, TDOC1, İTÜ
Wolff, C.L.: 1992, Solar Phys., **142**, 187
Zięba, S., Maslowski,J., Michalec, A.., ve Kulak, A.: 2001, Astron. Astrophys. **377**,297-311

11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Kutup Tüycükleri Gözlemleri

T. Özışık[1], N. Al[2], A. Ökten[2]

[1]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
[2]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Özet

Bu çalışmada, 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması sırasında Güneş Koronası'nda kutuplar civarında gözlenen "Kutup Tüycükleri" nin oluşum yerleri, boyutları ve şekilleri ortaya konmuştur. Bunun için Elazığ'da kurulan gözlem yerleşkesinde Meade LX200 modeli, 20 cm açıklıklı, f/6.3 bir teleskop ve buna bağlı 768x512 piksel formatında CCD kamera kullanılarak gökyüzünde 1.4"/piksel uzaysal çözünürlük elde edilmiştir. Bilgisayar yardımıyla Güneş kutuplarına otomatik olarak yönlendirilen bu sistemle, toplam 2dak 03san olan tam tutulma safhasında 9 adet yüksek çözünürlüklü beyaz ışık CCD görüntüsü alınmıştır. İndirgemeler sonucunda Güneş'in kuzey kutup bölgesinde tespit edilmiş iki aday yapının bazı özellikleri verilerek uydu görüntüleriyle karşılaştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Güneş tutulması, tutulma gözlemi, kutup tüycükleri, CCD görüntüleme, otomatik teleskop kontrolü, görüntü işleme.

1. GİRİŞ

Güneş tutulmaları sırasında koronal deliklerin içinde veya yakınlarında gözlenebilen kutup tüycüklerinin özellikleri Newkirk ve Harwey (1968) tarafından yapılan bir çalışmada ayrıntılı olarak verilmiştir. Son yıllarda SOHO uydusu (Solar and Heliospheric Observatory) tarafından koronal deliklerin yapısı ve buralardaki yüksek hızlı madde fışkırmalarını incelemek üzere programlı gözlemler yürütülmüştür. Bu incelemelerde kutup tüycüklerine ait daha ayrıntılı, sadece tutulmalar gibi zamana bağlı olmayan ve farklı dalgaboyu bölgelerinde veriler elde edilmiştir (DeForest ve Gurman, 1998; DeForest ve ark., 1997; Fleck, 1997; Hassler, 2000; Li ve ark., 2000; Lites ve ark., 2000; Wilhelm ve ark., 1998).

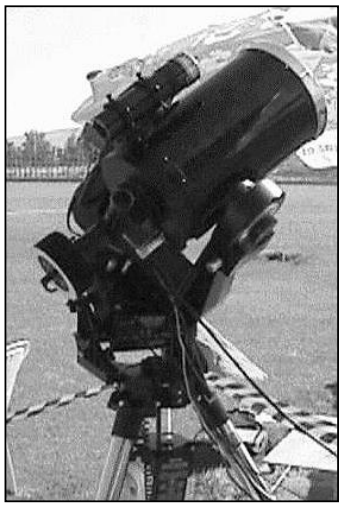
Kutup tüycükleri hakkında şimdiye kadar elde edilmiş bazı temel özellikler şöyledir:

- Kutup tüycükleri, Güneş'in kutupları yakınlarında görünür, morötesi ve yumuşak X-ışınları bölgelerinde görünen doğrusal yapılardır.
- Yoğunlukları, kendilerini çevreleyen ortamdan daha fazla olduğundan dolayı tabanlarına yakın bölgelerde kuvvetli bir ısıtma mekanizması olmalıdır.
- Bir senaryoya göre kutup tüycükleri, bir koronal delik içerisinde hakim polariteli büyük bir akı bölgesi ile zıt polariteli daha küçük bir akı bölgesinin etkileşimi sonucu oluşurlar (Wang ve ark., 1997).
- NeVIII (770 Å) bölgesindeki görüntülerden kutup tüycükleri için tipik genişlik 30" (~22 000 km) olarak verilmekte, uzunluklar diskten dışarı doğru 50-100 bin km kadar olabilmektedir.
- Kutup tüycüklerinin Güneş rüzgarlarının kaynağı olabileceğine dair kesin bir kanıt elde edilememiştir.

Bu çalışmada, diğer tutulma gözlemlerinde de kullanılabilecek otomatik yönlendirmeli bir gözlem sistemi geliştirilmiş, 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması sırasında bu gözlem sistemi ile yapılan gözlemlerden elde edilen veriler üzerinde muhtemel kutup tüycüklerinin yerleri, boyutları ve şekilleri ile bunların koronal deliklerin nerelerinde olduğu araştırılmıştır.

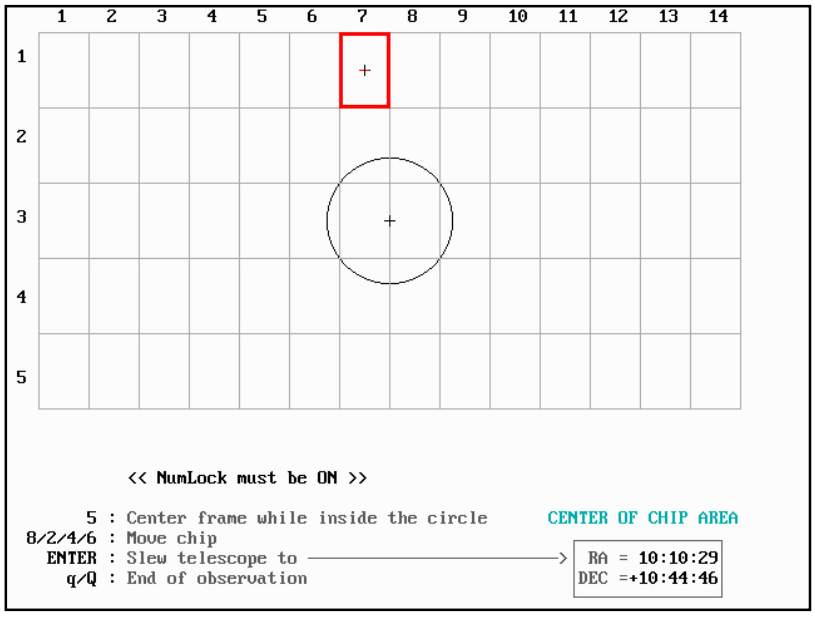
2. GÖZLEM SİSTEMİ VE KUTUP TÜYCÜKLERİ GÖZLEMİ

Güneş'in her iki kutup bölgesinde koronanın yüksek ayırma güçlü beyaz ışıktaki görüntülerini alabilmek için 20 cm açıklıklı, f/6.3 Meade LX200 modeli bir teleskop kullanılmıştır. Bu teleskobun odak düzlemine 16-bit dinamik aralığa sahip herbiri 9x9 mikronluk 768x512 adet piksele sahip bir CCD kamera yerleştirilmiştir (Şekil-1). Bu sistemle Güneş üzerinde elde edilecek ayırma gücü ~1.4"/piksel ve görüş alanı da 18′x12′ olmuştur. CCD kameranın kontrol edilmesi ve görüntülerin bilgisayar diskine hızlı aktarılması için "SCSI" arabirimi kullanılmıştır. Sistemin performansını ölçmek için Dolunay ile İstanbul Üniversitesi Gözlemevi ve Elazığ'daki tutulma yerleşkesinde yapılan test gözlemlerinden, poz süresinin 5 ms olması gerektiği ve tam çözünürlükte bir CCD görüntüsünün (768x512 piksel, 65536 gri seviye) diske yüklenme süresinin de 14 saniye olduğu saptanmıştır. Buradan, Elazığ'da 2dak 03san süren tam tutulma safhası boyunca herşey yolunda giderse en fazla 9 görüntü alınabileceği anlaşılmıştır.



Şekil-1 Meade LX200 teleskop, CCD kamera ve kılavuz teleskopta bulunan video CCD kamera.

Kısa sürecek ve hatasız gerçekleşmesi gereken böyle bir gözlem için Güneş'in kuzey kutup bölgesinden 4, merkezden 1 ve güney kutup bölgesinden de 4 görüntü alacak şekilde mozaik bir gözlem metodu tasarlanmıştır. Bunu gerçekleştirebilmek için, bilgisayarla kontrol desteği bulunan teleskopu daha önceden koordinatları tespit edilen bu bölgelere hızlı bir şekilde hatasız yönlendirebilecek bir yazılım hazırlanmıştır. Bu yazılım, bilgisayar ile teleskopun RS232 arabirimi ile heberleşmesini sağlayarak gözlemcinin teleskopu hatasız olarak Güneş koronası üzerinde istenen bölgelere yönlendirebilmesini sağlamıştır. (Şekil-2).

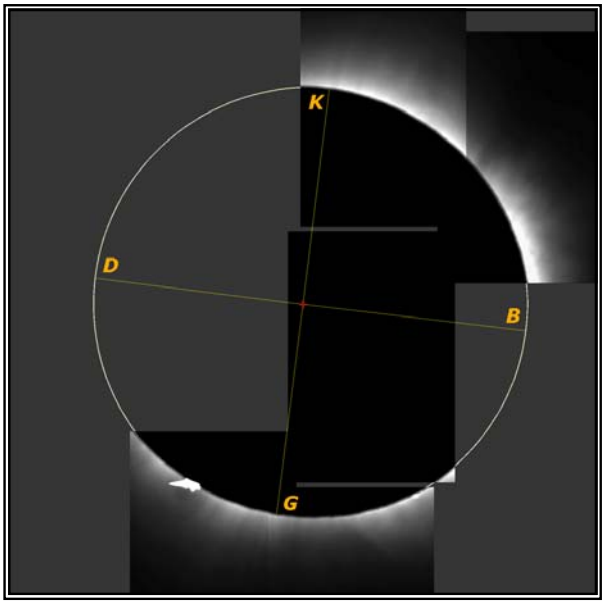


Şekil-2 Teleskop kontrol yazılımının matris benzeri ekran görüntüsü. Daire Güneş'i ve dikdörtgen ise CCD'nin görüş alanını temsil etmektedir. Gözlemci, klavyedeki yön tuşları yardımıyla, dikdörtgen kılavuzu ekrandaki herhangi bir matris elemanına (dolayısıyla teleskopu Güneş civarında bir bölgeye) yönlendirebilmektedir.

Teleskopun yönlenmesini kontrol etmek ve tüm tutulmanın daha düşük çözünürlüklü fakat geniş alanlı bir video kaydını yapabilmek için 8x50'lik kılavuz teleskopa da bir video CCD kamera bağlanmıştır. Bu video sinyali bir monitöre ve video kayıt cihazına gönderilmiştir. Tam tutulma dışındaki Güneş diskini ve parçalı safhaları görüntüleyebilmek için ana teleskopta ve kılavuz teleskopta 10^{-5} geçirgenlikli ve tam açıklıklı cam Güneş filtreleri kullanılmıştır.

Tam tutulma safhası başladığı anda iki PC türü bilgisayarda biri CCD kamerayı kontrol etmek, diğeri de teleskobu sırasıyla hedef bölgelere yönlendirmek üzere iki çalışmacı 2dak 03san boyunca

adeta "hipnotize" bir şekilde gözlemi gerçekleştirmişlerdir. Gözlem sırasında, Şekil 2'den takip edilebileceği üzere, (1,7), (1,8), (2,7), (2,8), (4,7), (4,8), (5,7), (5,8) ve bir de disk merkezinden planlandığı gibi 9 adet CCD görüntüsü alınmıştır. Tam tutulmayı müteakip, görüntülerin kalibrasyonu için de parçalı tutulma safhası sırasında gökyüzünün temiz bir bölgesinden Düz Alan, teleskop açıklığı kapatılmak suretiyle de Kara Akım görüntüleri alınmıştır. Tam tutulmaya ait görüntüler incelendiğinde sebebini anlayamadığımız bir şekilde teleskopun (2,7) bölgesi yerine (2,9) bölgesine yönlendiği görülmüştür. Sonuç olarak başarılı geçen bu deney sırasında alınan görüntülerden (2,9), (2,8), (4,7), (4,8) ve bir de merkez civarındaki görüntü seçilerek montajlanmış bir görüntü oluşturulmuştur (Şekil-3).



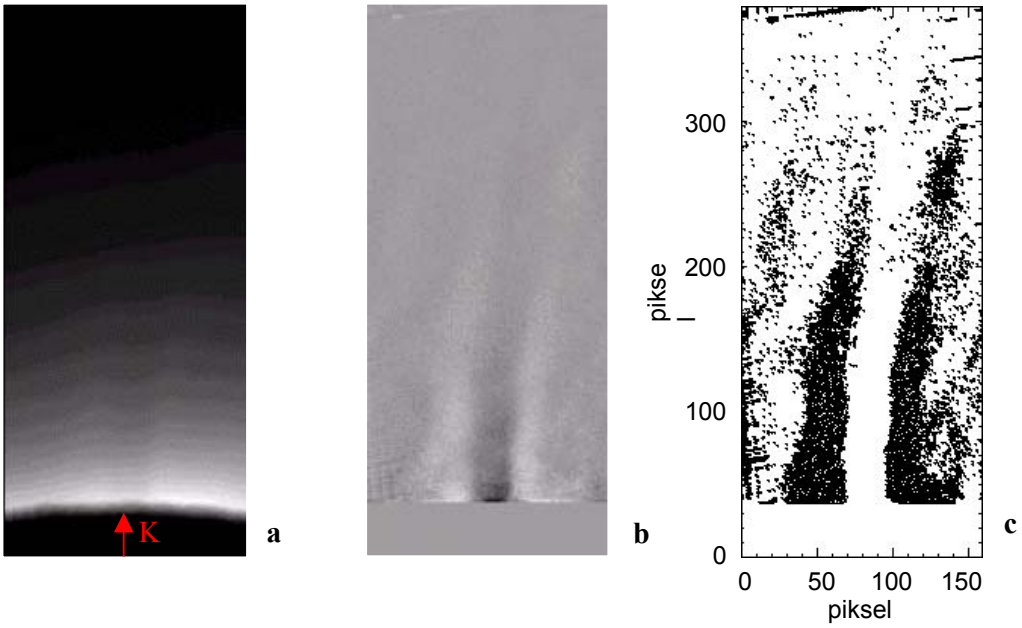
Şekil-3 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması sırasında alınmış CCD görüntülerinden oluşturulmuş iç koronaya ait görüntü.

3. VERİ İNDİRGEME

Öncelikle, CCD görüntülerinin kalibrasyonları için alınan düz alan ve kara akım görüntülerinden ortalama bir düz alan ve kara akım görüntüsü hesaplanmıştır. Sonra, tam tutulma safhasına ait görüntülerden önce ortalama kara akım görüntüsü çıkartılmış sonra da bu görüntüler ortalama kara akım görüntüsü çıkartılmış düz alan görüntüsüne bölünerek temizlenmiş görüntüler elde edilmiştir. Bu görüntüler incelelendiğinde kuzey kutup bölgesindeki iki ilginç yapının kutup tüycüğü adayı olabileceği düşünülerek, aşağıda adımları verildiği şekilde, ayrıntılı incelemesi yapılmıştır.

Kuzey kutup noktası civarında incelenecek bölgenin seçimi: Ayrıntılı inceleme amacıyla biri Güneş'in kutup noktasının doğu tarafında, diğeri de batı tarafında kalan iki yapıyı içeren bir CCD görüntüsü seçilmiş (2,8) ve bu görüntü içinde de kenar eğriliği ihmal edilebilecek şekilde 160x380 pikselllik bir bölge üzerinde çalışılmıştır.
Disk kenarından dışarı doğru yüzey aydınlatmasının indirgenmesi: Güneş diskinden gelen ışınımın iç koronayı aydınlatması sonucu görüntüde yukarı doğru azalan bir aydınlanma oluşur. Bunu kaldırmak için görüntüdeki her satıra yükseklikle azalan aydınlanmayı temsil eden 3. dereceden bir polinom fiti uygulanmış ve elde edilen bu fit verisi uygulandığı satırdan çıkartılmıştır.
Disk kenarından itibaren yoğunluk değişimleri: Gözönüne alınan yapılar boyunca disk kenarından itibaren seçilen 1.1, 1.2 and 1.3 $R_{\odot}$ yüksekliklerinde şiddet değişimlerine bakılmıştır.
Otokorelasyon fonksiyonunun hesaplanması: Yukarıda belirlenen yüksekliklerdeki şiddet değişimleri ve bu değişimlerin aralıklarına bakılmıştır..
Ortalama Güç Spektrumunun hesaplanması: İncelenen yapılara ait bazı boyutların ortaya konması için her satır boyunca uygulanan güç spektrumlarının ortalaması alınarak bir grafik oluşturulmuştur.

İncelenmek üzere seçilen bölge, indirgemeler için gerektiği üzere, Ay kenarı yatay eksene paralel olacak şekilde döndürülmüştür. Bu bölge ve disk aydınlanmasının ortadan kaldırılarak incelenecek yapıların daha da belirgin olduğu görüntü Şekil-4a ve b'de verilmiştir. Şekil-4b'deki düzeltilmiş görüntüye ait eşyoğunluk haritası da Şekil-4c'de verilmiştir. Aday yapıların doğrusal olarak koronada yaklaşık 250 000 km kadar dışarıya doğru uzandıkları ve açık manyetik alanların bir göstergesi olarak da dönme ekseni ile batı yönüne doğru belirgin bir açı yaptıkları söylenebilir. Burada yapıların uzanımlarının kullanılan poz süresi ile doğru orantılı olduğunu da unutmamak gerekir.



Şekil-4 (a) İncelenmek üzere seçilen ve kalibrasyonu yapılmış beyaz ışık CCD görüntüsü. K doğrultusu Güneş'in Kuzey kutbunu göstermektedir. (b) Bu bölgedeki disk aydınlatmasının çıkartıldığı ve aday yapıların daha belirgin olduğu görüntü. (c) Bölgenin eşyoğunluk haritası.

Düzeltilmiş görüntü üzerinde Güneş diski kenarından itibaren farklı yüksekliklerdeki (1.1, 1.2 and 1.3 $R_\odot$) şiddet değişim profilleri ve bunlara karşılık gelen otokorelasyon fonksiyonları Şekil-5'te verilmiştir. Otokorelasyon fonksiyonundan yararlanarak görülen yapıların genişlikleri ve aralarındaki mesafeler tespit edilmiş ve Tablo 1'de verilmiştir.

Tablo 1. İki aday yapının disk kenarından itibaren belirli yüksekliklerdeki genişlikleri ve aralarındaki mesafe.

Disk Kenarından Yükseklik ($R_\odot$)	Genişlik (")	Ara Mesafe (")
1.1	34.2	75.6
1.2	34.6	72.8
1.3	29.9	75.6

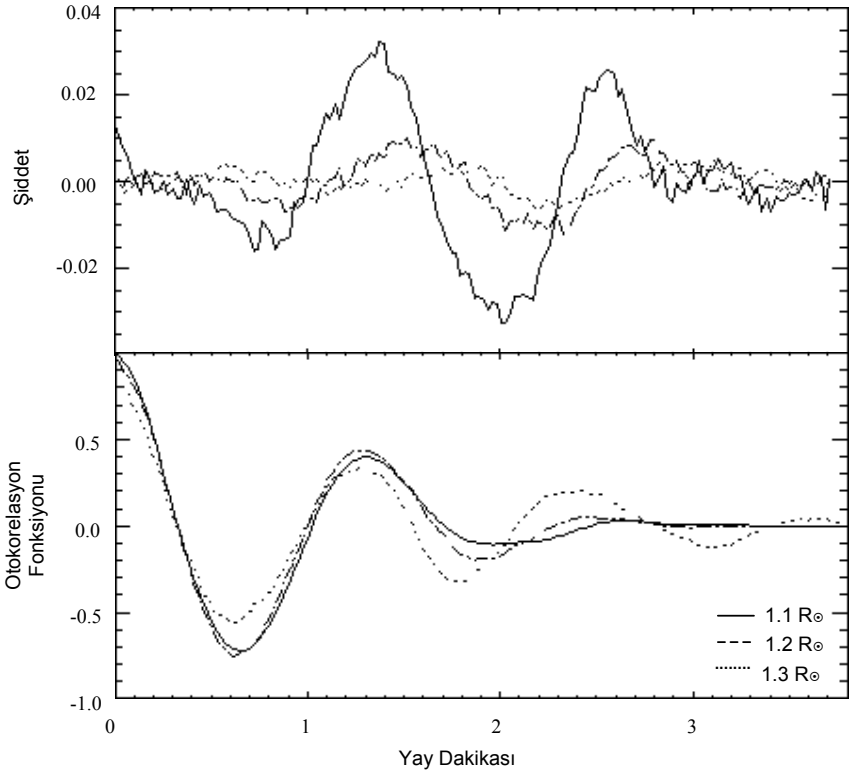
Şekil-4b'de verilen düzeltilmiş görüntüye ait iki-boyutlu veride her satırın güç spektrumu alınmış ve tüm bunların ortalaması alınarak Şekil-6'daki ortalama güç spektrumu oluşturulmuştur. Bu grafikten görüleceği üzere maksimum değerlere karşılık gelen dalgasayısı aralığı 0.01-0.02 (1/Mm) olmaktadır ((Mm: Mega Metre). Burada, dalgasayısından dalgaboyuna geçecek olursak;

Dalgasayısı =1/Dalgaboyu

1/0.01=100 Mm → 10^5 km

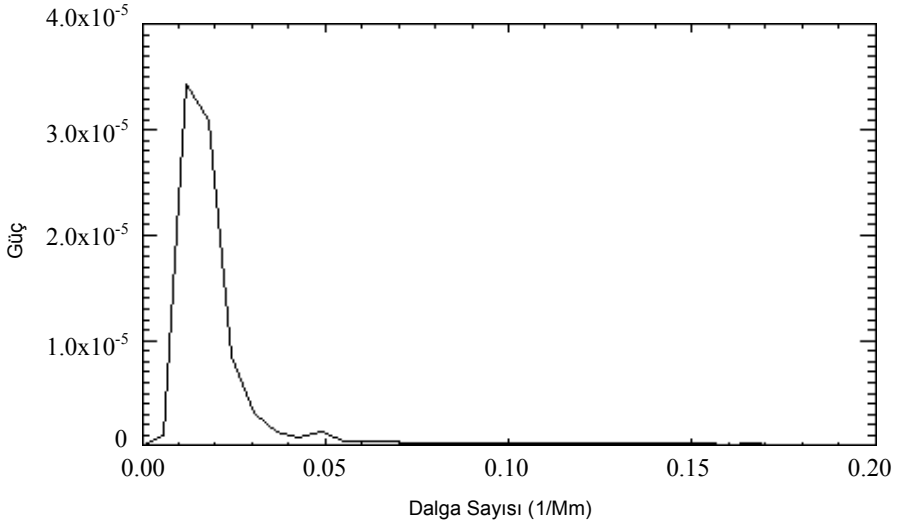
(16x60)" 700 000 km

x 10^5 km



Şekil-5 Disk kenarından itibaren üç farklı yükseklikte yatay doğrultu boyunca şiddet değişimleri (üstte) ve bu değişimlere ait otokorelasyon grafiği (altta)

x=137” olarak bulunur. Benzer şekilde 0.02 1/Mm için de 69” bulunur. Bunların yarılarından da, Şekil 4c’den görüleceği gibi, bu yapıların taban ve ortalama genişlikleri 68” ve 35” olarak belirlenmiş olur. Grafikte ikinci fakat çok zayıf bir tepe noktası da 0.05 (1/Mm) olarak 28” lik bir değer vermektedir.

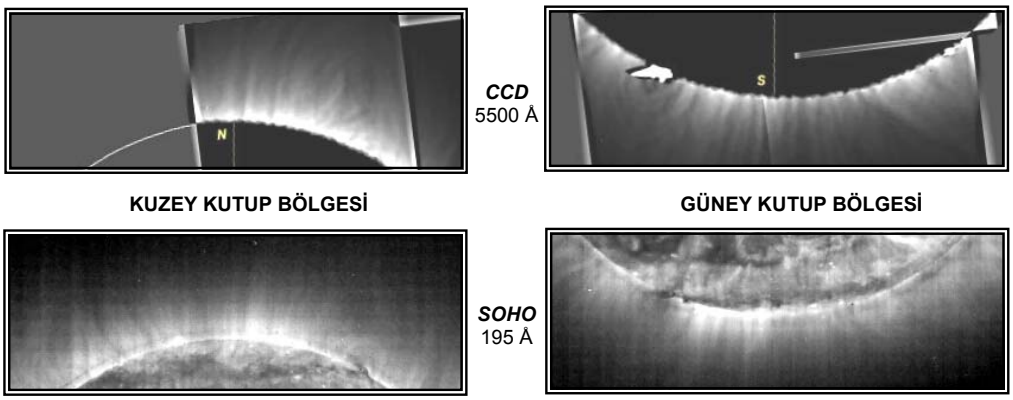


Şekil-6 İncelenen yapıların taban ve ortalama genişliklerinin bulunması için hesaplanan güç spektrumu.

5. SONUÇ

Bu çalışmada 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması sırasında Güneş’in Kuzey kutup noktası civarında gözlenen iki belirgin kutup tüycüğü adayının yerleri, boyutları ve şekilleri saptanmıştır. Benzer bu iki yapı 1.3 Güneş yarıçapına kadar uzanmakta ve madde yoğunluğunda diskten dışarı doğru %80’lere varan bir azalma olmaktadır. Tutulma günü için Güneş’e ait Kitt Peak 10830 Å

görüntüsü, Sacramento Peak FeXIV koronal haritası ve SOHO görüntülerinden, her iki kutup bölgesinde önemli bir koronal delik olmadığı görülmüştür. Tutulma sırasında SOHO uydusundan alınan Güneş görüntüleri ile tarafımızdan alınan görüntülerin bir karşılaştırılması yapılarak Şekil-7'de verilmiştir. Buradan, incelenen yapıların birer koronal tüycük olduğu ve bölgede daha başka aday yapıların da olduğu rahatça söylenebilir. Beyaz ışıkta yer temelli koronal tüycük gözlemlerinin son derece az olması, bu çalışmada tasarlanan gözlem sistemi ile elde edilen iç koronaya ait yüksek ayırma güçlü görüntüler ve elde edilen ilk sonuçlar daha ilerideki benzer çalışmalar için ümit vericidir.



Şekil-7 Her iki kutup bölgesi civarında beyaz ışıkta alınan CCD görüntüleriyle SOHO uydusundan alınan görüntülerin karşılaştırılması. İki farklı dalgaboyundaki yapıların benzerlikleri dikkat çekicidir.

TEŞEKKÜR

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi, İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonu (UP-15/16031999 ve UP-16/16031999 no'lu projeler), TÜBİTAK (Bulgar/554 no'lu proje) ve Bulgaristan Ulusal Bilim Fonu (815/98 no'lu proje) tarafından desteklenmiştir. Ayrıca gözlem sitesinin hazırlanmasındaki gayretlerinden dolayı Elazığ Fırat Üniversitesi'nin idari ve akademik personeline minnettarız. Tüm çalışma boyunca yardımlarından dolayı Ali Kılçık, Z. Funda Bostancı ve Burcu E. Özgür ile Gürcistan Tutulma ekibi elemanlarına da teşekkür ederiz.

KAYNAKLAR

- DeForest C. E., Hoeksema J. T., Gurman J. B., Thompson B. J., Plunkett S. P., Howard R., Harrison R. C., Hassler D. M., *Polar Plume Anatomy: Results of a Coordinated Observation*, Sol. Phy., **175**, No.2, 1997, 393-410.
- DeForest C. E., Gurman J. B., *Observation of Quasi-Periodic Compressive Waves in Solar Polar Plumes*, The Astrophysical Journal, **501**, 1998, L217-L220.
- Fleck B., *The First Results from SOHO*, Solar Physics, **175**, No.2, 1997.
- Hassler D. M., Dammasch I. E., Lemaire P., Brekke P., Curdt W., Mason H. E., Vial J.-C., Wilhelm K., *Solar Wind Outflow and the Chromospheric Magnetic Network*, Science, **283**, No. 5403, 1999, 749-892.
- Hassler D. M., *Spectroscopic Observations of Polar Plumes with SOHO/SUMER*, Last Total Solar Eclipse of the Millenium (Eds. W. Livingston and A. Özgüç), ASP Conference Series, **205**, 2000, 83.
- Li J., Kuhn J., Labonte B., Raymond J. C., Acton L. W., *Global Solar Corona Revealed by Time Series Observations*, The Astrophysical Journal, **538**, 2000, 415-423.
- Lites B. W., Card G., Elmore D. F., Holzer T., Lecinski A., Streander K. V., Tomczyk S., Gurman J. B. *Dynamics of Polar Plumes Observed at the 1998 February 26 Eclipse,* Sol. Phy., **190**, 2000, 185-206
- Newkirk G.,Harvey J., *Coronal Polar Plumes*, Sol. Phy., **3**, 1968, 321-343.
- Wang Y.-M., Sheeley N. R. Jr., Dere K. P., Duffin R. T., Howard R. A., Michels D. J., Moses J. D., Harvey J. W., Branston D. D., Delaboudiniere J.-P., Artzner G. E., Hochedez J. F., Defise J. M., Catura R. C., Lemen J. R., Gurman J. B., Neupert W. M., Newmark J., Thompson B., Maucherat A., Clette F., *Association of Extreme-Ultraviolet Imaging Telescope (EIT) Polar Plumes with Mixed-Polarity Magnetic Network*, Astrophysical Journal Letters, **484**, 1997, L75-L78.
- Wilhelm K., Marsch E., Dwivedi B. N., Hassler D. M., Lemaire P., Gabriel A. H., Huber M. C. E., *The Solar Corona above Polar Coronal Holes as seen by Sumer on SOHO*, The Astrophysical Journal, **500**, 1998, 1023-1038.

Yıldız Astrofiziği

W UMa Türü Aktif Çift Yıldız: CN Andromedae

A. Erdem, F. Soydugan, C. Çiçek, O. Demircan ve E. Budding

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü

Özet: CN And örten çift yıldızının TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 2001 gözlem sezonunda B, V ve R süzgeçlerinde elde edilen fotoelektrik ışık eğrileri, Rucinski, Lu & Mochnacki (2000)'nin yayınladıkları dikine hız eğrisi ile birlikte Wilson-Devinney (1992) yöntemi kullanılarak çözülmüştür. Gözlenen ışık eğrilerindeki asimetrilerin olası nedeni/nedenleri tartışılmıştır. Ayrıca, sistemin dönem sorunu incelenmiş ve dönemin azaldığı bulunmuştur.

1. Giriş

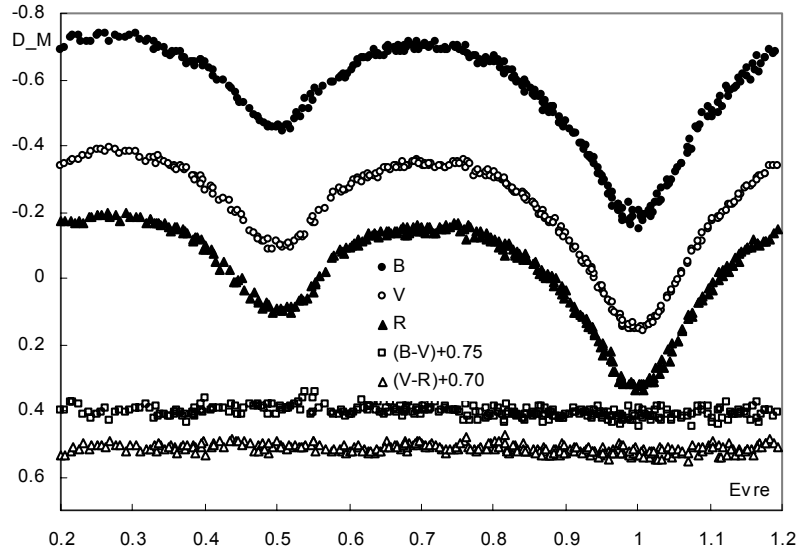
CN And (BD +39^{o} 0059, PPM 42831) sisteminin kısa dönemli örten bir çift sistem olduğu ilk kez Hoffmeister (1949) tarafından bulundu. Tsesevich (1956), fotoğrafik veriye dayanarak sistemi, 2^{9}.2599 döneme sahip Algol türü örten bir çift sistem olarak sınıflamıştır. Löchel (1960) ise sistemin 0^{9}.462798 dönemli bir W UMa türü sistem olduğunu ortaya koymuştur. Bozkurt ve ark. (1976), B ve V süzgeçlerinde sisteme ilişkin ışık eğrisini elde etmişler ve ışık eğrisinin asimetrik yapıda olduğunu belirtmişlerdir. CN And, dönem-renk diyagramında W UMa'ların bulunduğu bölgeye düşmesine rağmen, sistemi, 1982 yılında B ve V süzgeçlerinde gözleyen Kaluzny (1983), minimum derinliklerinin farklı olması nedeniyle ışık eğrisinin β Lyr türüne benzediğini belirtti. Yu-lan ve Qing-Yao (1985), 1981 yılında sisteme ilişkin iki flare olayı rapor etti. Bu tarihten sonra sisteme ilişkin ışık eğrisi ve ışık eğrisindeki asimetriler üzerine çalışmalar yayınlandı (Rafert ve ark., 1985; Keskin, 1989 ve Samec ve ark., 1998). CN And'ın radyal hız ölçümleri Rucinski ve ark. (2000) tarafından yapıldı ve aynı çalışmada sistemin A-türü değen bir sisteme benzediği önerildi. CN And'a ilişkin en son çalışma Van Hamme ve ark. (2001) tarafından yayınlandı. Bu çalışmada, sistemin UBV ışık eğrisi ve radyal hız eğrisi eş-zamanlı olarak çözüldü. Sonuçta, sistemin yarı-ayrık olduğu ve büyük kütleli bileşenin Roche lobunu doldurduğu küçük kütleli bileşenin ise Roche lobunu doldurmak üzere olduğu ortaya koyuldu ve bileşenlerin tayf türleri birinci bileşen için F5 ve ikinci bileşen için G0-G1 olarak önerildi.

CN And'ın ışık eğrisi ve ışık eğrisindeki bozulmalar üzerine yapılan çalışmalardan başka yörünge döneminin değiştiğine ilişkin çalışmalar da yayınlandı: Kaluzny (1983), sisteme ilişkin O-C diyagramında parabolik bir değişim olduğunu buldu. Evren ve ark. (1987) ise yeni ışık öğelerini hesaplayarak yörünge döneminde $dP/dt = -3.07 \times 10^{-11}$ mertebesinde bir azalma olduğunu ortaya koydular. Samec ve ark. (1998) da parabolik bir değişim olduğunu belirterek dönemdeki azalma miktarını, dP/dt, -4.24×10^{-11} olarak hesapladılar. Son olarak Van Hamme ve ark. (2001) sistemin yayınlanan tüm minimum zamanlarını kullanarak dönemdeki azalma miktarını $dP/dt = -0.01951$ s/yıl olarak buldular ve bunun sonucunda baş bileşenden yoldaş bileşene doğru 1.4×10^{-7} $M_{\odot}$/yıl oranında kütle aktarımı olması gerektiğini belirttiler.

2. Gözlemler

CN And örten çift sistemi 2001 Sonbahar gözlem sezonunda TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde B, V ve R süzgeçlerinde fotoelektrik olarak gözlenerek ışık eğrisi elde edildi (Şekil 1). Gözlemler sırasında mukayese yıldızı olarak HIP 1442 yıldızı kullanıldı.

Sistemin ışık eğrisine bakıldığında, özellikle 0.75 evre yakınından başlamak üzere etkin bir asimetri olduğu görülmektedir. Bu tür asimetrik değişimlerin nedeni olarak sistemin bileşenleri üzerinde var olabilecek manyetik etkinlik gösterilebilir. B-V ve V-R renk eğrilerinde ise anlamlı bir değişim görülmemektedir. Ayrıca sistem değmeye yakın bir geometriye sahip olduğundan, ışık eğrisinde yakınlık etkileri de kendini göstermektedir.



Şekil 1. CN And'ın B, V ve R süzgeçlerinde elde edilmiş ışık eğrileri, (B-V) ve (V-R) renk eğrileri.

3.Yörünge Dönemi Analizi

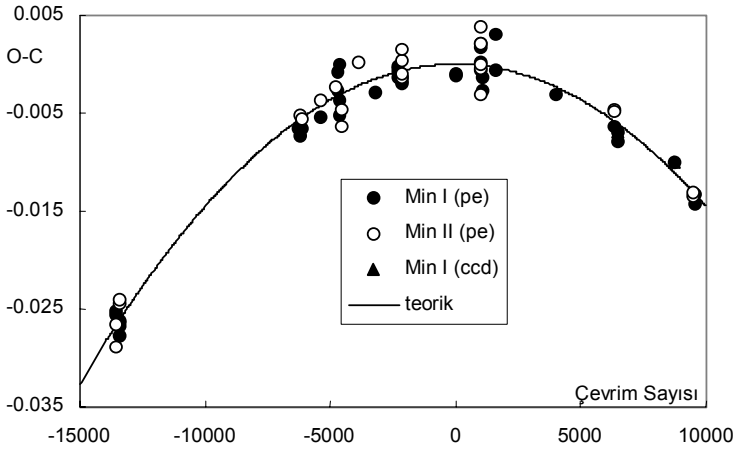
CN And'ın 2001 yılı gözlemleri sırasında iki Min I ve iki Min II zamanı elde edildi. Gözlenen minimum zamanları ile literatürde yayınlanan minimum zamanları birleştirilerek sistemin O-C diyagramı oluşturuldu. O-C diyagramında görsel ve fotoğrafik minimum zamanlarının büyük saçılma göstermesi nedeniyle analizde sadece 63 fotoelektrik ve 2 CCD verisi kullanıldı.

Sisteme ilişkin O-C artıklarını hesaplamak için aşağıdaki ışık-zaman öğeleri kullanıldı:

$$\text{Min I HJD} = 24\ 47777.3424 + 0^{g}.46279319 \times E \qquad (1)$$

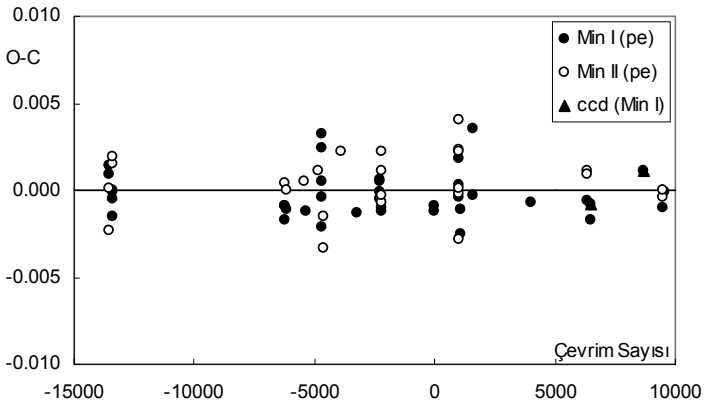
CN And'ın O-C verileri parabolik değişim göstermektedir. Bu durumda sistemin dönem değişimini açıklamak için büyük kütleli yıldızdan küçük kütleli yıldıza doğru kütle aktarımı önerilebilir. Bu yaklaşım altında sistemin O-C verilerine parabolik fit uygulandı. Uygulanan parabolik fit sonucunda sistemin O-C verileri aşağıda Denklem (2) ile verilen öğeler kullanılarak temsil edildi.

$$\text{Min I HJD} = 24\ 47777.3436\ (\pm 0.0002) + 0.46279186(\pm 4\times10^{-8}) \times E - 1.45\times10^{-10}(\pm 3.7\times10^{-12}) \times E^{2} \qquad (2)$$



Şekil 2. CN And'ın Denklem (2)'deki ışık öğeleri kullanılarak hesaplanan O-C artıkları ve analiz sonucunda bulunan parametrelere göre oluşturulan kuramsal eğri.

O-C artıkları, bu veriyi temsil eden en iyi kuramsal eğri Şekil 2'de ve bu eğriden olan farklar da Şekil 3 'de görülmektedir.



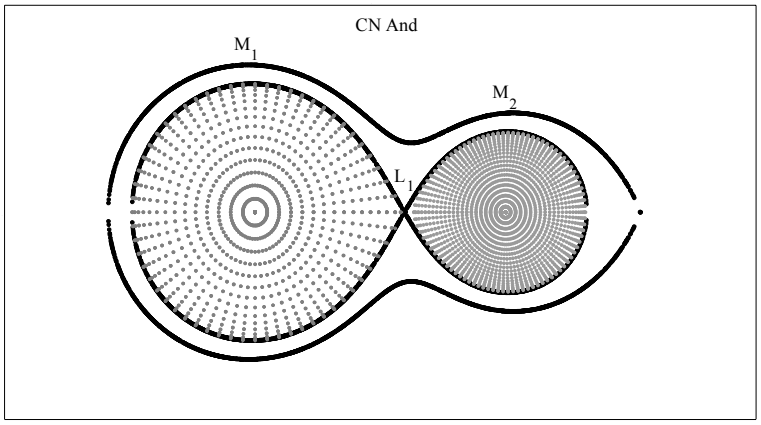
Şekil 3. O-C verisini temsil eden kuramsal eğriden olan farklar.

O-C verisini temsil etmek için kullanılan parabolik terimin katsayısını kullanarak dönem değişim miktarı, dP/dt, -1.977 s/yüzyıl olarak hesaplandı. Buna bağlı olarak, Roche lobunu dolduran büyük kütleli yıldızdan küçük kütleli yıldıza akan madde miktarı, dM/dt, 1.57×10^{-7} $M_{\odot}$/yıl olarak bulundu.

4. Işık Eğrisi Analizi

CN And'ın bu çalışmada elde edilen ışık eğrilerini çözmek için Wilson-Devinney yönteminin Wilson (1992) tarafından geliştirilen 1992 versiyonu kullanıldı. Analiz sırasında B,V ve R süzgeçlerinde elde edilen tüm gözlem noktaları ve Rucinski ve ark. (2000) tarafından elde edilen radyal hız değerleri kullanıldı. Baş bileşenin sıcaklığı için literatürde F5 V tayf türüne karşılık gelen 6500 K değeri kullanıldı. Bolometrik logaritmik kenar kararma katsayıları ve tek renk logaritmik kenar kararma katsayıları, Van Hamme (1993)'in çalışmasından alındı. Çekim kararma üsleri Lucy (1967)'den $g_1=g_2=0.5$ (konvektif atmosferler için) olarak kullanıldı. Bolometrik albedolar, $A_1=A_2=0.5$ (konvektif atmosferler için) alındı. Ayrıca dönme parametresi senkronize dönme varsayımıyla F=1 alındı ve bu parametrelerin tümü analiz sırasında sabit alındı. Sisteme ilişkin kütle oranının başlangıç değeri olarak tayfsal olarak bulunan değer olan 0.389 (Rucinski ve ark., 2000) alınarak potansiyel değerleri de bu değere bağlı olarak seçildi.

Sisteme ilişkin başlangıç parametreleri bu şekilde seçildikten sonra, ışık eğrisine özellikle 0.75 evreden başlamak üzere oldukça etkin bir asimetrinin olduğu gözlendi. Bu durumda, asimetrinin bileşenlerde var olabilecek manyetik etkinlik ve buna bağlı olarak leke etkisi nedeniyle oluşabileceği düşünülerek baş bileşen üzerine soğuk leke yerleştirilmesi düşünüldü. Bu yaklaşım altında, sistemin B, V ve R banlarındaki ışık eğrileri ve radyal hız eğrisi, WD 1992 versiyonu ile başlangıçta ayrık sistemler için kullanılan MODE 2 seçilerek analiz edilmeye çalışıldı.



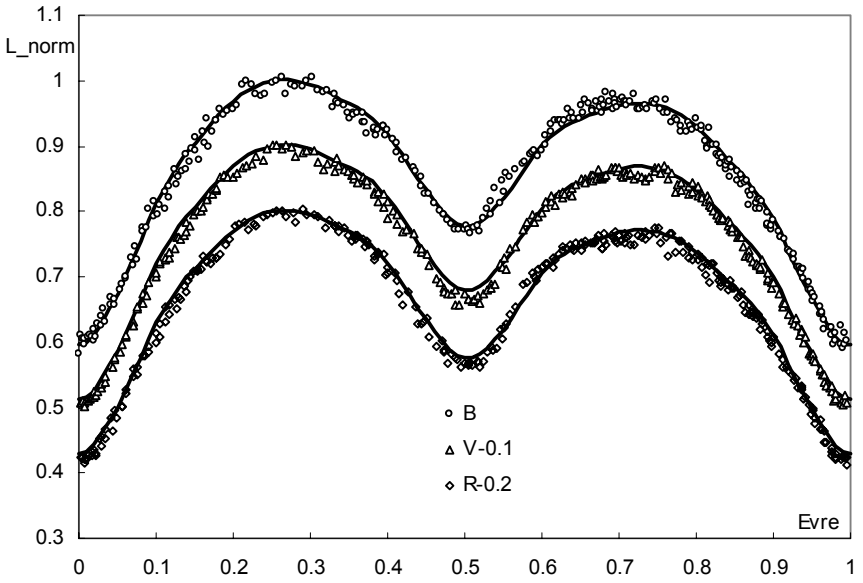
Şekil 4. CN And'ın Roche geometrisi.

Fakat potansiyel değerleri analiz sırasında sisteminin yarı-ayrık olabileceğini gösterir biçimde değişim gösterdiğinden çözüm yarı-ayrık konfigürasyona karşılık gelen MODE 4 ile sonuçlandırıldı. Çözüm sonunda bulunan sisteme ve lekeye ilişkin parametreler Çizelge 1'de listelenmiştir. Sistemin Roche geometrisi Şekil 4'te, kuramsal eğrinin gözlem noktaları ile karşılaştırılması ise Şekil 5'de verilmektedir. CN And'ın soğuk leke ile birlikte 0, 0.25, 0.50 ve 0.75 evrelerdeki konfigürasyonu ise Şekil 6'da görülmektedir.

Çizelge 1. Baş bileşen üzerinde olduğu düşünülen soğuk leke parametreleri ve ışık eğrisi analiz sonuçları

Enlem	**Boylam**	**Yarıçap**	**Sıcaklık faktörü**
$22^o.3$	$16^o.9$	$32^o.9$	0.65

Parametre	**B&V&R&2RV7**	**Parametre**	**B&V&R&2RV**
a ($R_\odot$)	3.209 ± 0.028	x_1,y_1 (B)	0.805, 0.236
e	0	x_1,y_1 (V)	0.710, 0.227
ω (^{o})	90	x_1,y_1 (R)	0.617, 0.283
V_γ (km/s)	-0.095 ± 0.004	x_2, y_2 (B)	0.830, 0.111
Evre kayması	0.0020 ± 0.0002	x_2, y_2 (V)	0.749, 0.248
$F_1=F_2$	1	x_2, y_2 (R)	0.661, 0.259
i (^{o})	69.387 ± 0.099	x_{bol-1}, y_{bol-1}	0.639, 0.240
T_1	6500	x_{bol-2} , y_{bol-2}	0.644, 0.217
T_2	5899 ± 8	$A_1=A_2$	0.5
Ω_1	2.6493	$g_1=g_2$	0.32
Ω_2	2.6666 ± 0.0056	r_1 (pole)	0.4354
q	0.387 ± 0.002	r_1 (point)	0.5962
$L_1/(L_1+L_2)$ – B	0.7989 ± 0.0019	r_1 (side)	0.4649
$L_1/(L_1+L_2)$ – V	0.7883 ± 0.0018	r_1 (back)	0.4915
$L_1/(L_1+L_2)$ – R	0.7737 ± 0.0018	r_2 (pole)	0.2773
$L_2/(L_1+L_2)$ – B	0.2011	r_2 (point)	0.3685
$L_2/(L_1+L_2)$ – V	0.2117	r_2 (side)	0.2887
$L_2/(L_1+L_2)$ – R	0.2263	r_2 (back)	0.3196

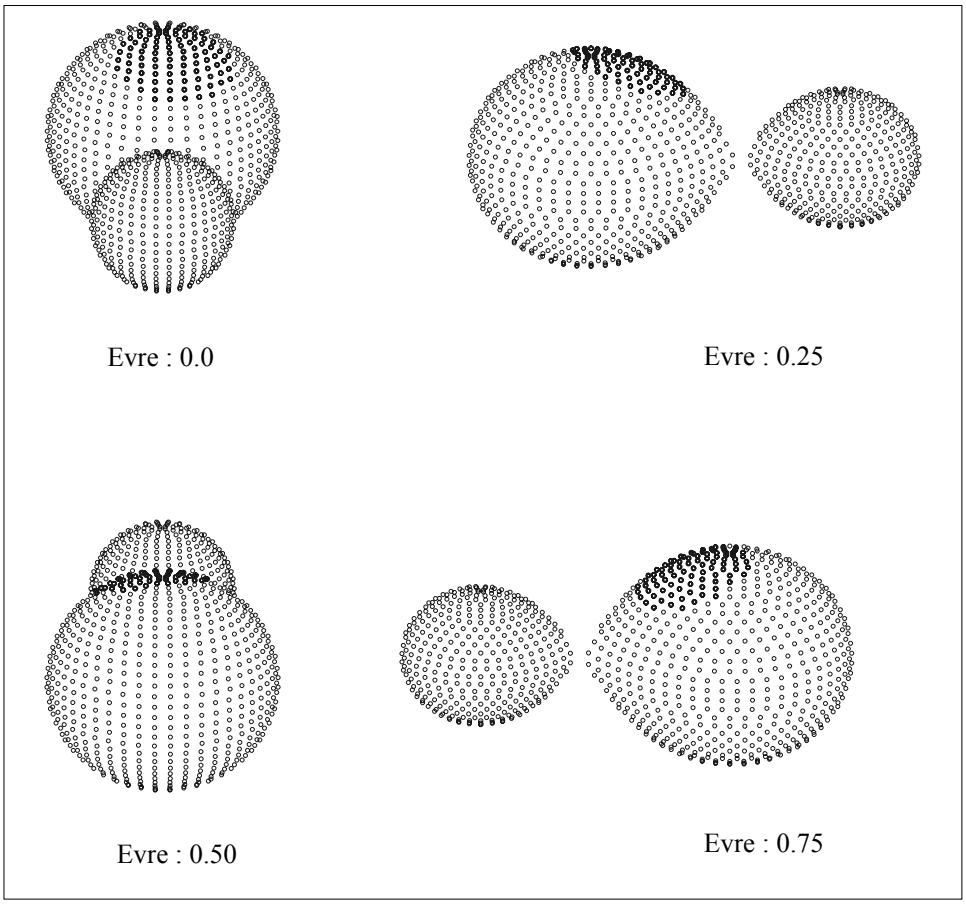


Şekil 5. CN And'ın B, V ve R süzgeçlerindeki gözlem noktaları ve analiz sonucunda bulunan parametrelere göre oluşturulan kuramsal eğriler.

6.**Sonuçlar**

CN And, ışık eğrisi analizi sonucunda, büyük kütleli bileşenin Roche lobunu doldurmuş, küçük kütleli bileşenin ise doldurmak üzere olduğu (%99 kadarını doldurmuş) yarı-ayrık bir sistem olarak görünmektedir. Yörünge dönemi analizi sonucunda bulunan, dP/dt'nin negatif olarak çıkması bu sonucu doğrulamakta olup büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene doğru yılda 1.57×10^{-7} $M_{\odot}$ madde aktarması gerektiği bulunmuştur.

Sistemin ışık eğrisinde özellikle 0.75 evreden başlayan asimetri, sistemin baş bileşeni üzerinde var olabilecek manyetik aktivite ve bunun sonucu olarak da soğuk leke etkisi ile yorumlanmış olup lekenin ışık eğrisinin büyük bölümünde etkili olduğu görülmüştür. Sistemin ışık eğrisi analizi sonucu bulunan sisteme ve lekeye ilişkin parametreler Van Hamme ve ark. (2001)'ın çalışması ile uyumlu olup sistemin kütle ve yarıçap değerleri sırasıyla M_1=1.49 $M_{\odot}$, M_2=0.58 $M_{\odot}$, R_1=1.49 $R_{\odot}$, R_2=0.95 $R_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Van Hamme ve ark. (2001)'nın çalışmasında sıcak lekenin de varlığı önerilmiş fakat yapılan analiz sonucunda sistemin ışık eğrisinde sıcak leke etkisi görülmemiştir.



Şekil 6. CN And'ın soğuk leke ile birlikte 0, 0.25, 0.50 ve 0.75 evrelerdeki görünümü.

Teşekkür. Bu çalışma TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından gözlem projesi olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Bozkurt, S., Gülmen, Ö., İbanoğlu, C. & Güdür, N. 1976, IBVS, 1087
Evren, S. et al. 1987, IBVS, 3109
Hoffmeister, C. 1949, AN, 12, 1
Kaluzny, J. 1983, AcA, 33, 345
Keskin, V. 1989, Ap&SS, 153, 191
Löchel, K. 1960, Mitt. Veranderl. Sterne, 457, 458
Lucy, L.B. 1967, Z. Astrophys. 65, 89
Rafert, J.B. et al. 1985, PASP, 97, 310
Rucinski, S.M., Lu, W. and Mochnacki, S.W. 2000, AJ, 120, 1133
Samec, R.G. et al. 1989, IBVS, 4753
Tsesevich, V.P. 1956, Astron. Circ., 170, 14
Van Hamme, W. et al. 2001, AJ, 122, 3436
Van Hamme, W., 1993, AJ, 106, 2096
Wilson, R.E. 1992, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model, Revision of 1992: May, University of Florida
Yu-Lan, Y. and Qing-Yao, L. 1985, IBVS, 2705

101 Her Yıldızının Tayfsal Analizi

Teker, A.[1]; Koçer, D.[1]; Adelman, S.J.[2]; Çalışkan, H[1]; Tektunalı, H.G.[1]; Çay, M.T.[1]; Çay, İ.H.[1]

1: İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
2: The Citadel Fizik Bölümü Charleston ABD.

Özet

A7 V spektrel tipinden bir yıldız olan 101 Her yıldızının 17 tane tayfı; Dominion Astrofizik Gözlemevi'nde 2.4 Å mm^{-1} ayırma gücünde ve 122 cm'lik teleskobu ile elde edilmiştir. Söz konusu tayflar, 3830 – 4740 Å dalgaboyu aralığını içermektedir. Tayflar REDUCE isimli yazılım ile indirgenmiş, eşdeğer genişlikler hesaplanmış ve çizgi tanısı yapılmıştır.

101 Her yıldızının rotasyon hızı; λ4481 yakınındaki orta şiddetli tek çizgilerden 41 kms^{-1} olarak hesaplanmıştır. Bu yıldızın atmosfer parametreleri olan etkin sıcaklık, yüzey gravitesi ve mikrotürbülans; fotometrik ve tayfsal veriler kullanılarak elde edilmiştir. Buna göre T_{et} = 8091 K , log g = 3,44 ve ξ = 4,5 km s^{-1} olarak hesaplanmıştır.

Son olarak atmosferin bolluk analizi için, Kurucz'un (1993) ATLAS9 programı kullanılarak model elde edilmiş; WIDTH9 programı ile de metal bollukları hesaplanmıştır.

1. Giriş ve Genel Bilgiler

Bu çalışmamızda A7 V türünden bir yıldız olan 101 Her'in (HD 166230; HR 6794) atmosfer bolluk analizi yapılmıştır. 101 Her üzerinde çok çalışılmış bir yıldız değildir. Jerzykiewicz (1993) büyük bir olasılıkla değişmeyen bir yıldız olduğunu öne sürmüştür. Diğer yandan Adelman (2001) Hipparcos fotometrisine göre en az değişen yıldızlardan biri olarak belirlemiştir. Daha önceki sınıflamalarda 101 Her, dev bir yıldız olarak tanımlanmıştır (Cowley ve ark. 1969).

2. Amaç

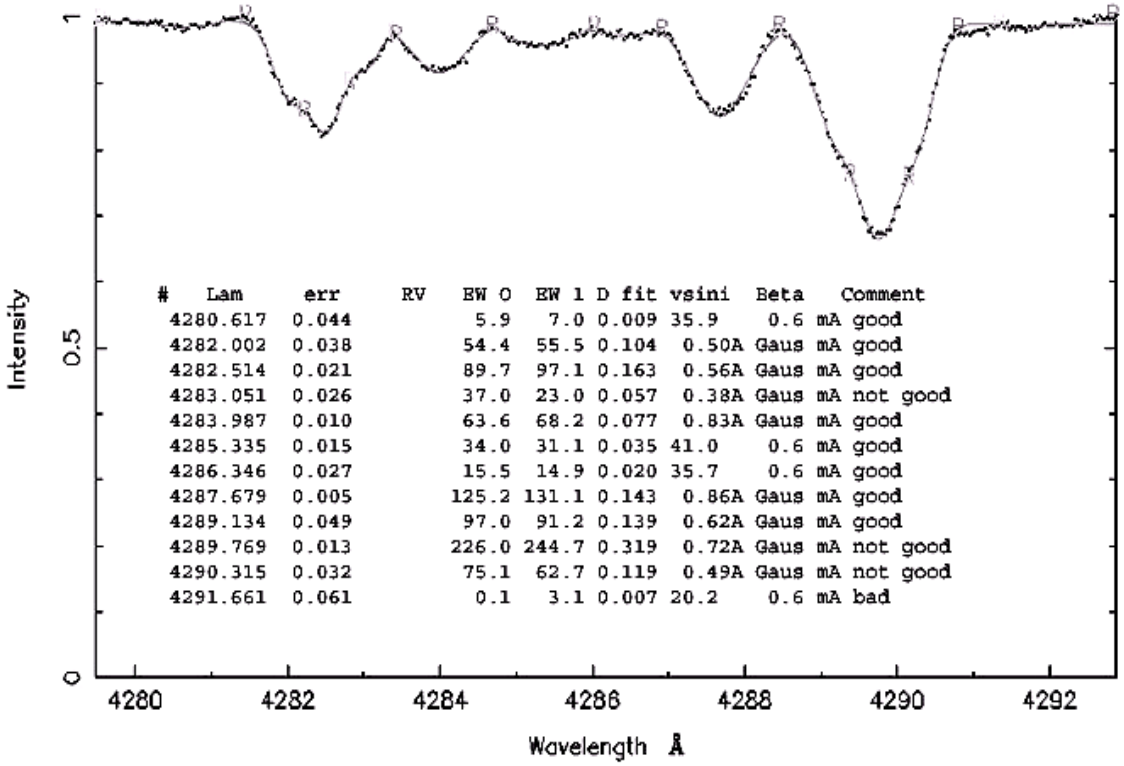
Bu çalışma daha önce analizlerine başlanılan, keskin çizgili geç A ve F, normal ve A_m yıldızlarının analizlerinin bir devamıdır. Normal yıldızlar üzerindeki çalışmalar, element bolluklarında bir standart belirlemeye yardımcı olmaktadır. Böylece sıcak yıldızlar ve güneş arasındaki bağıntı incelenebilir. Ayrıca bir çizgi atlası çalışmasına gidilmektedir.

3. Materyal ve Metod

Gözlemler, Prof. Dr. Saul J. Adelman tarafından Dominion Astrofizik Gözlemevi'nde 122 cm'lik teleskop ile yapılmıştır. 2.4 Å/mm ayırma gücünde 17 adet Retikon ve CCD spektrogramı elde edilmiştir ve herbirinin kapsadığı dalgaboyu aralığı Retikon için 67 Å ve CCD için 63 Å'dur. Bu alıcıların sinyal gürültü oranı 200 dür. Spektrel aralık 3830 Å ile 4740 Å arasında olup, spektrogramların merkezi dalgaboyları arasında 55 Å fark vardır. Hγ bölgesini içeren 20 Å/mm'lik spektrum da elde edilmiştir. Spektrumlar, interaktif bilgisayar grafik programı REDUCE (Hill, Fisher ve Poeckert,1982) ile indirgenmiş ve ölçülmüştür.

101 Her'in spektrumlarındaki çizgilerden eşdeğer genişliği 100 mÅ'dan küçük olanlar kuramsal rotasyonal profil ile; 140 m Å'dan büyük olanlar kuramsal Gauss profiliyle ve ortalama eşdeğer genişliğe sahip olanlar en iyi uyan profil ile çakıştırılmıştır. λ4481 ' in yakınındaki temiz, tek ve orta şiddetli çizgilerden dönme hızı varsayımı yapılmıştır. Bu değer 101 Her için 41 kms^{-1} olarak alınmıştır. Çizgiler genel olarak Moore (1945)'un " A Multiplet Table of Astrophysical Interest " kataloğundan ve Reader ve Corliss (1981)'in " Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions, Part I " çizelgesinden tanımlanmıştır. Bunların yanında Ti II için Huldt ve ark. (1982),Mn I için Catalan ve ark. (1964), Mn II için Iglesias ve Valesco (1964), FeI için Nave ve ark. (1994) ve Fe II için Johansson (1978)'un çizelgeleri kullanılmıştır.

Şekil-1 : 101 Her yıldızının 4280 Å - 4292 Å arasındaki spektrum bölgesinin REDUCE programı ile profil geçirilmesi ve eşdeğer genişlik ölçümü.



101 Her'in spekturumunda O I, Mg I, Mg II, Al I, Si II, Ca I, Sc II, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Co I, Ni I, Ni II, Zn I, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II, Nd II, Sm II, Eu II ve Gd II metal çizgileri element bolluğu analizinde kullanılmak üzere bulunmuştur. Si I ve Ti I gibi blend halde bulunan, diğer türlere ait çizgilerin yanısıra Ca II çizgileri de mevcuttur.

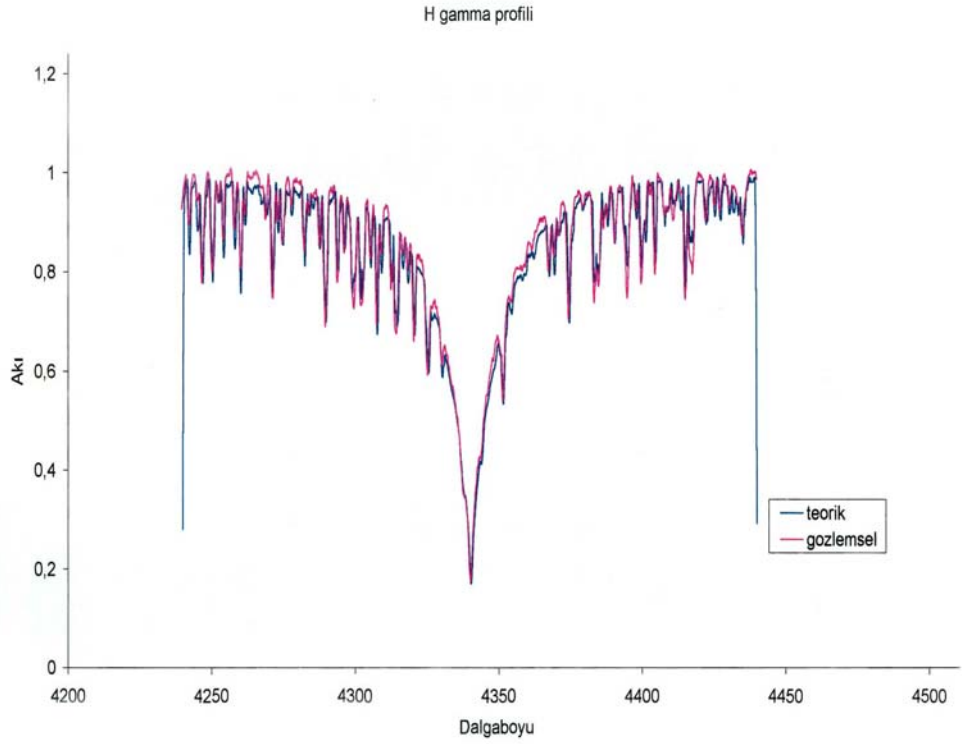
Yıldızın radyal hızı; Yer'in yörünge hızı için düzeltme yapıldıktan sonra, yıldız ve laboratuvar dalgaboylarının karşılaştırılması sonucu bulunmuştur. 101 Her için 16 spektrogramdan -16.1 ± 2.5 kms^{-1} 'lik ortalama bir değer bulunmuştur. Bu değer Abt ve Biggs (1972) tarafından verilen –12.2 kms^{-1} ile –19.8 kms^{-1} arasındaki değerler ile kıyaslanabilir. Bu yüzden 101 Her olası bir çift olarak ileride çalışılmaya adaydır.

4. Bulgular

Çizelge-1 : Etkin sıcaklık ve yüzey çekimi tespitleri.

Yıldız	T_{et} (K)	Log g	Metod
101 Her	8091	3.44	Napiwotzki ve ark. (1993) ile uvbyβ fotometrisi
	8088	3.51	Adelman ve ark. (2001)'in bulduğu farklarla düzeltilen fotometrik değerler, Karışma Yüksekliği Teorisi
	8061	3.69	Adelman ve ark. (2001)'in bulduğu farklarla düzeltilen fotometrik değerler, CM Teorisi

Çizelge-1 etkin sıcaklık ve yüzey çekimi tahminlerimizi göstermektedir. Burada üç farklı yöntem kullanımıştır. Smalley ve Kupka'nın öne sürdüğü üzere Canuto ve Mazzitelli'nin türbülanslı konveksiyon teorisi, karışım yüksekliği teorisinden daha gerçekçi olduğu için son değerler kabul edilmiştir.



Şekil-2 : Hγ bölgesinin teorik ve gözlemsel değerlerinin çakıştırılması.

101 Her'in spektrofotometrik değerleri iyi olmadığından Hipparcos'dan alınan fotometrik değerler; Adelman ve ark. (2001)'ın bulduğu ortalama farklar kullanılarak düzeltilmiştir. Yüzey çekimi bir asalkol yıldızından beklenenden biraz küçüktür. Hγ bölgesinin sentetik spektrumunu hesaplamak için SYNTHE (Kurucz ve Avrett, 1981) programı kullanıldığında, gözlenen ve teorik Hγ profillerinin iyi uyuştuğu görülmüştür. Bu ise etkin sıcaklığın iyi belirlendiğini doğrulamaktadır.

Metal bollukları, Kurucz ve Bell (1995)'in metal çizgisi sönümleme katsayıları kullanılarak WIDTH9 (Kurucz 1993) programı yardımıyla belirlenmiştir. Olası bir mikrotürbülans aralığı için Fe I ve Fe II çizgilerinden bolluklar çıkarılmıştır. Çizelge-2'deki ξ_1 eşdeğer genişlikten bağımsız bolluk değerini veren ve ξ_2 ise ortalamadan en az saçılmaya sahip bolluğu veren mikrotürbülans hızıdır.

Çizelge-2 : Fe I ve Fe II çizgilerinden mikrotürbülans hesaplamaları.

Yıldız	Tür	Çizgi Sayısı	ξ_1 (km s^{-1})	log N/N$_T$	ξ_2 (km s^{-1})	log N/N$_T$	gf değerleri
101 Her	Fe I	136	4.5	-4.61 ± 0.27	4.5	-4.61 ± 0.27	MF+KX
		118	4.5	-4.62 ± 0.26	4.6	-4.63 ± 0.26	MF
	Fe II	32	4.6	-4.55 ± 0.28	4.5	-4.54 ± 0.28	MF+KX
		kabul edilen	4.5				

101 Her için Fe I ve Fe II çizgilerinin en iyi uyumunda bulunan mikrotürbülans hızı 4.5 kms^{-1} 'dir. Bu mikrotürbülans için her iki türden çıkarılan demir bolluğu değerleri, kabul edilebilir bir miktar olan 0.06 dex'lik bir fark göstermektedirler. Helyum bolluğunun güneşinki kadar olduğu varsayılmıştır. Bu yüzden log N/N$_T$ değerlerini log N/H değerlerine çevirmek için –0.04 dex ilave edilmiştir.

Çizelge-3'de 101 Her'e ait çizgi sayısı ve bolluk değerleri Güneş'in (Grevesse, Noels ve Sauval, 1996) değerleri ile kıyaslanmaktadır. Aynı zamanda metalce zayıf bir yıldız olan 99 Her'in çizgi sayısı ve bollukları da verilmiştir. Tüm Al bollukları güneşinkinden azdır. 101 Her'in nadir toprak elementi bollukları diğer yıldızlardan daha büyüktür. Ancak sadece birkaç çizgiye dayanan bolluklar dikkatli ele alınmalıdır.

Çizelge-3 : Bollukların Güneş değerleriyle kıyaslanması.

Tür	99 Her log N/H	101 Her log N/H	Çizgi	Güneş
C I	-3.51	---	0	-3.45
O I	---	-3.65	1	-3.13
Na I	-5.95	---	0	-5.67
Mg I	-5.01	-4.90±0.32	3	-4.42
Mg II	-4.25	-4.36±0.16	4	-4.42
Al I	-6.65	-6.42±0.42	2	-5.53
Si II	-4.81	-4.29±0.34	4	-4.45
Ca I	-6.07	-5.65±0.22	13	-5.64
Sc II	-8.92	-8.68±0.10	2	-8.83
Ti I	-7.39	---	0	-6.98
Ti II	-7.22	-7.03±0.29	37	-6.98
V I	-8.24	---	21	-8.00
V II	-8.01	-7.71±0.30	6	-8.00
Cr I	-6.61	-6.31±0.25	9	-6.33
Cr II	-6.51	-6.27±0.28	17	-6.33
Mn I	-7.04	-6.47±0.27	9	-6.61
Mn II	-6.61	-6.42	1	-6.61
Fe I	-4.94	-4.57±0.26	41	-4.50
Fe II	-4.76	-4.50±0.28	32	-4.50
Co I	-7.31	-7.22±018	2	-7.08
Ni I	-6.22	-5.70±0.17	8	-5.75
Ni II	-5.78	-5.46±0.03	2	-5.75
Zn I	-7.84	-7.62±0.04	2	-7.40
Sr I	-8.94	---	0	-9.03
Sr II	-9.61	-8.96±0.35	2	-9.03
Y II	-10.02	-10.22	1	-9.76
Zr II	-9.53	-9.04±0.28	11	-9.40
Ba II	-10.22	-9.91	1	-9.87
La II	-10.42	-10.43±0.31	3	-10.83
Ce II	-10.37	---	0	-10.42
Pr II	-11.51	---	0	-11.29
Nd II	-10.61	-9.28±0.43	2	-10.50
Sm II	-10.58	-9.84	1	-10.99
Eu II	-11.87	-10.31	1	-10.49
Gd II	-10.22	-9.98	1	-10.88
T_{et} (K)	6100	8061		

101 Her'in sadece birkaç çizgiye dayanan Nd, Sm ve Gd bollukları, bazı nadir toprak elementlerinin aşırı bolluk verdiğini ve ilave doğrulama gerektirdiğini gösterir. Diğer 19 element için 101 Her'in Güneş'e kıyasla ortalama bolluk azlığı –0.03 ± 0.32 dex'tir. Bu değer ise Güneş civarıdır. En önemli istisna –0.89 dex az bolluk gösteren Al'dur. Mg I 'in çizgileri çizgi örtülmesi çok olan bölgelerde olduğundan Mg I yerine Mg II değeri kullanılmıştır. Sadece birkaç çizgiye dayanan O, Y ve Eu değerlerinin doğrulanması gerekmektedir. Cr I ve Cr II çizgileri benzer sonuçlar verirken, Ni I ve Ni II çizgilerinin değerleri pek iyi değildir. Ortalama dönmesi ve çizgi örtülme derecesine bğlı olarak 101 Her analiz etmek için zor bir yıldızdır.

5. Tartışma ve Sonuç

101 Her'in element bolluğu güneşinki ile benzerlik göstermektedir. Sadece Nd, Sm ve Gd gibi nadir toprak elementleri fazla bolluk gösterir. Al ise –0.89 dex'lik az bolluk vermektedir.

Ek çalışmalarla bulunacak pek çok bolluk değerleri sayesinde bolluk anormallikleri arasında bir bağıntı olup olmadığı incelenmeye devam edilecektir.

Çalışmamız Uluslararası hakemli bir dergi olan Astronomy and Astrophysics' de yayına kabul edilmiştir.

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir.

Proje No. ÖR-145/06112000

Kaynaklar

Abt H. A., Biggs E. S., 1972, Bibliography of Stellar Radial Velocities, Kitt Peak National Observatory
Abt H. A., & Morrell N. I.,1995, ApJS 99, 135
Adelman S. J., 2001, A&A 367, 297
Canuto V. M., & Mazzitelli I., 1991, ApJ, 370, 295
Canuto V. M., & Mazzitelli I., 1992, ApJ, 389, 724
Castelli F., Gratton R. G., & Kurucz R. L., 1997, A&A, 318, 841
Catalan M. A., Meggers W. F., & Garcia-Riquelme O. 1964, J. Res NBS, 68A, 9
Cowley A., Cowley C., Jaschek M., & Jaschek C. 1969, AJ, 74, 375
Dworetsky M. M., 1971, PhD thesis, Univ. Of California at Los Angeles
Fuhr J. R., Martin G. A., & Wiese W. L., 1988, J. Phys. Chem. Ref. Data 17, Suppl. 4
Gulliver A. F., Hill G., Adelman S. J., 1996, in 5th Vienna Symposium on Stellar Atmospheres and Spectrum Synthesis, eds. S. J. Adelman, F. Kupka, & W. W. Weiss (San Francisco, Astron. Soc. Pacific), ASP Conference Series, 108, p. 232
Grevesse N., Noels A., & Sauval A. J., 1996, in Cosmic Abundances, eds. S. Holt & G. Sonneborn (San Francisco, Astron. Soc. Pacific), ASP Conference Series, 99, p. 117
Hauck B., & Mermilliod M., 1980, A&AS 40, 1
Hauck B., & Mermilliod M., 1998, A&AS 129, 431
Iglesias L., & Velasco R., 1964, Publs. Inst. Optica, No. 23
Jerzykiewicz M., 1993, A&AS, 97, 421
Johansson S., 1978, Phys. Scripta, 18, 217
Hill G., Fisher, W. A., Poeckert R., 1982, Publ. Dom. Astrophys. Obs. Victoria, 16, 27
Huldt S., Johansson S., Litzen U., Wyart J.-F., 1982, Phys. Scripta, 25, 401
Kurucz R. L., 1993, Atlas9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid, Kurucz CD-Rom No. 13, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA
Kurucz R. L., & Avrett E. H., 1981 SAO Special Report No. 391
Kurucz R.l., & Bell B. 1995, Atomic Data for Opacity Calculations, Kurucz CD-Rom No. 23, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA
Lemke M., 1989, A&A 225, 125
Moore C. E., 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Princeton University Observatory
Napiwotzki R., Schönberner D., & Wenske V., 1993, A&A 268, 653
Nave G., Johansson S., Learner R. C. M., Thorne A. P., Brault J. W., 1994, ApJS, 94, 221
Reader J., Corliss C. H., 1980, NSRDS-NBS 68, Part 1, US Government Printing Office, Washington
Smalley B., & Kupka F., 1997, A&A 328, 349

Kahverengi Cüceler ve H-R Diyagramı

Berahitdin ALBAYRAK[1], Cemal AYDIN[1] ve Dursun KOÇER[2]

[1]A.Ü. F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Tandoğan ANKARA
[2]İ.Ü. F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite İSTANBUL

I. Giriş

Kahverengi cüceler için en iyi tanımlama, doğmadan ölmüş veya kusurlu doğmuş yıldızlardır. Bir yıldız (örneğin Güneş), çok yoğun ve çok sıcak olan çekirdeğinde gerçekleşen termonükleer reaksiyonlarla nerji üretir. Yıldızın kütlesi 0.08 $M_\odot$ den daha küçük olduğu zaman onun merkezi sıcaklığı hidrojeni helyuma dönüştürmek için yeterli değildir. Kütleleri bu değerin altında olan gök cisimleri "Kahverengi Cüceler (kc)" olarak adlandırılır. Çok yakın bir geçmişe kadar kütleleri hidrojen yakma limitinin altında bulunan cisimler olarak bilinenler sadece Güneş Sistemi'nin üyeleri olan gezegenlerdi. En büyük gezegen olan Jüpiter'in kütlesi 0.001 $M_\odot$'dir. Bir Jüpiter kütlesi Mj=2x10^{27} kg olup bu değer yıldızaltı cisimler (yıldız olamamış cisimler) için birim kütle olarak kabul edilir. Böylece, kc en küçük kütleli yıldızlar ile gezegenler arasındaki boşlukta bulunurlar. KC üzerinde yapılan araştırmaların ulaştığı sonuçlar itibarıyla onların yıldızlar ile olan sınırı gezegenlerle olan sınırına göre daha iyi belirlenmiş durumdadır.

Genel bir görüş (beklenti olarak) olarak kc'in yıldız oluşum sürecine benzer bir süreçle oluşmuş olup kütlesi nedeniyle hidrojeni yakamayan cisimler oldukları sanılmaktadır. Diğer tarafatan gezegenler, yıldız oluşumu süresince ortaya çıkan kalıntılaradan oluşmuş cisimlerdir. Artık Kahverengi cüceler ve Güneş sistemi dışında diğer gezegenlerin var olduğu kesin olarak belirlenmiştir

Kahverengi cücelerle ilgili yapılan araştırmalar çok önemli bilgiler sağlamaktadır. Bir taraftan onların soğuk dış atmosfer katmanları hakkında bilgi sahibi olunurken diğer taraftan tam olarak iç yapılarının nasıl olduğu belirlenmeye çalışılmaktadır. Daha önemlisi kc'in sayıca ne kadar olduklarıdır. Güneş'e göre 10 pc (33 IY) uzaklıkta bulunan bütün yıldızların % 70'i düşük ışınım güçlü ve küçük kütleli M türü cücelerdir. Biz en yakın M türü cüce yıldızların ancak 1/3'ünü keşfedebilmiş olmamız, bir taraftan bu türden keşfedilmeyi bekleyen çok fazla yıldızın olduğunu gösterirken diğer taraftan da sadece Güneş komşuluğunda çok sayıda kahverengi cüce keşfetmeyi beklememizi gerektirmektedir (Henry ve arkd. 1997). Galaksilerin dinamiğine ilişkin yapılan çalışmaların ortaya koyduğu bir sonuç şudur ki galaksiler büyük miktarda gizli madde "karanlıkmadde" içerirler. Gerçekte bu karanlık madde, galaksilerin ötesinde olup galaksi kümelerinin daha genel bir ifadeyle Evrenin bütünü için bir problemidir. Bir tahmin olarak evrendeki maddenin %98'i belirlenememiş, yani normal madde biçiminde değildir. Kahverengi cüceler, devam eden bir nükleer reaksiyona sahip olamadıklarından zaman içinde (yaşa bağlı olarak) sönükleşirler. Öyle ki bir karanlık (gizli) madde deposu haline gelirler. Bu bakımdan da kc'in keşfi galaksilerdeki karanlık madde problemine önemli bir katkı sağlamaktadır

II. Kahverengi Cücelerin Oluşumu

Son zamanlarda yapılan bazı araştırmaların sonuçları farklı bulgular ortaya koymakla birlikte kc'in yıldız oluşum sürecine benzer bir süreçle oluştuğu tahmin edilmektedir. Öncelikle yıldızların nasıl oluştuğuna bir bakmak gerekir. Gözlemler, yeni yıldızların yoğun yıldızlararası bulutların bulunduğu bölgelerde oluştuğunu göstermektedir. Böyle bir ortamda kütle çekim kuvveti, bulutu sıkıştırmaya çalışırken gaz basıncı genişletmeye gayret eder. Bu şartlar altındaki bir bulutun çökebilmesi için sahip olması gereken kritik kütle Jean kütlesi olarak isimlendirilir ve $M_{jeans}=(5kT/G\mu m_H)^{3/2}$ $(3/4\pi\rho)^{1/2}$ bağıntısıyla ifade edilir. Bu bağlantıda T ve ρ; bulutun sıcaklık ve yoğunluğu, m_H; hidrojen atomunun kütlesi, μ ise bulut maddesinin hidrojene göre ortalama atomik ağırlığıdır. Çökmenin olması durumunda eğer bulut açığa çıkan kütle çekim enerjisini salabilirse er veya geç bulutun bir bölgesi daha yüksek bir yoğunluğun etkisiyle daha küçük bir Jean kütlesini aşabilir. Böylece büyük bulut parçalara ayrılır ve bu parçalar başka parçalarla da birleşebilir. Bu süreçteki mümkün en küçük parçanın kütlesinin yaklaşık 10 Mj (bkz. Boss 1991) olabileceği tahmin edilmektedir. Böyle bir parçanın yaydığı ışınım onun çökmesinden daha hızlı olamadığından daha küçük parçalara bölünmesini engeller. Öyleki, büyük bir buluttan bütün kütle değerlerinde yıldızların oluştuğu bir yıldız kümesi doğabilir. Bir başka ifadeyle kısa yaşayan büyük kütleli (dev) yıldızlardan kahverengi cücelere kadar değişik kütleli cisimler oluşabilir.

Teoriye göre, oluşan yıldızlar tek, çift ve çoklu sistemler olabilir. Böylece kahverengi cücelerin izole edilmiş tek bir cisim olabileceği gibi bir yıldızın bileşeni veya iki kahverengi cücenin oluşturacağı

kahverengi cüce çift sistemlerinin olabileceğini bekleyebiliriz. Diğer taraftan gezegenlerin yıldızların etrafında oluşabileceği ve kütlelerinin maksimum 15 Mj'e kadar olabileceği tahmin edilmektedir. Yakın bir zamandır, Güneş ve gezegenlerinin oluşumunu açıklayan bu temel modeli destekleyen gözlemsel bulgulara ulaşılmışdı. İlk gözlemsel sonuç olarak genç bir yıldız olan Beta Pictoris etrafında bulunan toz diskin varlığı verilebilir. Yine diğer genç bir yıldız olan Vega etrafında benzer toz disklerinin varlığı belirlendi. Daha da önemlisi Huble Uzay Teleskobu (HST) ile Orion bulutsusunda yeni oluşmuş (genç) yıldızların benzer yapılara sahip olduğunun tespitidir. Diğer benzer gözlemsel sonuçlar Kırmızıöte Astronomi Uydusu (Infrared Astronomy Satellite) ile elde edildi (Smith ve Terrile 1984). Eğer kütlesi 10 Mj'den daha küçük bir kahverengi cüce bulunursa, yıldız oluşum teorisinin yeniden gözden geçirilmesi gerekecektir. Bu itibarla, kütlesi 10 Mj'den daha küçük olup bir yıldız etrafında dolanan bir cisim büyük bir olasılıkla dev bir gezegendir.

III. Kahverengi Cücelerin Evrimi

Bir kahverengi cüce, oluşumundan itibaren gittikçe soğur ve sönükleşir. Bütün kc evrimlerinin kısa bir zaman süresinde döteryum yakarlar. Bu süre yaklaşık 10^7 yıl sürer. En büyük kahverengi cüce belkide kısa bir hidrojen yanması geçirebilir. Fakat kahverengi cüce ile yıldızlar arasındaki en önemli fark şudur ki kahverengi cüceler döteryum yanmasını bitirdikten sonra hiç bir zaman bir sıcaklık ve ışınım gücü dengesine ulaşamazlar. En küçük kütleli yıldızların H-R diyagramında anakola ulaşıp hidrojen yakmaya başlamaları için geçen süre 10^9 yıl olabilmekle birlikte bu yıldızlar sabit bir ışınım gücü ve sıcaklığa ulaşabilmaktedirler. Böylece bu çok soğuk yıldızlar büyük kütleli kahverengi cüceler ile karıştırılabilirler (ayırt edilemezler). Bu nedenledir ki kahverengi cücelerin araştırılması çok küçük kütleli soğuk yıldızların özelliklerinin belirlenmesi bakımından da önemlidir.

Dev gezeegenler ve kahverengi cücelerin özelliklerine ilişkin teorik çalışmalar son bir kaç yıldır yoğunluk kazandı. Fakat kc keşfedilmeden önce bu teoriler sadece Jüpiter ve Satürn'e uygulanabilmişti. Bu teoriye göre dev gezegenler ve kahverengi cüceler evrim süresince yıldızlara göre çok önemli bir fiziksel değişikliğe uğramazlar ve bu nedenle her ikisine aynı iç yapı fiziği uygulanabilir. Kahverengi cüceler ile ilgili teori Stevenson (1991)'de geliştirildi. Bu modele göre:Genç bir yıldız gibi bir kahverengi cüce de başlangıçta büzülmüş bir gaz küresidir. Yaklaşık 1 milyon yıl sonra döteryum ile hidrojeni yakabileceği bir sıcaklığa erişir ki buna döteryum yanması ($^2H+^1H$----^3He) denir. Böylece, kahverengi cücenin büzülmesi durur ve bir süreliğine sabit bir yarıçap ve ışınım gücüne erişir. KC'de $^2H/H=10^{-5}/1$ olduğundan bu süre öyle çok uzun değildir. Bütün döteryum tüketildiğinde kahverengi cüce tekrar büzülmeye ve soğumaya başlar. Merkezi yoğunluk artar ve Pauli dışarlam ilkesi etkin olur. Cisim dejenere hale gelir ve soğumasını sürdürür fakat yarıçapı hemen hemen sabit kalır.

İç yapı modelleri için gerekli olan sınır değerler bakımından kc'in atmosferleri önemlidir. Ayrıca onları araştırırken görünüş olarak nasıl cisimler olduğunun bilinmesi bakımından da atmosferleri önem arzeder. Bu bakımdan sıcaklık ve ışınım güçlerine göre, fotometrik ve tayfsal özelliklerinin nasıl olduğu bir diğer merak konusudur. Çok küçük kütleli yıldızlar ile kc galakside en bol bulunan gök cisimleri olmalarına karşın onların atmosfer özellikleri son zamanlarda belirlenmeye başlandı.

Çok küçük kütleli yıldızların veya kc özelliklerini doğru olarak belirleyip onları H-R diyagramında doğru yerlere koyabilmek zor bir iştir. Teorik modellerle yapılan karşılaştırmalardan ancak makul kütleler belirlenebilmektedir. Atmosfer sıcaklık ölçümleri için kullanılan modeller henüz tam olarak enerji dağılımlarını temsil edememekle birlikte sıcaklıklarını hesaplayabilmenin en iyi yoludur. Geç kahverengi cüceler yaşlı M cücelerine çok daha fazla benzerler. Teorik modeller hidrojen yakan bir yıldız için en düşük ışınım gücünün 10^{-4} L□ atmosfer sıcaklığının 1800 K den daha düşük olamayacağını ortaya koymaktadır.

Böylece, aday kahverengi cücenin ışınım gücü veya sıcaklığı ölçülebilirse onun daha soğuk veya daha sönük olmasından dolayı bir kahverengi cüce olabileceğine karar verilebilir. Bu düşük kütleli ve evrimleşmiş kahverengi cüceler için uygun olmakla birlikte genç ve daha büyük kütleli kahverengi cüce için diğer bazı kriterleri de dikkate almak gerekir. Örneğin "lityum testi". Bu yöntem ilk olarak Rebolo ve arkd. (1992) tarafından önerildi. Tayfsal bir test olup lityumun 6707 Å resonans cizgisi kullanılır. Eğer kahverengi cücenin kütlesi yaklaşık olarak 60 Mj'den daha küçük ise merkez sıcaklığı onun başlanğıçta var olan lityumunu yakacak sıcaklığa ($2.5x10^6$ K) hiç bir zaman ulaşamaz ($^6Li+^1H$---$^3He+^4He$, $^7Li+^1H$---2^4He). Tam olarak konvektif olan çok küçük kütleli yıldızlar, lityumlarını 10^8 yıl gibi bir zaman aralığında iç kısımlara taşıyarak yakarlar. Bu test uygulanmadan önce cismin yaşı hakkında birşeyler bilinmelidir. Şöyleki, çok küçük kütleli cüce yıldızlardan çok genç olanları henüz lityumlarını tüketmemişlerdir. Belirtmek gerekir ki kütlesi 60 Mj nin altında olan bir kahverengi cüce hiç bir zaman lityumunu tüketemeyecektir. Daha önemlisi bir anakol yıldızı 100 milyon yıldan daha genç

ise onun atmosferinde hala lityum vardır. Bu testin uygulanabildiği cisimler açık kümelerde bulunanlardır. Çünkü kümenin yaşı biliniyordur. Test Pleiades açık kümesindeki bazı kc için çok başarılı bir şekilde uygulanmıştır. Ancak, soğuk (özellikle L8 den daha geç olan) kc'in tayfında lityumun bu soğurma çizgisi görülemiyor.Bir başka ifadeyle yaklaşık 1500 K atmosfer sıcaklığından itibaren daha düşük sıcaklıklarda lityumun LiCl, LiOH ve LiF moleküler yapıları mevcut. Ancak gelişen gözlem teknikleri sayesinde bilinen diğer yöntemler uygulanılarak keşfedilmiş yeni bir gökcisminin kahverengi cüce olup olmadığını anlamak artık problem olmaktan çıkmış durumdadır.

IV. Kahverengi Cücelerin Tayfsal Sınıflaması

Sınıflama, gök cisimlerinin özelliklerini belirlemedeki en önemli adımdır. Benzer cisimlerin oluşturduğu grupların genel özelliklerini belirlemeye imkan tanımakla birlikte bu özellikleri daha geniş gruplara ve belkide belirlenememiş üyelere genelleştirmeyi de mümkün kılar. Gök cisimlerini sınıflandırmanın temel özelliği gözlemlere dayanmasıdır. Bir başka ifadeyle gök cisimlerinin en temel sınıflaması onların biçimlerine, parlaklıklarına ve yaydıkları enerjinin değişimine göre (tayfsal) yapılır.

MKK (Morgan, Keenan ve Killman; 1943) sınıflaması en fazla kabul gören sınıflama şeması olup, yıldızların atmosfer sıcaklıkları ile ışınım güçlerini esas alır. Tayfsal sınıflama yaklaşık 150 yıldır kullanılmakdır. Sıcaklık sınıflaması ilk kez Henry Draper (HD) Kataloğu'nda (Pickering 1890) kullanılırken, ışınım gücünün tayftaki etkisi ise ilk kez Maury & Pickering (1897) tarafından farkedilmişti. Bu sınıflamada yıldızlar azalan sıcaklık yönünde olmak üzere ve O, B, A, F, G, K, M harfleriyle gösterilen yedi ana sınıfa ayrılırlar. Son zamanlara kadar en soğuk ve en sönük gök cisimleri olarak M türü cüce yıldızlar bilinirdi. Yüksek duyarlılıklı görsel ve yakın kırmızıöte dedektörlerin geliştirilmiş olması ve bunlarla gökyüzünün taranmaya başlanması daha soğuk yıldızlar ve kahverengi cücelerin keşfini hızlandırdı. Bu projelerden bazıları, the 2 Micron All Sky Survey (2MASS; Skrutskie ve arkd. 1997), the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York ve arkd. 2000) ve the Deep Near-Infrared Survey of the Southern Sky (DENIS; Epchtein ve arkd. 1997). Sonuç olarak L (Kirkpatrick ve arkd. 1999a, Martin ve arkd.. 1999) ve T (Kirkpatrick ve arkd. 1999a, Burgaser ve arkd. 2002) olarak isimlendirilen iki yeni tayf sınıfı oluşturuldu. Bu iki yeni sınıf bir bakıma yıldızlar ile yıldızaltı cisimler arasındaki geçişi resmetmektedir.

L sınıfı, yıldızlar ile kahverengi cücelerin bir karışımını içermekte olup bahsedilen geçişin tam ortasına karşılık gelir. 6300–10100 Å aralığında (görsel bölgenin kırmızı tarafı) M türü cücelerin tayfında en baskın halde görülen TiO ve VO gibi metal oksit soğurma bandları bu yeni sınıf üyelerinde daha zayıf olmakla birlikte FeH, CrH, CaH gibi metal hidritler ile alkali metallere (NaI, KI, CsI, RbI) ait soğurmalar çok şiddetlidir. Yakın kırmızıöte tayfları (H_2O ve CO) bakımından M türü cücelere benzer olmakla birlikte, bunlar atmosferlerindeki sıcak toz varlığından dolayı daha kırmızıdırlar. L türü cisimler etkin sıcaklık olarak 2000–2200 K' dan başlayıp 1300–1700 K arasında yer alırlar. Bu türden yaklaşık 100 tane kahverengi cüce keşfedilmiş durumdadır. Bunlar, yıldız kümelerinde, alan cisimleri (izole edilmiş gök cisimleri olarak) ve ayrıca yakın yıldız bileşenleri olarak bulunmuştur.

T sınıfı sadece kahverengi cüce içermekte olup, en belirgin tayfsal olgular 1.0 ve 2.2 □m de gözlenen CH_4 soğurma bandlarıdır. Bu iki bandla birlikte H_2O'nun geniş soğurma bandları, bunların tayflarını L sınıfına göre çok önemli düzeyde farklılaştırmaktadır. Bu farklılık ilk olarak keşfedilen Gliese 229B' nin tayfının L'ler ile karşılaştırılması sonucunda farkedildiğinden bu yeni sınıfa ihtiyaç görülmüştür. Daha sonra Gliese 229B benzeri bir çok kahverengi cüce gözlenerek T sınıfının alt sınıflarının tayfsal farklılığı da tespit edilebildi (bkz. Burgaser ve arkd., 2002).

V. Kahverengi Cücelerin Keşfi ve Araştırılması

Gliese 229B, ilk keşfedilen kahverengi cüce olarak Nakajima ve arkd. (1995) tarafından rapor edildi. Bu araştırıcılar onu, M1 V tayf-ışınım türünden ve 5.8 pc uzaklıktaki bir yıldız olan Gliese 229 (HD42581) ile aynı öz harekete sahip çok soğuk bir cisim olarak duyurdular. Openheimer ve arkd. (1995) ve Geballe ve arkd. (1996) tarafında alınan kırmızıöte tayfı gösterdi ki Gliese 229B Jupiter gibi çok soğuk bir cisimdir. Bileşeni olan yıldızdan yaklaşık 8" kadar ayrıktır. Yaklaşık değerler olmak üzere atmosfer sıcaklığı 900 K, ışınım gücü $6x10^{-6}$ $L_{\odot}$ kütlesi 30-50 Mj, Yaşı 5 milyar yıl ve yörünge dönemi 200 yıl olarak tahmin edilmektedir.

Kahverengi cüceler; yakın yıldızların bileşenleri, yalnız cisimler (field object:alan cisimleri) veya yıldız kümelerinin üyeleri, olarak keşfedilmektedirler. Çekimsel mercekler de kahverengi cücelerin keşfi için kullanılabilir. 10 pc'ten daha yakın olan bir yıldızın konumu, daha uzak (sabit) yıldızlara göre değişim gösterir. Bu öz hareket olarak isimlendirilir ve yaysaniyesi/yıl olarak ölçülür. Eğer bir yıldızın bir bileşeni varsa, bu yıldız çift sistemin kütle merkezi etrafında dolanacağından sinüs eğrisi benzeri bir öz harekete sahip olur. Bu tür yıldızlar Astrometrik Çiftler olarak isimlendirilir. Gök

yüzündeki en parlak yıldız olan Sirius Astrometrik çiftler için iyi bir örnektir. Onun bu durumu, teleskopların bileşen beyaz cüceyi direkt olarak görüntülemeden çok daha önce biliniyordu.

Ayrıca çift sistemler, bileşenlerin bakış doğrultusundaki hız bileşenlerinin değişimi (Doppler Kayması) kullanılarak belirlenebilir. Bu metod, diğer yıldızların etrafındaki gezegenlerin tespitinde de kullanılır. Gezegenlerden daha büyük kütlelere sahip kahverengi cücelerin keşfi içinde daha elverişlidir. Bir çok kahverengi cüce son zamanlarda bu yolla keşfedildi (bkz. Urdy ve arkd. 2002). Ancak, sonuçlar istatistiksel bir çalışma için henüz yeterli değildir. Doppler kayması, yüksek hızlı ve kısa peryotlu sistemler için çok uygundur.

Eğer bir kahverengi cüce yeterince ayrık ise direkt gözlemlerle belirlenebilir. Becklin ve Zuckerman (1988), bir beyaz cüce olan GD165'in bileşeni kahverengi cüce GD165B'i (Gliese 229B'nin keşfinde olduğu gibi) fotoğrafik tarama yöntemiyle keşfetti. GD165B'nın sıcaklığı 1800 K kütlesi 80 Mj'den daha küçük olup beyaz cüceden hareketle hesap edilen yaşı ise 500 milyon yıldır.

Ayrıca Örten Çift Yıldızların gösterdiği light-time effect, kahverengi cücelerin keşfi için bir başka imkan olarak karşımıza çıkmaktadır. Buna bir örnek olarak V471 Tauri örten çift sistemi verilebilir (bkz. Guinan ve Ribas, 2001).

Gökyüzünü tarayan 2MASS, DENİS, SDSS, vb. araştırmalarla bir çok alan kahverengi cücesi keşfedildi. Bu araştırmalar kapsamında henüz gökyüzünün çok küçük bir kesri taranabilmiş durumdadır. Keşfedilen kahverengi cicelerden hareketle tüm gökyüzüne bir extropole yaparak bu taramalarla 600 civarında (mevcut gözlem araçlarının duyarlılık sınırları içersinde) kahverengi cücenin bulunabileceği beklenebilir.

VI. Sonuç

Kahverengi cücelerle ilgili yapılan araştırmalar, bir yandan onların ne tür bir gökcismi olduğunu (kütleleri, atmosfer sıcaklıkları, oluşum ve evrim süreçleri, vb) ortaya koyarken diğer yandan Astrofizikçe önemli gelişmelere katkı sağlamaktadır. Şöyleki:

1) Soğuk dış atmosfer katmanlarının anlaşılmasıyla, Harvard Sınaflaması 900 K'ya ulaştı. Böylece gökcisimleri atmosfer sıcaklıklarına göre O, B, A, F, G, K, M, L, T gibi dokuz ana sınıfa ayrılmış oldu (bkz. Şekil 1),

2) Evrendeki cisimlerin kütle dağılımında Yıldızlar ile Gezegenler arasındaki büyük ve önemli bir boşluk doldurduldu,

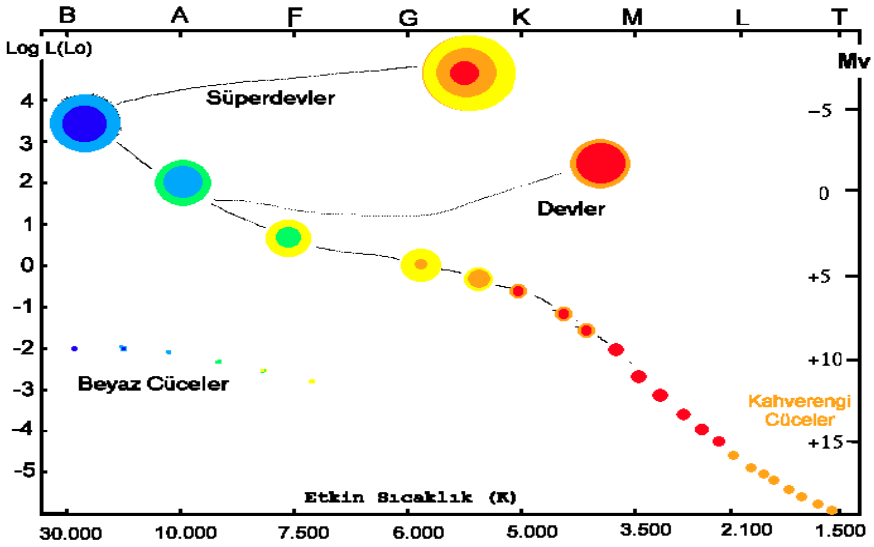
3) Evrendeki karanlık (kayıp) madde problemine önemli bir katkı sağlamaktadırlar,

4) Çok küçük kütleli ($M \sim 0.3M_{\odot}$) yıldızların özelliklerinin daha iyi anlaşılmasına katkı sağlamaktadırlar,

5) Yıldız oluşum teorisinin testine katkı sağlamaktadırlar**,**

6) Kataklizmik değişen yıldızların evrimlerinin son aşamalarına açıklık getirilmektedir (bkz. Howell ve Ciardi, 2001),

7) Yakın çift yıldız evriminde bileşen yıldızın, bir yıldızaltı cisme dönüşmesi bakımından H-R Diyagramı'nda Beyaz Cüceler dışında bir başka yıldız mezarlığının varlığı ortaya çıkmıştır. Bunu destekleyen bir başka bulgu ise bir kahverengi cüce bileşene sahip Beyaz cücelerin varlığıdır. Beyaz cüce olan GD 165'in kahverengi cüce (GD 165B) bileşene sahip olduğu bulundu (bkz. Becklin ve Zuckkerman, 1988; Kirkpatrick ve arkd., 1999b).



Şekil 1. Kahverengi cücelerle birlikte H-R Dıyagramı.

Teşekkür: Bu çalışma *Türkiye Bilimler Akademisi (TÜBA/GEBİP)* tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar:

Becklin, E. E., Zuckkerman, B., 1988, Nature, 336, 656

Boss, A. P., 1991, Nature, 351, 298
Burgasser, A. J., ve arkd. 2002, AJ, 564, 421
Epchtein, N., ve arkd. 1997, Messenger, 87, 27

Geballe, T. R., Kulkarni, S. R., Woodward, C. E., Sloan, G. C., 1996, ApJ., 467, L101

Guinan, E. F., Ribas, I., 2001, ApJ, 546, L43
Henry, T. J., Ianna, P. A., Kirkpatrick, J. D., Jahreiß, H., 1997, AJ, 114, 388
Howell, S. B., Ciardi, D. R., 2001, ApJ, 550, L57
Kirkpatrick, D. J., ve ard. 1999a, ApJ, 519, 802
Kirkpatrick, D. J., ve ard. 1999b, ApJ, 519, 834
Martin, E. L., ve arkd. 1999, AJ, 118, 2466
Maury, A. C., Pickering, E. C., 1897, Harvard Coll. Obs. Ann., 28 (I), 1
Morgan, W. W., Keenan, P. C., Kellman, E., 1943, *An atlas of Stellar Spectra, with an Outline of Spectral Classification* (Chicago: Univ. Chicago Press)

Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Golimowski, D. A., Matthews, K., Durrance, S. T., 1995, Nature, 378, 463

Nelson, L. A., Rappaport, S., Joss, P. C., 1993, ApJ, 404, 723

Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Matthews, K., Nakajima, T., 1995, Science, 270, 1478
Pickering, E. C., 1890, Harvard Coll. Obs. Ann., 27, 1
Rebolo, R., Martin, E. L., Magazzu, A., 1992, ApJ, 289, L83
Smith, B. A., Terrile R.J., 1984, Science, 226, 1421

Stevenson, D. J., 1991, Annu. Rev. Astron. Astrophys, 29, 163

Skrutskie, M. F., ve arkd. 1997, in The Impact of Large-Scale Near-IR Sky Surveys, ed. F. Garzon (Dordrecht: Kluwer), 25
Urdy, S., ve arkd. 2002, A&A, 390, 267
York, D. G., ve arkd. 2000, AJ, 120, 1579

V836 Cygni Örten Çift Yıldız Dizgesinin Fotoelektrik Işıkölçümü

B. Ulaş, **Ö. Gülmen**
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

V836 Cygni örten çift yıldız dizgesi, Ege Üniversitesi Gözlemevi' nde, Temmuz, Ağustos ve Eylül 2001'de toplam on gece, Tübitak Ulusal Gözlemevi' nde ise Ağustos 2002' de iki gece gözlenmiş, standard UBV sisteminin U, B ve V renklerinde fotoelektrik ışık eğrileri elde edilmiştir. Veriler, Wilson ve Devinney yöntemi ile çözümlenmiş, fotometrik kütle oranı ve dizgenin fiziksel ve geometrik nicelikleri hesaplanmıştır. Yöntemde MODE 5 seçeneğinde çözüm yapılmış ve dizgenin yarı-ayrık olduğu sonucuna varılmıştır. Yapılan dönem çözümlemesi, dönemin madde aktarımı sonucu (parabolik) değişimini desteklemiş, elde edilen farklar, diğer bir etkinin de dönem değişiminde rol oynayabileceğini göstermiştir.

Anahtar sözcükler: örten değişen yıldızlar, örten değişen yıldızların yörünge öğeleri, ışık eğrisi çözümlemesi

1.GİRİŞ

V836 Cygni (=BD +35°4496=HD 203470), günümüze kadar yapılmış çalışmaların büyük bir kısmında *yarı ayrık* olarak nitelendirilen, bir çift yıldız dizgesidir. İlk kez Strohmeier ve ark.(1956) tarafından keşfedilmiş, örten çift olduğu saptanmış ve BV 143 olarak isimlendirilmiştir. Aynı yıl, Schmidt (1956), dizgenin fotoğrafik ışık eğrisini elde etmiş ve bu eğriye dayanarak ***Algol*** türü değişen çift yıldız dizgesi olduğunu saptamıştır. Dizgenin ilk fotoelektrik gözlemi, Deinzer ve Geyer (1959) tarafından yapılmış ve dizgeyi ***β Lyr*** türü değişen çift yıldız dizgesi olarak sınıflandırmışlardır. Sonraki yıllarda, Cester (1963) ve Harris (1968) tarafından gözlenen dizge, Russel – Merrill (1952) yöntemiyle çözülmüştür. Wester (1977), dizgenin B ve V renklerinde ışık eğrisini elde etmiş ve bu eğriyi Hutchings-Hill (1971) ve Wood (1971) yöntemleriyle çözümleyerek fotometrik kütle oranını **($q=M_2/M_1$)** yaklaşık **0,5** bulmuştur. Uzun yıllar sonra Breinhorst ve Duerbeck (1982), 1971, 1976 ve 1980 yıllarında elde edilen ışık eğrilerini karşılaştırmışlar, eğrilerdeki bakışıksızlığa (asimetri) ve ikinci minimumun çıkış kolundaki parlaklık azalmasına dikkat çekmişlerdir. Elde ettikleri yeğinlik oranına ve Duerbeck ve Schumann (1982) tarafından verilen tayfölçümsel (spektroskopik) *kütle fonksiyonu*na dayanarak kütle oranını **0,3<q<0,38** aralığında bulmuşlardır. Seksenli yılların son çalışmasında, Breinhorst ve ark.(1989), dizgenin standart UBV ve Strömgren (uvby) gözlemlerini yapmışlar, Wilson ve Devinney yöntemini kullanarak yıldıza ilişkin nicelikleri elde etmişlerdir. Çözüm sonuçlarından dizgenin *ayrık* bir dizge olduğu kanısına varmışlardır. Bozkurt (1991), profesörlük sunum tezinde, B ve V renklerinde ışık eğrisini elde ederek, Wilson ve Devinney yöntemiyle çözmüş ve kütle oranını **0,30** olarak hesaplamış ve dizgeyi, ikinci bileşeni Roche şişimini doldurmuş *yarı ayrık* bir çift yıldız dizgesi olarak tanımlamıştır. Bundan sonraki ilk çalışmada, Wolf ve Diethelm (1992), V836 Cygni için üç yeni minimum zamanı vermiştir. Zhukov ve Markova (1993), **V836 Cygni**' nin U, B, V ve R renklerinde ışık eğrilerini elde etmiş ve kütle oranı için yaklaşık **0,34** değerini vermiştir. Bu çalışmada, ayrıca, ikinci minimumdaki parlaklık farkına dikkat çekmişler ve iki yeni minimum zamanı vermişlerdir. Hegedüs ve Nuspl (1996)' ya benzer olarak Bíró ve ark. (1998) da verdikleri minimum zamanlarıyla O-C eğrisinin şekillenmesine katkıda bulunmuşlardır.

2.GÖZLEM ve ÇÖZÜM

2.1 Araçlar ve Yıldızlar

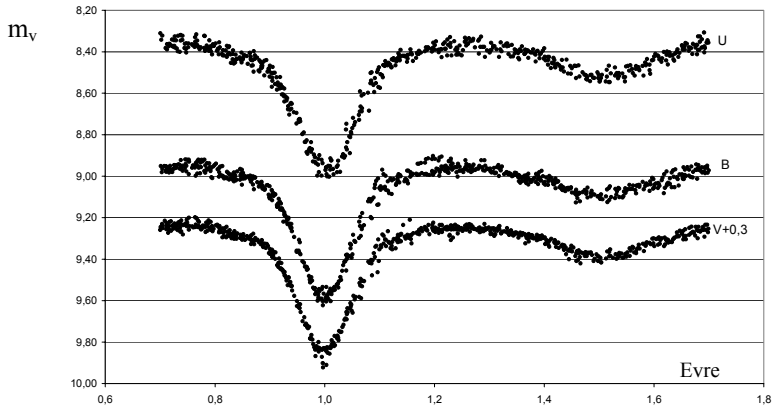
Gözlemler, **Ege Üniversitesi Gözlemevi**' nde bulunan 30 cm çaplı **MEADE LX-200 Schmidt-Cassegrain** teleskobuna bağlı **HAMAMATSU R4457 PMT** fotokatlandırıcı tüplü **SSP5** ışıkölçeri ile Ağustos ve Eylül aylarında toplam yedi gece yapılmıştır. Ayrıca, Zhukov ve Markova (1993)' nın belirttiği

gibi, yıldızın Min II deki parlaklığının 15 gün aralıkla $0^m,05$ değişim gösterip göstermediğini denetlemek için **Tübitak Ulusal Gözlemevi**' ndeki 40 cm' lik **Cassegrain** türü teleskoba bağlı **SSP5** ışıkölçeri ile 15 gün aralıkla iki **MinII** gözlemi yapılmıştır.Gözlemlerde, yıldızın ışığı **Johnson U,B,V** olmak üzere üç süzgeçte alınmış ve **Doç.Dr. Varol Keskin** tarafından yazılmış olan **VAROBS 32** bilgisayar programı kullanılmıştır.

★	BD no	α (2000)	δ(2000)	m_v	tayftürü
Değişen	$+35^0$4496	$21^{sa}\ 21^d\ 23^s.60$	$+35^0$44'10''.6	8.76	A0
Karşılaştırma	$+35^0$4461	$21^{sa}\ 17^d\ 06^s.82$	$+35^0$46'10''.1	8.25	A2
Denet	$+35^0$4460	$21^{sa}17^d\ 04^s.73$	$+35^0$48'34''.3	9.88	A0

Çizelge 1. Değişen yıldız, alınan karşılaştırma ve denet yıldızlarının özellikleri.

Elde edilen parlaklık farklarına **($\Delta m=m_{kar}-m_{deg}$)** karşılaştırma yıldızının parlaklığı da eklenerek her süzgeç için ışık eğrileri bulunmuştur.(Şekil 1).



Şekil 1. V836 Cygni örten çift yıldızının U,B ve V renklerinde elde edilmiş ışık eğrileri.

2.2 Minimum Zamanları ve Dönem

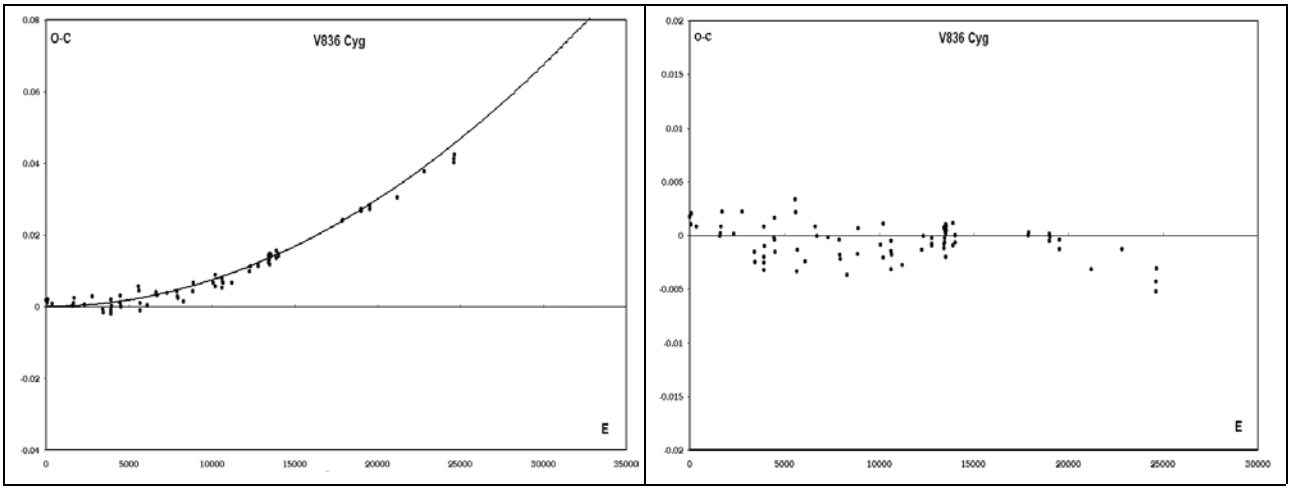
Gözlemlerin indirgenme aşamasında ve dönem çözümlemesinde, Deinzer ve Geyer' in dizgenin fotoelektrik ışıkölçümünü yaparak verdiği ışık öğeleri,

Hel JDMin 2436073.5990+0,65341E

kullanılmıştır. Yapılan gözlemlerde üçü baş minimum biri yan minimum olmak üzere toplam dört minimum zamanı elde edilmiş ve bunların hesaplanmasında Doç.Dr.Varol Keskin tarfından yazılmış olan ve Kwee ve van Woerden (1956) yöntemini kullanarak minimum zamanı hesaplayan **KWEE** adlı bilgisayar programı kullanılmıştır.

Minimum Zamanı	Çevrim	O-C
2452151,4611	24606,0	0,0402
52153,4223	24609,0	0,0411
52156,3624	24613,5	0,0466
52172,3726	24638,0	0,0425

Dizgenin çözümünde bulunduğu gibi, madde aktarımı varsayımıyla yapılan dönem çözümlemesi sonucu uygulanan parabolik fit Şekil 2a' da ve bu çözümlemeden elde edilen farklar da (O-C II eğrisi), Şekil 2b' de görülmektedir.



(a) **(b)**

Şekil 2. (a) Noktalara uygulanan parabolik fit, **(b)**Parabolik fitten sonra elde edilen farklar.

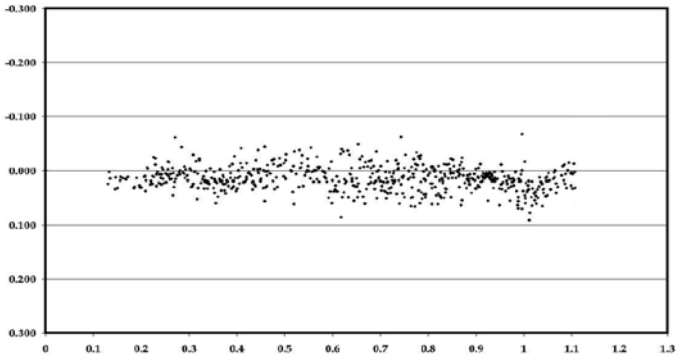
Uygulanan fitlere göre dizgenin düzeltilmiş öğeleri aşağıdaki gibidir:

$$\textbf{Hel JD Min } 2436073{,}59902 + 0{,}653410628E + 7{,}50\times10^{-11}E^2$$
$$\pm5 \qquad \pm9 \quad \pm38$$

Dönem çözümlemesi sonucu elde edilen fitlere baktığımızda parabolik fitin eğriyle iyi uyuştuğunu ve fark eğrisinde göze çarpan bir değişim olduğunu görmekteyiz.

2.3 Işık Eğrileri

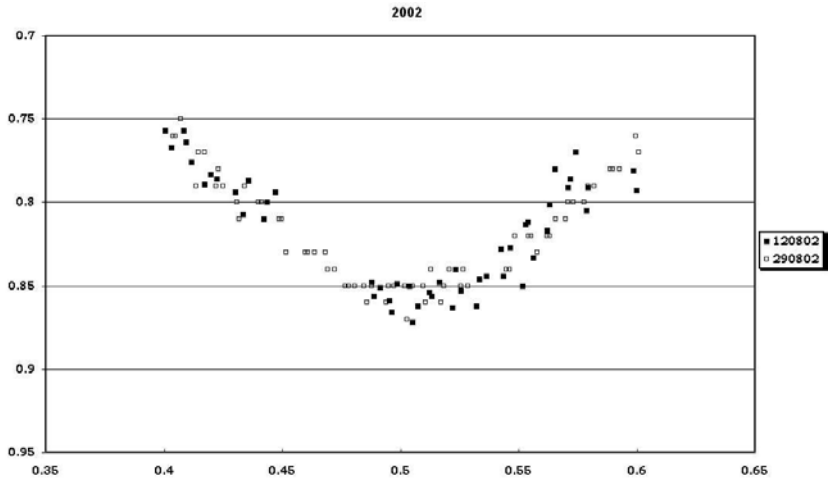
V836 Cygni dizgesi U, B, V süzgeçleri kullanılarak toplam on gece gözlenmiş ve elde edilen ışık eğrileri Şekil 1' de gösterilmiştir. Bu eğrilere bakıldığında derin bir baş minimum göze çarpmaktadır. Ayrıca yine baş minimumun çıkış kolunun devamı olan omuzda (omuz I) –özellikle B ve V renklerinde çok belli olan- bir ışık değişimi göze çarpmaktadır. Elde edilen parlaklık değerleri için farklar alınarak **(B-V)** renk eğrisi Şekil 3' de verilmiştir.



Şekil 3. V836 Cygni örten çift yıldızının B-V eğrisi.

2.3.1 Minimum II' deki Değişimin Denetlenmesi

Zhukov ve Markova (1993), 15 gün arayla yaptıkları gözlemde, Min II' de, (sadece baş yıldız görünürken) iki ayrı tarihteki (13 Ağustos-28 Ağustos 1989) minimum parlaklıkları arasında 0^m,05 lik bir fark olduğunu belirtmişlerdir. Bunu denetlemek amacıyla yaptığımız gözlemlerde (12 Ağustos-29 Ağustos 2002), iki ayrı tarihte elde edilen minimum parlaklıklarında böylesi bir değişimle karşılaşılmamıştır. Bulduğumuz parlaklık farkı yaklaşık 0^m,004dir. Bu tarihler için Tübitak Ulusal Gözlemevi' nde elde edilen iki ayrı Min II Şekil 4'te verilmiştir.



Şekil 4. Dizgenin belirtilen iki ayrı tarihteki Min II çukuru.

2.4 Çözüm

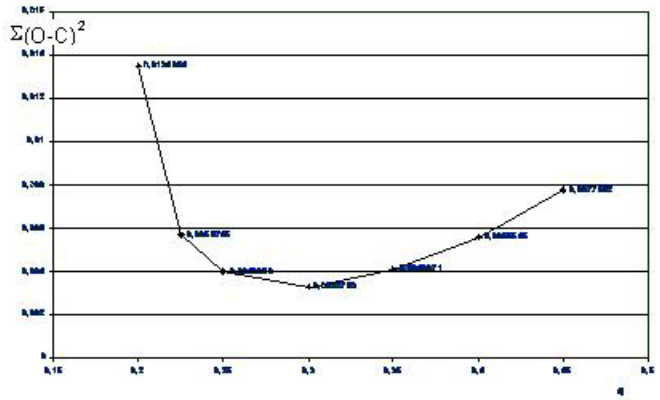
Dizgenin çözümünde Wilson ve Devinney (1971) yöntemini kullanan DC ve LC programlarını 1998 sürümü kullanılmıştır. U, B ve V süzgeçlerinde alınan, sırasıyla, 636, 659 ve 657 noktanın tamamı;

$$I = 10^{-0.4(m_i - m_{max})}$$

eşitliği kullanılarak yeğinliğe çevrilmiş ve programa bu yeğinlik değerleri girilmiştir.

2.4.1 Kütle Oranı

Dizge üzerinde yapılan önceki çalışmalarda, tayfsal q değeri olmadığından öncelikle fotometrik kütle oranı bulma yoluna gidilmiştir. V süzgecinde elde edilen yeğinlik değerleri kullanılarak **0,2 < q < 0,45** aralığında q değerleri, her bir çözüm grubu için 0,05 arttırılıp sabit alınmış i, T_2, Ω_1, Ω_2, L_1 nicelikleri serbest bırakılarak çözümler elde edilmiştir. Çözümler sonucu elde edilen $\Sigma(O-C)^2$' lere karşı q değerleri Şekil 5' de verilmektedir. Buna göre en iyi q değeri 0,3 civarında olmalıdır.



Şekil 5. Kütle oranı taramasında elde edilen $\Sigma(O-C)^2$ değerlerinin kütle oranına göre değişimi.

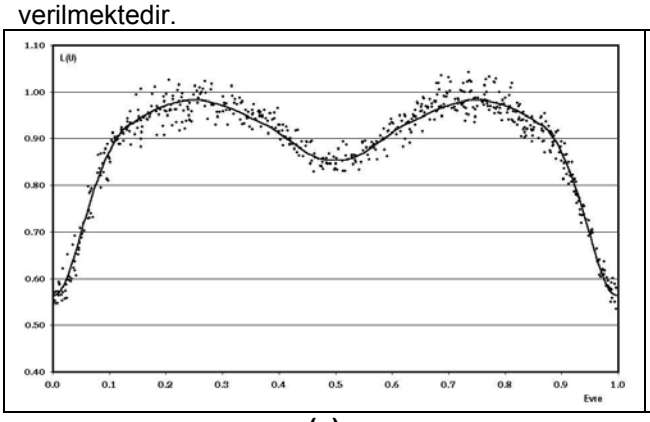
2.4.2 Dizgenin Çözümü

Kütle oranı taraması sırasında en küçük $\Sigma(O-C)^2$ değerine karşılık gelen q=0.3'te, ikinci yıldızın yüzey potansiyelinin (Ω_2), bu kütle oranı için gereken kritik yüzey potansiyelinden daha küçük olması bize bu dizgenin yarı ayrık olabileceğinin ipuçlarını vermiştir. Bu nedenle çözümlemeyi, dizgenin **yarı ayrık** olduğu varsayımıyla, MODE 5' te, tüm süzgeçlerde ayrı ayrı ve ortak yaptık. Bulunan sonuçlar Çizelge 3' te görülmektedir.

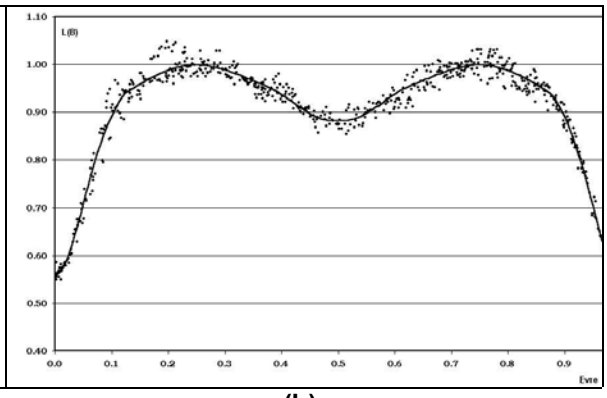
'MODE 5'	**U**	**B**	**V**	**U+B+V**		
i (°)	80,810	80,763	77,461	80,511		
T_2 (K)	5974	5325	5196	5419		
Ω_1	2,6505	2,6662	2,8018	2,6541		
Ω_2	2,4258	2,4175	2,5544	2,4245		
Ω_{kritik}	2,4355	2,4260	2,5571	2,4311		
q	0,2862	0,2820	0,3419	0,3034		
f *	1,0040	1,0035	1,0010	1,0027		
$r_{1\ pole}$	0,4190	0,4157	0,4025	0,4181		
$r_{1\ point}$	0,4780	0,4708	0,4570	0,4758		
$r_{1\ side}$	0,4419	0,4376	0,4225	0,4407		
$r_{1\ back}$	0,4568	0,4517	0,4375	0,4553		
$r_{2\ pole}$	0,2578	0,2567	0,2708	0,2573		
$r_{2\ point}$	0,3746	0,3732	0,3917	0,3740		
$r_{2\ side}$	0,2684	0,2672	0,2820	0,2678		
$r_{2\ back}$	0,3010	0,2999	0,3148	0,3005		
				U	**B**	**V**
L_1	0,9708	0,9756	0,9570	0,985	0,974	0,956
L_2	0.0292	0,0244	0,0430	0,015	0,026	0,044
$\Sigma(O-C)^2$	0.043790	0,02616	0,01710	0,0891104		

Çizelge 3. MODE 5 seçeneği ile her bir renkte elde edilen değerler.**[*f= (Ω_{kritik}- Ω)/ Ω +1]**

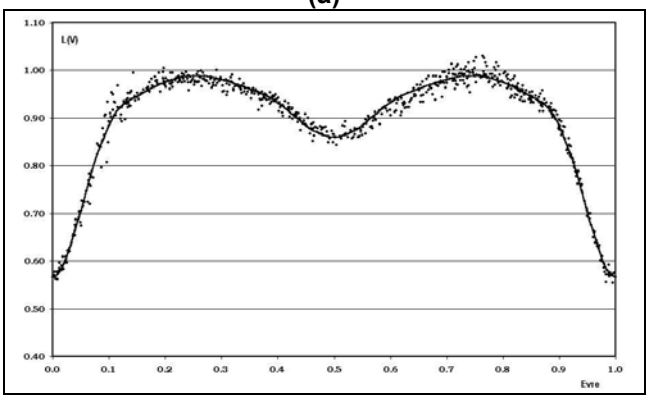
Bu değerler sonucu elde edilen kuramsal eğrilerin gözlemsel değerlerle uyuşması da Şekil 6 a, b ve c de verilmektedir.



(a)



(b)



(c)

Şekil 6. Mode 5 te **(a)** U renginde, **(b)** B renginde, **(c)** V renginde, çözümlemeden elde edilen kuramsal eğriyle gözlem noktalarının uyuşması.

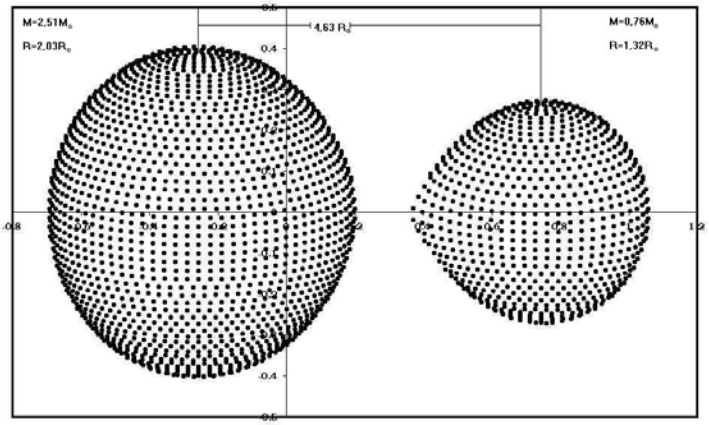
Çözümlemeden elde edilen sonuçlarla bulunan, dizgenin salt nicelikleri ise Çizelge 4' te görülmektedir
.

Nicelik	Birinci Bileşen		İkinci Bileşen
P (gün)		0,653410628	
a (R_Θ)		4,629	
a_i (km)	$2,472\times10^6$		$0,749\times10^6$
M/M_Θ	2,51		0,76
R/R_Θ	2,03		1,32
R_1+R_2 (R_Θ)		3,35	
Log L/L_Θ	1,4686		0,1014
log g	4,22		4,08
M_{bol} (^{m})	1,0785		4,4965
BC (^{m})	-0,15		-0,18
M_v (^{m})	1,0568		4,6142
d (pc)		334,688	

Çizelge 4. Dizgenin salt nicelikleri

3.SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Çözümlemeden dizgenin yarı-ayrık olduğu sonucuna varılmış ve MODE 5'te,çözümleme sonucu elde edilen değerlerle LC programında 0,25 evre için oluşturulan model Şekil 7'de verilmiştir.



Şekil 7. Çözümleme sonucu 0,25 evre için oluşturulan model.

Dönem çözümlemesi sonucu bulduğumuz değerlere göre, madde aktarımı nedeniyle dizgenin döneminde meydana gelen değişim $(\dot{P})$,

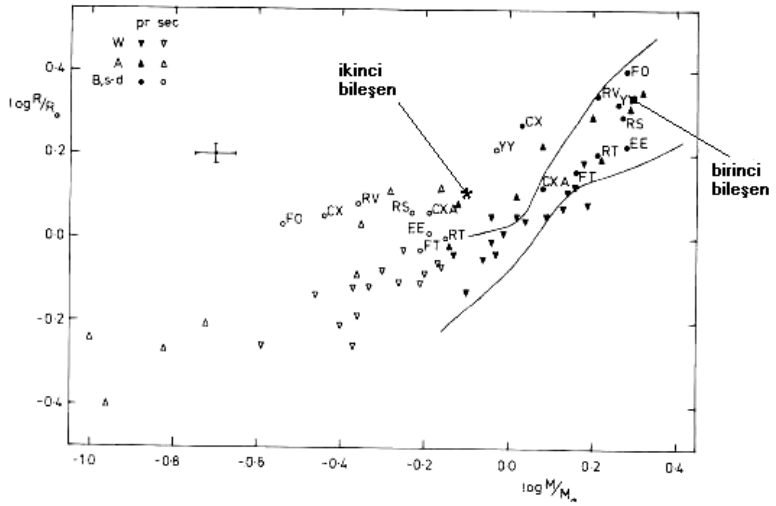
$$\dot{P} = 8.3899\times10^{-8}\ \mathrm{yr}^{-1}$$

bulunur. Eğer dizgenin kütle ve açısal momentum bakımından korunumlu olarak madde aktardığını (kütle kaybetmediğini) düşünürsek bu dönem değişimine karşılık gelen madde aktarım miktarı ($\dot{m}$) :

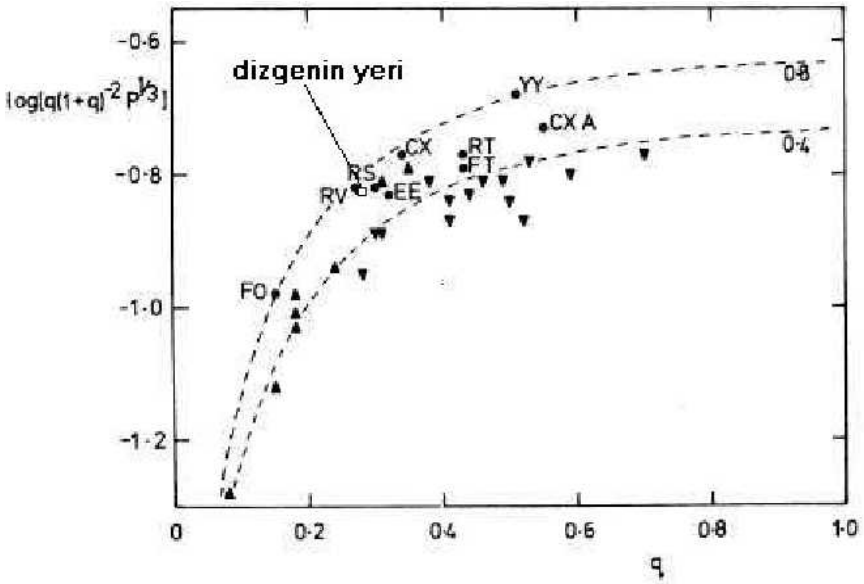
$$\dot{m} = 9,2874\times10^{-9}\ M_\Theta \mathrm{yr}^{-1}$$

bulunur.

Bileşenleri bulduğumuz yarıçap ve kütle değerlerine göre **Hilditch ve ark.(1988)'** nın hazırladığı M-R çizgesine koyduğumuzda (Şekil 8), ikinci ve birinci bileşenin, A-türü W Uma dizgelerinin bileşenlerinin bulunduğu bölgeye düştüğünü görmekteyiz. Bu çalışmada, bu bölgeye düşen benzer yıldızlar *"kısa dönemli değen olmayan (non-contact) ve EB türü ışık eğrisi gösteren yakın çift dizgeler"* olarak adlandırılmıştır.



Şekil 8. V836 Cygni dizgesinin ikinci (*) ve birinci (■)bileşeninin R-M çizgesindeki yeri.



Şekil 9. V836 Cygni dizgesinin (□) $H/\mu^{5/3}$ - q çizgesindeki yeri

Aynı çalışmada verilen $\mathbf{H/\mu^{5/3} = log[q(1+q)^{-2}.P^{1/3}\ ]}$' e karşı kütle oranı grafiğinde de (Şekil 9), çözümlemeden bulduğumuz değerleri yerine koyarsak $(\ log[q(1+q)^{-2}.P^{1/3}\ ]=\mathbf{-0,825};\ q=\mathbf{0,2843})$, dizgenin, değen yıldızların oluşturduğu grubun içine düştüğünü görmekteyiz. Genelde değmeye yakın (near.-contact) dizgelerin açışal momentumu değenlerden daha büyük olmalıdır. Dizgenin, grafikte bu bölgede, değen yıldızlarla aynı bölgede, çıkması bize onun değen olmaya epey yaklaştığını göstermektedir.

Bunlardan başka, O-C eğrisinde elde edilen farklara bakıldığında (Şekil 2.b), bu değişime neden olacak bir etki belirtmek zorunda kalmaktayız. Böylesi bir değişimin üçüncü bir bileşenin varlığı sonucu meydana geldiğini söylemek ilk bakışta anlamlı gibi görünse de, DC programında üçüncü cismin ışığı

serbest bırakılarak yapılan çözümlemede mantıklı sonuçlar elde edememekteyiz. Değişime karşılık gelecek ikinci bir neden yıldız etkinliği (leke) olabilir. Bu etkiyi belirlemenin en iyi ve kesin yolu yıldızın tayfında CaII H ve K çizgilerini aramaktır, ancak bileşenlerin arasındaki parlaklık farkı 4^m den büyük olduğundan ve çok büyük dönme genişlemesi etkisinden [$v_1$sini=152km/s; $v_2$sini=96km/s **Breinhorst ve ark.(1989)**], böylesi bir araştırmaya tayf alma olanağı olan araştırmacılar tarafından bile gidilememektedir.

NOT: Bu metindeki tüm şekillere **http://www.geocities.com/bulash836** adresinden ulaşabilirsiniz.

KAYNAKLAR DİZİNİ

Batten, A., 1973, Binary and Multiple Systems of Stars, Pergamon Press.
BBSAG: *Bedeckungveränderlichen-Beobachter der Schweizerische Astronomischen Gesellschaft-Bulletin.*
Bozkurt, Ş., 1982, *Inf. Bull. Var. Stars*, No:2124.
Bozkurt, Ş., 1991, *Profesorlük Sunum Tezi*, Ege Üniversitesi, Türkiye.
Brancewicz, H., Kreiner, J. M., 1976, *Inf. Bull. Var. Stars*, No:119.
Braune, W., Hübscher, J., 1967, *Astr. Nachr*., 290, 105.
Braune, W., Hübscher, J., Mundry, E., 1970, *Astr. Nachr*., 292, 185.
Breinhorst, R. A., Duerbeck, H. W., 1982, *J. Astrophys. Astr*., 3, 219.
Breinhorst, R. A., Kallrath J., Kämper, B. C., 1989, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 241, 559.
Cester, B., 1963, *Pubbl. Oss. Astr. Trieste*, No:317.
Deinzer, W., Geyer, E.,1959, *Z. Astrophys.*, 47, 211.
Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A., 1995, *A&AS*, 110, 329
Diethelm, R., Locher, K., 1969**,** *Orion*, 14, 23.
Diethelm, R., Locher, K., 1970, *Orion*, 28, 191.
Diethelm, R., Locher, K., 1971, *Orion*, 29, 21.
Diethelm, R., Isles, J., Locher, K., 1971a, *Orion*, 29, 142.
Diethelm, R., Isles, J., Locher, K., 1971b, *Orion*, 29, 182.
Duerbeck,. H. W.,Schumann, J. D., 1982, *J. Astrophys. Astr*., 3, 233.
Fürtig,W.,1963**,** *Mitt. Veränderl. Sterne*, 2, 9.
Harris, A. J., 1968, *AJ*, 73, 164.
Hegedus, T., Nuspl, J., 1986, *Act. Astron*., 36, 381H.
Hillditch, R., W., King, D., J., Mc Farlane, T., M., 1988, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 231, 341.
Keskin, V., *Varobs32, Atmex* ve *Kwee* adlı bilgisayar programları(http://astronomy.sci.ege.edu.tr/keskinv).
Kızılırmak, A., Pohl, E., 1969, *Astr. Nachr.*, 291, 111.
Kızılırmak, A., Pohl, E., 1974, *Inf. Bull. Var. Stars*, No: 937
Kwee, K., K., van Woerden, H., 1956, *Bull. Astron. Inst. Netherlands,* No:464, 327.
Locher, K., Diethelm, R., 1969, *Orion*, 14, 109.
Lucy, L. B., 1967, *Z. Astrophys*., 65, 89.
Morton, D. C., Adams, T. F., 1968, *ApJ*, 151, 611M.
Patkos, L., 1980, *Inf. Bull. Var. Stars*, No:1751.
Pohl, E., Kızılırmak, E., 1970, *Inf. Bull. Var. Stars*, No:456.
Popovici, C., 1970, *Inf. Bull. Var. Stars*, No:419.
Popper, M., D., 1980, *Ann. Rev. Astron. Astrophys,* 18, 155.
Roe, J., 1998, http://www.jamesroe.com/astro/v836cyg.gif
Schmidt, H.,1956, *Kleine Veröff. Remeis-Sternw.*, No:16.
Wester, J., 1977, *M.A. Thesis*, University of Tubingen, Germany.
Wilson, R., E., Devinney, E., J., 1971, *AJ*, 166, 605.
Wilson, R., E., 1998, *Computing binary star observables*.
Wolf, M., Diethelm, R., 1992, *Act. Astron.*, 42, 363W.
Zeipel, **H.Von,** 1924, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 84, 665.
Zhukov, G. V., Markova, L. T., 1993, *Inf. Bull. Var. Stars*, No:3927.

M Türü Yarı Düzenli Değişen Yıldızlarda Periyot – Renk Bağıntıları

Cahit Yeşilyaprak [1] ve Zeki Aslan [1,2]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)

ÖZET

M tayf türünden yarıdüzenli değişen (SR) yıldızların periyot – parlaklık bağıntıları konusunda yapılan çalışmalar, bu yıldızların belirgin bağıntılara sahip olduklarını göstermiştir. Bu çalışmada, M tayf türünden dev SR yıldızlarının periyot – renk bağıntıları incelenmiş, (B – V), (V – I), (V - R), (V - K), (R - I), (J - K), (H - K), (K - L), (K - 12) ve (12 - 25) renklerinde belirgin olan bağıntılar verilmiştir. Ayrıca bu bağıntılar ile zonklama, etkin sıcaklık ve kütle kaybı arasındaki ilişkiler tartışılmıştır.

GİRİŞ

SR yıldızları, geç tip (M, C, S) dev ve üstdevlerden oluşan, belirgin ama düzenli olmayan ışık değişimleri gösteren kırmızı yıldızlardır. Periyotları 20 gün ile 2000 gün arasında olabilir. Değişim genlikleri 2.5^m 'den azdır. Bu yıldızlar, Değişen Yıldızlar Kataloğu 'nda (GCVS4) alt sınıflara da (SRa, SRb, SRc, SRd) ayrılmışlardır (Kholopov vd. 1988). Kerschbaum ve Hron (1992) 'a göre SRa tipi olanlar ayrı bir sınıf değil, SRb ve Mira tipi değişenlerden oluşan karışık bir gruptur. Alt sınıflamaları belli olamayanlar, SR olarak gösterilmektedir ve genellikle yeterli bilgi veya gözlem verisi ve zamanı olmadığı için tanımlaması yapılamamıştır (Querci 1986, Lebzelter vd. 1995, Mattei vd. 1998). SR yıldızlarının temel özelliklerini (sınıflama, sıcaklık, ışınım gücü, uzay dağılımları vb.) gösteren çalışmalar Kerschbaum ve Hron (1992), Jura ve Kleinmann (1992), Kerschbaum ve Hron (1994), Lebzelter vd. (1995), Kerschbaum ve Hron (1996), Kerschbaum vd. (1996), Hron vd. (1997) ve Kiss vd. (1999) tarafından yapılmıştır. Mira ve SR türü kırmızı yıldızların üzerine yapılan çalışmaların önemi; öncelikle haklarında çok fazla bilgi olmaması, kütle kaybı ve zonklama özellikleri ile bu yıldızların fiziksel yapılarında meydana gelen değişimlerin belirlenmesi, ışınım güçlerinden dolayı ve periyot – parlaklık (PL) bağıntıları sayesinde galaksi yapısı çalışmaları ile galaksiler arası uzaklık ölçümlerinde bir gösterge olarak standart yıldız gibi kullanılabilmeleridir. Hem Mira hem de SR yıldızlarını içeren PL bağıntıları, Feast (1996), Bedding ve Zijlstra (1998), Whitelock ve Feast (2000), Aslan ve Yeşilyaprak (2000) tarafından daha önce çalışılmıştır. Ayrıca bazı SR yıldızlarının zonklama kiplerini ve periyotlarını değiştirdikleri de bilinmektedir (Cadmus vd. 1991, Percy ve Desjardins 1996, Bedding ve Zijlstra 1998, Bedding vd. 1998 ve Kiss vd. 1999). Mira ve SR türü yıldızların PL bağıntıları konusunda yapılan bazı çalışmaları özetlersek: Mira tipi yıldızların periyot – parlaklık – renk (PLC) bağıntıları Kanbur vd. (1997), oksijence zengin uzun periyotlu değişen yıldızların PLC bağıntıları ve sınıflandırılmaları Barthès vd. (1999) ile Barthès ve Luri (2001), özellikle kırmızı ötesi renklerde PLC bağıntıları konusunda Whitelock vd. (2000) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmalarda özellikle Mira tipi yıldızlar üzerinde durulmuş ve PLC bağıntıları incelenmiş, kırmızı ötesi renkler ile zonklama, kütle kaybı ve etkin sıcaklık arasındaki ilişkiler tartışılmıştır.

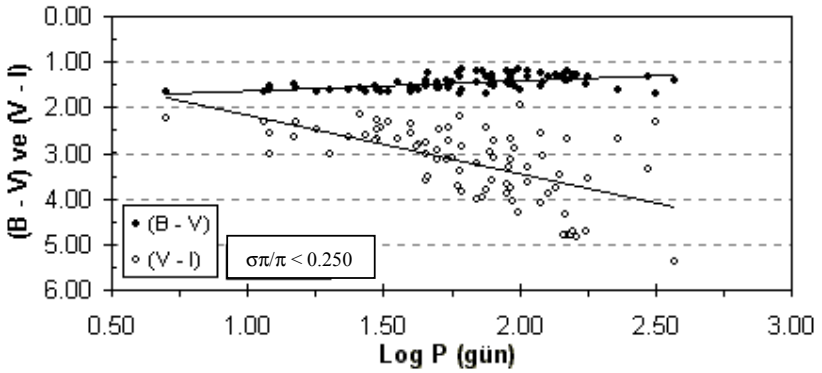
VERİLER

Yıldızlar Hipparcos Kataloğu'ndan (ESA 1997) seçilmiş SR tipi kırmızı dev yıldızlardır. Verilerinin bazıları (periyot, tayf türü, değişim tipi ve kırmızı ötesi parlaklıklar gibi) Değişen Yıldızlar Kataloğu 'ndan (GCVS4) (Kholopov vd. 1988), Simbad veri bankası ve literatürden tamamlanmıştır. Işınım gücü belli olmayan yıldızlar için Hipparcos paralaksları kullanılarak görünür mutlak parlaklıklar (M_V) hesaplanmış ve 2.5^m küçükler, dev olarak kabul edilmiştir. Yıldızlar seçilirken paralaks hatalarına dikkat edilmiş ve sadece paralaks hatası oranı ($\sigma\pi/\pi$) 0.250 ve 0.100 'den küçük olan yıldızlar alınmıştır. Periyotlar belirlenirken öncelikle Hipparcos ve GCVS4 periyotları kullanılmış, Koen ve Laney 'den (2000) de periyotlar eklenmiştir. Birden fazla periyota sahip yıldızların periyotları, kısadan uzuna doğru sıralanmış ve 500 günden uzun periyota sahip yıldızların, bu periyotları hesaplara katılmamıştır. Bütün bu kriterlere uyan yıldız sayısı, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için 80 ve $\sigma\pi/\pi \leq 0.100$ için 18 'dir.

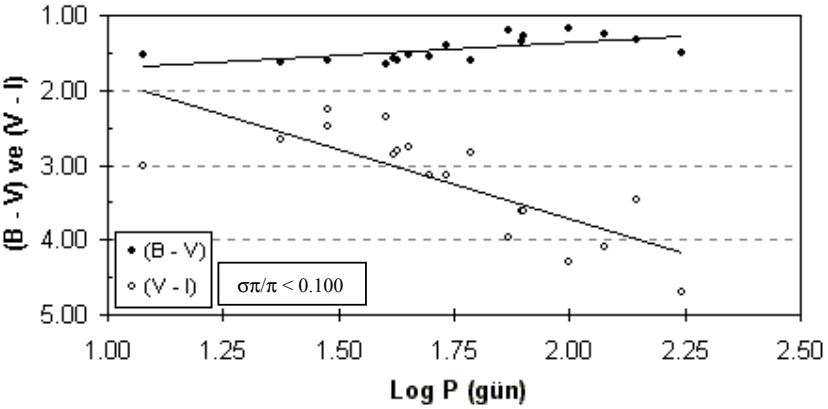
PERİYOT – RENK (PC) BAĞINTILARI

SR yıldızlarında PC bağıntıları, kırmızı ötesi renklere gidildikçe daha belirgin hale gelmektedir. (B - V) ve (V - I) renk verileri Hipparcos Kataloğu'ndan (ESA 1997), diğer kırmızı ve kırmızı ötesi renkler ise Simbad veri bankasından alınmıştır. (B - V) ve (V - I) renkleri ile periyotlar arasında $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ ve $\sigma\pi/\pi \leq 0.100$ için bulunan bağıntılar Şekil - 1 ve 2 'de verilmiştir. Bu bağıntılara, periyotu 20

günden küçük olan Hipparcos 'un keşfi olarak bilinen ve paralaks kriterlerine uyan SR yıldızları da eklenmiştir.



Şekil - 1 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için (B – V) ve (V – I) renk bağıntısı



Şekil - 2 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.100$ için (B – V) ve (V – I) renk bağıntısı

SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için bulduğumuz renk bağıntıları ve yıldız sayıları sırasıyla verilmiştir:

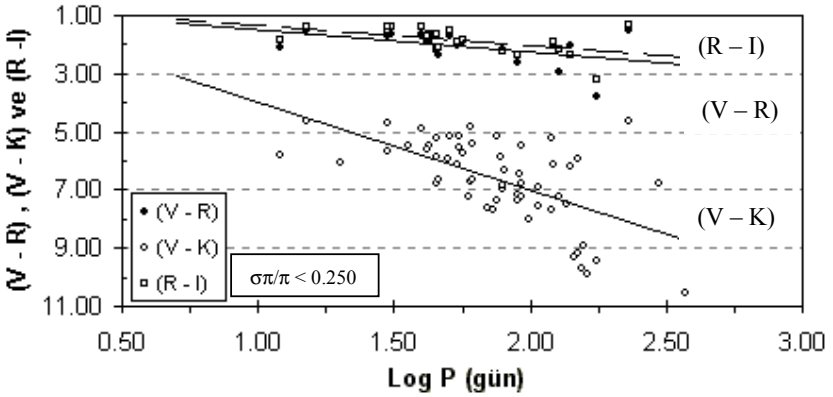
$$(B - V) = (-0.21 \pm 0.04)\ \mathrm{Log}\ P + (1.84 \pm 0.08) \quad (N = 80)$$
$$(V - I) = (1.29 \pm 0.20)\ \mathrm{Log}\ P + (0.87 \pm 0.37) \quad (N = 80)$$

Şekil – 1 'de (B – V) ve (V – I) renk bağıntılarından sapan yıldızların bazılarının değişim özellikleri ve periyotları kesin olmamakla beraber, bazı kaynaklarda SRa veya Mira tipi olarak tanımlanmıştır. SRa tipi yıldızların Kerschbaum ve Hron (1992) 'a göre ayrı bir sınıf değil, SRb ve Mira tipi değişenlerden oluşan karışık bir grup olduğu ve SR yıldızlarının periyotlarındaki belirsizlikler düşünüldüğünde, değişim tiplerindeki ve periyotlardaki belirsizliklerin, renk bağıntılarındaki saçılmaya neden olabileceği söylenebilir. SR yıldızlarında PC bağıntıları ve bu renklerle etkin sıcaklık, kütle kaybı ve zonklama özellikleri arasındaki ilişkiler özellikle kırmızı ve kırmızı ötesi renklerde daha belirgindir. Şekil – 3 'de, (V - R), (V – K) ve (R – I) renklerindeki bağıntıları verilmiştir. Bu renkler için elde edilen bağıntılar ve yıldız sayıları şu şekildedir:

$$(V - R) = (0.76 \pm 0.33)\ \mathrm{Log}\ P + (0.73 \pm 0.59) \quad (N = 21)$$
$$(V - K) = (3.03 \pm 0.52)\ \mathrm{Log}\ P + (0.92 \pm 0.99) \quad (N = 58)$$
$$(R - I) = (0.69 \pm 0.28)\ \mathrm{Log}\ P + (0.66 \pm 0.49) \quad (N = 21)$$

(V - R) ve (R - I) renk bağıntılarının hemen hemen örtüştüğü görülmektedir. SR yıldızlarında (B - V) rengi hariç kırmızı ötesi renklerde periyot büyüdükçe, yıldızlar daha kırmızı görünmektedir. TiO bantları bu yıldızlarda önemlidir ve görünür parlaklığı etkilerken, kırmızı ve ötesi parlaklıklarda etkili değildir (Pierce vd. 2000). Ayrıca Mira tipi yıldızların soğuk, tozlu ve kalın bir zarfa sahip oldukları ve bu zarfın Mira yıldızlarını görünür bölgede daha sönük, kırmızı ötesi renklerde ise daha parlak yaptığı bilinmektedir. Moleküler yoğunluk geç tayfsal tiplere gidildikçe görünür parlaklık azalmaktadır (Celis

1995). Bu yıldızların atmosferleri ve etraflarındaki toz bulutları düşünüldüğünde, kırmızı ötesi renklerde görülen renk bağıntıları şaşırtıcı değildir.

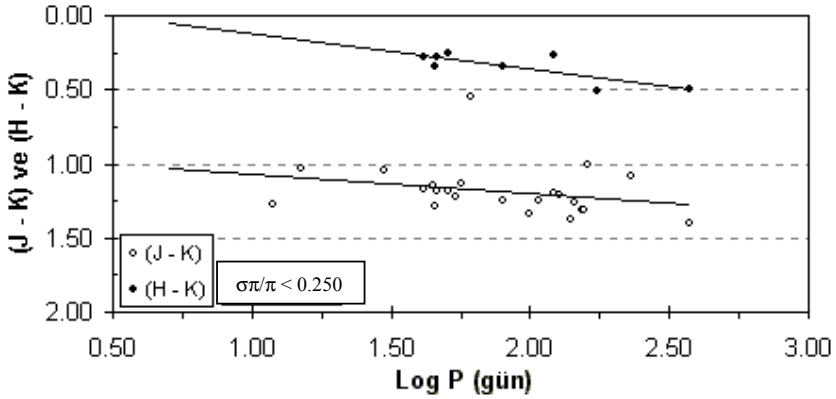


Şekil - 3 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için (V - R), (V – K) ve (R – I) renk bağıntıları

Barthès ve Luri 'nin (2001) uzun periyotlu değişen yıldızlar (Mira ve SR dahil) için yaptığı çalışmada, teorik ve gözlemsel verilere göre (V – K) rengi etkin sıcaklığın bir çeşit göstergesidir ve (V - K) rengi büyüdükçe, etkin sıcaklık azalmaktadır. Barthès vd. 'nin (1999) daha önceki, özellikle Mira ve SRb yıldızları için ortak olarak yaptığı çalışmada bulduğu bağıntılar sırasıyla;

$$(V - K) = (10.80 \pm 0.58)\,(\text{Log P} - 2.48) + (8.51 \pm 0.05),$$
$$(V - K) = (2.54 \pm 0.28)\,(\text{Log P} - 1.75) + (6.20 \pm 0.10)$$

şeklindedir. Her iki bağıntıda hem Mira hemde SRb tipi yıldızlar içermektedir. Barthès vd. (1999) ile bu çalışmada bulduğumuz (V – K) periyot – renk bağıntısı karşılaştırıldığında, Mira ve SR tipi yıldızların oldukça farklı bağıntılara sahip oldukları görülmektedir.



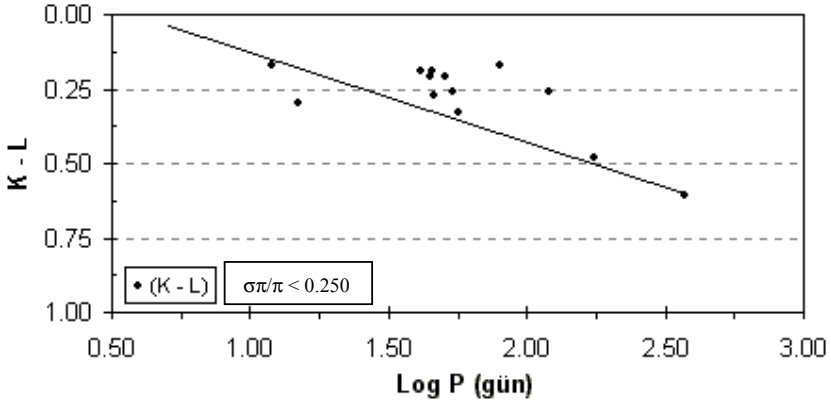
Şekil – 4 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için (J – K) ve (H – K) renk bağıntıları

Mira tipi yıldızlar daha uzun periyotlara sahiptirler ve SR tipi yıldızlara göre daha kırmızı görünmektedirler. Mira tipi yıldızların kütle kaybı oranları ile bağlantılı olarak etraflarında daha kalın bir zarfa ve daha geniş atmosfere sahip oldukları bilinmektedir (Zeilik vd. 1992). (R – I) rengi ile (V – R) arasında bir fark yoktur ve Bessell vd. 'nin (1989) yaptıkları çalışmada, (R -I) rengi ile yine etkin sıcaklık arasında bir bağıntı olduğu belirtilmiştir. (R – I) renk değeri büyüdükçe, etkin sıcaklık azalmaktadır. Etkin sıcaklık 3200 K 'den daha düşük sıcaklıklarda (R – I) renk artışı azalmakta ve nerdeyse sabitlenmektedir. Mira tipi yıldızlar için bulunan bu özellik SR tipi yıldızlara da uymaktadır ve kullandığımız yıldızların literatürden bulduğumuz etkin sıcaklık değerleri ile Bessell vd. 'nin (1989) bulduğu bu bağıntı uyuşmaktadır. Buna göre, bu çalışmada kullanılan SR yıldızlarının bilinen etkin sıcaklıkları yaklaşık 3700 K ile 2500 K arasında değişmektedir. Yine kırmızı ötesi renklerden (J - K) ve (H – K) için bulduğumuz PC bağıntıları Şekil – 4 'de ve eşitlikleri aşağıda verilmiştir:

$$(J - K) = (0.13 \pm 0.10) \text{ Log } P + (0.94 \pm 0.19) \quad (N = 23)$$
$$(H - K) = (0.24 \pm 0.07) \text{ Log } P + (-0.11 \pm 0.15) \quad (N = 8)$$

Barthès ve Luri 'ye göre (2001), (J- K) rengi de etkin sıcaklığın bir göstergesidir ve renk değeri arttıkça etkin sıcaklık azalmaktadır. Barthès vd. (1999) 'nin sadece SRb yıldızları için bulduğu (J - K) bağıntısı ile bu çalışmada bulduğumuz renk bağıntısı arasında çok büyük bir fark yoktur ama Mira tipi yıldızlar için bulduklarından oldukça farklıdır. Ayrıca (J – K) ve (H - K) renkleri atmosferik genişlemeye çok hassastır ve geniş atmosferlere sahip Mira tipi yıldızların bu renklerde daha kırmızı göründükleri bilinmektedir (Whitelock vd. 2000). Bu sonucun SR yıldızları içinde doğru olduğu, aşağıda (K - L) rengi ile birlikte tartışılacaktır.

Kırmızı ötesi renklerden (K - L) rengi için bulunan bağıntı Şekil – 5 'de verilmiştir.



Şekil – 5 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için (K – L) renk bağıntısı

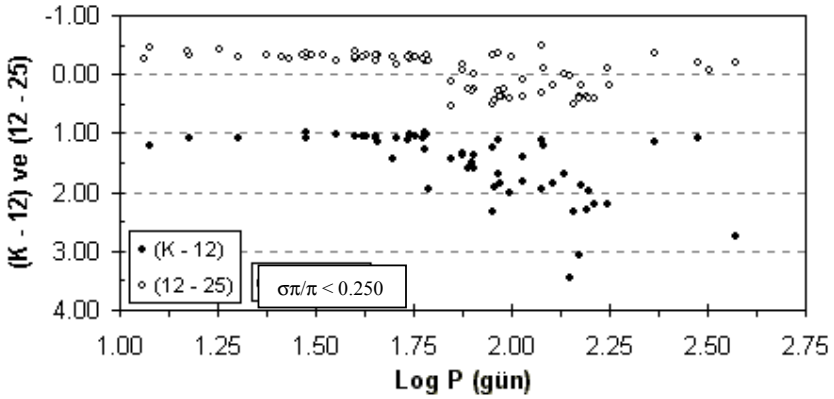
(K - L) rengi için bulduğumuz bağıntı ve yıldız sayısı aşağıda verilmiştir:

$$(K - L) = (0.30 \pm 0.23) \text{ Log } P + (-0.18 \pm 0.41) \quad (N = 14)$$

(K - L) rengi Mira tipi yıldızlarda, verilen bir periyotta yıldızın zonklama genliğine bağlıdır ve modellerle karşılaştırıldığında, bu atmosferik genişlemenin bir sonucudur. Büyük genlikli zonklamalar, çok geniş atmosferlerin göstergesidir. Bu daha küçük genlikli zonklamalarla karşılaştırıldığında, daha kırmızı (K – L) ve (H – K) rengi demektir (Whitelock vd. 2000). Bulduğumuz (K - L) ve (H – K) bağıntılarına göre; SR yıldızlarının periyotu arttıkça, renk değerleri artmakta ve bu, Mira tipi yıldızlara benzer olarak SR tipi yıldızların zonklama genliğindeki artışın ve atmosferlerinin genişlediğinin bir göstergesi sayılabilir. Zonklama genlikleri ile kipleri arasında ters bir ilişki olduğu bilinmektedir. Zonklama genliği azaldıkça, üst kiplerde zonklama görülmektedir. Mira ve SR tipi yıldızların zonklama kipleri incelendiğinde; gözlenen zonklama genliklerine göre (Hill ve Willson 1979, Willson 1982, Bowen 1988 ve Wood 1990), Mira tipi yıldızlar temel harmonikte, SR tipi yıldızlar 1. ve daha üst kiplerde; açısal çap ölçümlerine göre (Haniff vd. 1995 ve Van Leeuwen vd. 1997) Mira tipi yıldızlar 1. kipte, SR tipi yıldızlar 2. ve daha üst kiplerde zonkladıkları belirtilmektedir. Yine Wood ve Sebo 'ya (1996) göre periyotlardan çıkan sonuç, Mira tipi yıldızlar temel harmonikte, SR tipi yıldızlar ise 1. ve 2. kipte zonklarlar. Barthès 'in (1998) yaptığı çalışmada ise, Mira'ların 1. kipte, SR 'lerin 2. ve daha üst kiplerde zonkladıkları kabul edilmiştir. Barthès ve Tuchman (1994) ile Barthès ve Mattei 'nin(1997) birkaç Mira tipi yıldız üzerinde yaptığı çalışmada, birden fazla kipte (temel ve 1. kip) zonkladıklarını göstermiştir. Bu çalışmalar ve bulduğumuz renk bağıntıları ile zonklama genlikleri dikkate alındığında, SR tipi yıldızların Mira tipi yıldızlar gibi uzun periyotlarda temel harmonikte veya 1. kipte, kısa periyotlara gidildikçe üst kiplerde zonkladıklarını söyleyebiliriz.

Whitelock vd. 'nin (2000) çalışmalarında, çok geniş atmosferlere sahip Mira tipi yıldızların yüksek kütle kaybı oranlarına sahip oldukları belirtilmiştir. Yine aynı çalışmada, büyük kütle kaybı olan yıldızların çoğunun uzun periyotlara sahip oldukları (P > 300 gün gibi), düşük kütle kaybı oranlarının ise her tür periyota sahip yıldızlarda görülebileceği söylenmiştir. Kütle kaybı ile özellikle kırmızı ötesinde (K-12) renginin arasında bir bağıntı olduğu bilinmektedir (Whitelock vd. 1994, 2000). Bu ilişkiye göre, kütle kaybı oranı arttıkça ve yıldızı saran kabuk kalınlaştıkça, (K – 12) renk değeri de artmaktadır (Whitelock vd. 1994). Kısa periyotlara sahip fakat kütle kaybı oranı yüksek bilinen sadece

2 SR yıldızı vardır: L_2 Pup ve V CVn 'dir (Whitelock vd. 2000). SR yıldızlarında, periyot ile (K – 12) ve (12 - 25) renkleri arasındaki bağıntılar Şekil – 6 'da gösterilmiştir.

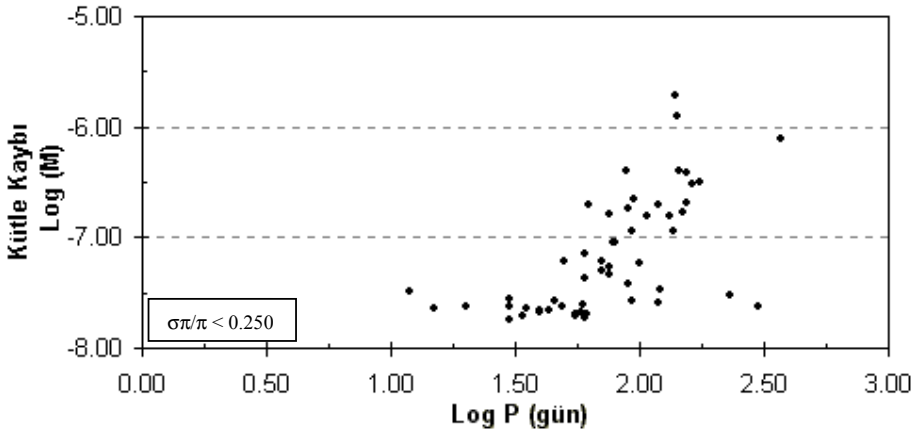


Şekil – 6 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için (K – 12) ve (12 - 25) renk bağıntıları

Şekil – 6 'da verilen her iki renk bağıntısı daha önce verilenlerden oldukça farklıdır ve doğrusal bir ilişkiden çok belirli bir periyottan (~60 gün) sonra, PC bağıntısında bir saçılma oluşmaktadır. Bu saçılmanın başladığı yer her iki renkte de aynı periyota rastlamaktadır. Belirli bir periyottan sonra yıldızların renk dağılımları daha geniş aralıkta görülmektedir. Aynı özellikteki dağılıma, daha önce yaptığımız Hipparcos parlaklıklarındaki değişim genlikleri ile periyotlar arasındaki ilişkiyi gösterir çalışmada (Aslan ve Yeşilyaprak 2000) rastlanmış ve aynı sekilde belirli bir periyottan (~60 gün) sonra, değişim genliklerindeki dağılımın daha geniş aralıkta oluştuğu görülmüştür. (K - 12) rengi ile kütle kaybı arasındaki ilişkinin, (12 - 25) rengindeki dağılım benzerliğinden dolayı, bu renginde bir kütle kaybı göstergesi olabileceği düşünülebilir. Ayrıca bu dağılım, aynı şekilde (K - 25) renginde de görülmüştür. (12 - 25) rengi yıldızı saran kabuğun genişliğine de duyarlıdır ve kabuk ince ise (12 - 25) renginin değeri azalmaktadır. Bu renkler ile kütle kaybı oranı arasındaki bağıntıyı görebilmek için, Mira tipi yıldızlarda Whitelock vd. 'nin (1994) yaptığı, daha sonra Le Bertre ve Winters (1998) ile Olivier vd. 'nin (2001), kütle kaybı ile (K - 12) rengi arasındaki ilişkiyi formalize ettiği şu eşitlik kullanılmıştır:

$$\text{Log (M)} = [\ a / ((K - 12) + b\ )\ ] + c$$

oksijence zengin yıldızlar için kabul edilen sabitler, a = -21.34, b = 3.00, c = -2.40 'dır.



Şekil – 7 : SR yıldızlarında, $\sigma\pi/\pi \leq 0.250$ için (K - 12) renginden hesaplanan kütle kaybı oranları ile periyot arasındaki ilişkiyi gösteren bağıntı

Bu eşitlik yardımıyla (K – 12) renklerini kullanarak, SR yıldızları için kütle kayıp oranlarını hesapladık ve periyotlarına göre Şekil – 7 'de noktaladık. Şekil – 7 'den görüldüğü gibi, kütle kaybı oranı ile periyot arasındaki bağıntı, (K - 12) ve (12 - 25) renkleri ile periyotlar arasındaki bağıntılarla benzerdir. Aynı şekilde belirli bir periyottan (60 gün) sonra, kütle kaybı oranlarında saçılma oluşmakta ve periyot arttıkça kütle kaybı oranı da artmaktadır. Mira tipi yıldızlarda da kütle kaybı oranı arttıkça zonklama periyotu artmaktadır (Groenewegen vd. 1999). Bu sonuç, zonklama genlikleri ile renkler arasındaki ilişkiyede uymaktadır. Ayrıca kütle kaybı oranının artış yönünün sırasıyla SRb, SRa ve Mira olduğu

Kerchbaum ve Hron 'un (1994) çalışmalarından bilinmektedir. SR yıldızları için bulduğumuz kütle kaybı oranları kendi içinde incelendiğinde, kütle kaybı hesaplanmış SRa tipi yıldızların hepsinin, Şekil - 7 'de verilen dağılımın saçılmış bölgesinin en sağında toplandığı da bu sonucu destekler yöndedir. Bu sonuçlardan, zonklama genliği ve kütle kaybı fazla olan SR tipi yıldızların (SRa tipi yıldızlar gibi) Mira tipi yıldızlara doğru evrimleştiği söylenebilir. Ayrıca (K - 12) ve (12 - 25) renk bağıntılarında görünen, yaklaşık 60 günlük periyottan sonra başlayan kütle kaybı oranındaki artış ve saçılmanın, belirgin bir kütle kaybı başlangıcı için periyot kriteri olabileceği düşünülebilir. Bunu destekler yönde bir sonuçta, yine oksijence zengin ve etrafında toz bulutu bulundurmayan SRb tipi yıldızların periyotlarının 70^d 'den az olmasıdır (Kerschbaum ve Hron 1992). Kırmızı yıldızlar için yapılacak periyot belirleme çalışmaları, kırmızı ötesinde yapılacak gözlemler ve kütle kaybı çalışmaları, SR yıldızları hakındaki belirsizlikleri azaltacak ve bu yıldızların özelliklerinin ortaya çıkmasına yardım edecektir.

KAYNAKLAR

Aslan Z., Yeşilyaprak C., 2000, in Variable Stars as Essential Astrophysical Tools, Ed. Ibanoglu C., NATO-ASI, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, Series C, Vol. 544, 503 - 510
Barthès D., 1998, AA, 333, 647
Barthès D., Tuchman Y., 1994, AA, 289, 429
Barthès D., Mattei J. A., 1997, AJ, 113, 373
Barthès D., Luri X., Alvarez R., Mennessier M. O., 1999,AASS, 140, 55
Barthès D., Luri X., 2001, AA, 365, 519
Bedding T. R., Zijlstra A. A., 1998, ApJ, 506, L47
Bedding T. R., Zijlstra A. A., Jones A., vd., 1998, MNRAS, 301, 1073
Bessell M. S., Brett J. M., Scholz M., Wood P. R., 1989, AASS, 77, 1
Bowen G. H., 1988, ApJ, 329, 299
Cadmus Jr. R. R., Willson L. A., Sneden C., vd., 1991, AJ, 101, 1043
Celis L. S., 1995, ApJS, 98, 701
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogue, ESA SP – 1200
Feast M. W., 1996, MNRAS, 278, 11
Groenewegen M. A. T., Baas F., vd., 1999, AAS, 140, 197
Haniff C. A., Scholz M., Tuthill P. G., 1995, MNRAS, 276, 640
Hill S. J., Willson L. A., 1979, ApJ, 229, 1029
Hron J., Aringer B., Kerschbaum F., 1997, AA, 322, 280
Jura M., Kleinmann S. G., 1992, ApJS, 83, 329
Kanbur S. M., Hendry M. A., Clarke D., 1997, MNRAS, 289, 428
Kerschbaum F., Hron J., 1992, AA, 263, 97
Kerschbaum F., Hron J., 1994, AASS, 106, 397
Kerschbaum F., Hron J., 1996, AA, 308, 489
Kerschbaum F., Lazaro C., Habison P., 1996, AASS, 118, 397
Kholopov P. N., Samus N. N., Frolov M. S., vd., 1988, General Catalogues of Variable Stars, 4^{th} Edition, Nauka Publishing House, Moscow, (GCVS4)
Kiss L. L., Szatmary K., Cadmus Jr. R. R., vd., 1999, AA, 346, 542
Koen C., Laney D., 2000, MNRAS, 311, 636
Le Bertre T., Winters J. M., 1998, AA, 334, 173
Lebzelter T., Kerschbaum F., Hron J., 1995, AA, 298, 159
Mattei J. A., Foster G., Hurwitz L. A., vd., 1998, in the Proceedings of the ESA Symposium, Hipparcos – Venice '97, ESA SP – 402, 269
Olivier E. A., Whitelock P. A., Marang F., 2001, MNRAS, 326, 490
Percy J. R., Desjardins A., 1996, PASP, 108, 847
Pierce M. J., Jurcevic J. S., vd., 2000, MNRAS, 313, 271
Querci M., 1986, The M Type Stars, Ed. Johnson H. R., Querci F. R., NASA SP – 492
Van Leeuwen F., Evans D. W., Grenon M., vd., 1997, AA, 323, L61
Whitelock P. A., Feast M. W., 2000, MNRAS, 319, 759
Whitelock P. A., Marang F., Feast M. W., 2000, MNRAS, 319, 728
Whitelock P. A., Menzies J. W., Feast M. W., vd., 1994, MNRAS, 267, 711
Willson L. A., 1982, in Pulsations in Classical and Cataclysmic Variable Stars, ed. J. P. Cox, C. J. Hansen, Joint Inst. Lab. Astrop. Ed, Boulder, 269
Wood P. R., 1990, in From Miras to Planetary Nebulae, ed. Mennessier M. O., Omont A., Editions Frontières, Gif-sur-Yvette, 67
Wood P. R., Sebo K. M., 1996, MNRAS, 282, 958
Zeilik M., Gregory S. A., vd., 1992, Introductory Astronomy and Astrophysics, Saunders Col. Pub.

T40 ile CG Cyg'nin CCD Gözlemleri

Ethem DERMAN[1] Rahşan KALCI[2] ve Levent GÜRDEMİR[2]
[1]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[2]Ankara Üniversitesi Gözlemevi

Özet: CG Cyg örten değişen çift yıldızını Ankara Üniversitesi Gözlemevinde uzun yıllardır gözleniyor ve ışık değişiminin nedenleri araştırılıyordu. Bu yılda yine gözlerken TUG ile eşzamanlı gözleyerek elde ettiğimiz ışık eğrilerindeki bazı sorunlara çözüm bulmayı düşündük. Bir tesadüf eseri olarak T40'a bağlı CCD ile TUG'da ilk kez uzun süre gözlem yapma olanağına sahip olduk. Bu çalışmada CG Cyg bir yana CCD gözlemlerini, indirgerken yaşadığımız sorunları ve bu yeni algılayıcı ile gözlem yapmanın iyi ve kötü yanlarını ortaya koymayı düşündük. Son olarak da CG Cyg'nin dağınık ışık eğrisi ile ilgili saptamalarımızı vereceğiz.

Giriş

CG Cyg eğer ardışık iki gün gözlemini yaparsanız (dönemi 0.6311435 gün) size tamamlanmış güzel bir ışık eğrisi verir. Eğer bu yıldızı bir gözlem sezonunda sürekli olarak gözlerseniz, ışık eğrisi tutulmalar dışında çok saçılma gösterir. Bu saçılmanın gözlem koşullarından mı yoksa yıldıza özgü değişimlerden mi kaynaklandığı, açıklanması gereken bir sorundur. Kısa dönemli RS CVn türü bir yıldız olduğundan bu konuda çalışan bir çok gökbilimci bu yıldızı gözlemiştir ve gözlemlerine devam etmektedir. Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevinde uzun süredir bu yıldızı gözlüyoruz. Bunları bir türlü yayına dönüştüremeyişimizin en büyük nedeni bu saçılmış ışık eğrisidir.

TUG'un uygun koşullarını kullanarak Ankara ile birlikte eş zamanlı gözlem yaptığımızda sözkonusu soruna bazı çözümler bulabileceğimizi düşünerek gözlem zamanı istedik. Bize verilen gözlem günlerini iki proje paylaşıyordu. İlk gece sabaha karşı 3 saat normal fotometre ile yaptığımız gözlemleri indirgediğimizde gözlem kalitesinin çok kötü olduğunu gördük. Teleskobun sürme mekanizması iyice kötülemişti. Ayrıca nedeni bilinmeyen ve bir çok gözlemcinin dile getirdiği "eğer yıldızı diyaframın ortasına koymazsanız sayımlar düşüyor" ifadesini de göz önüne alınca moralimiz çok bozuldu. Onun üzerine "bunun çaresi nasıl buluruz?" sorumuzun üzerine TUG yönetimi CCD ile gözlem yapmamızı önerdi. Ilk kez bu algılayıcıyı kullanacaktık ve ne yapacağımızı bilmiyorduk. Bu konuda bize yardım eden Sayın Varol Keskin'e teşekkür ediyoruz.

Gözlemler

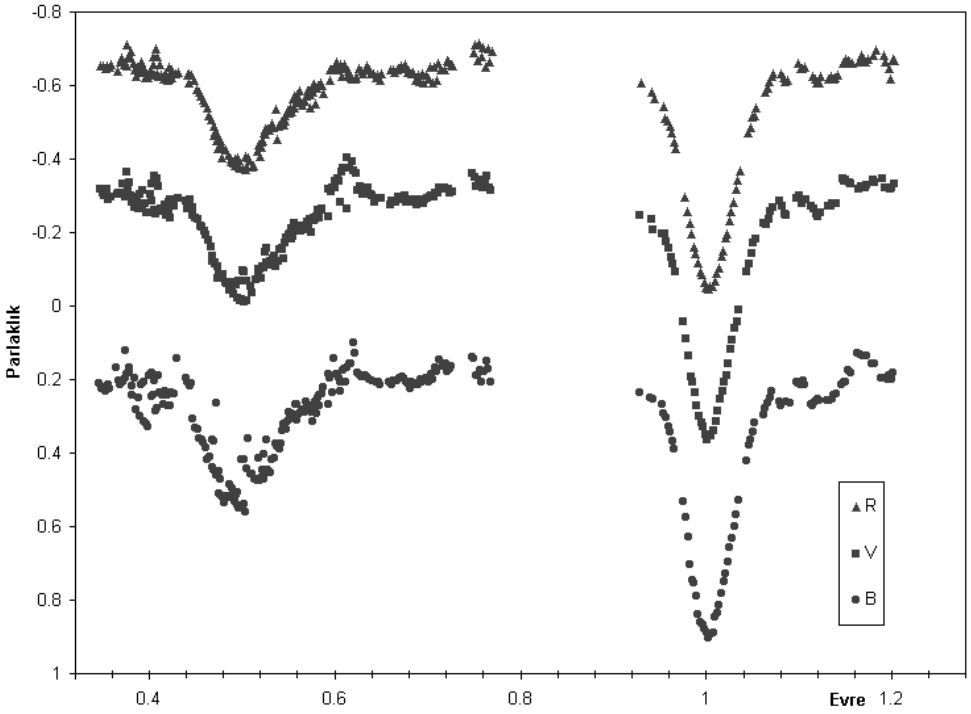
CCD ile yaptığımız gözlemler 7-8-9 Ağustos günlerini kapsamaktadır. 8 Ağustos'ta gecenin yarısı kapalı olduğu için toplam 2.5 gün gözlem yapılmıştır. Bu toplantıda ayrıntıları verilen Apogee firmasının ürettiği AP7p CCD'sinin görüş alanı 4 yay dakikası kare olduğu için aynı görüntü içine her zaman kullandığımız mukayese yıldızı (BD +34º4216) düşmüyordu. Görüntüde CG Cyg'nin parlaklığına en yakın olan Yü'nün (Yü 1923) yıldızı vardı. Bunun dışında kalan tüm yıldızlar sönük olmasına karşın yaklaşık 6 yıldızın da değerleri indirgeme sırasında okundu. CG Cyg'nin ışık eğrisindeki saçılmaları Yü'nün yıldızına bağlayan bulgular varsa da bazı araştırmacılar bu yıldızın ışığının bazı dönemlerde hiç değişmediğini de bulmuşlardır (Zeilik ve Ark., 1994).

Gözlem sırasında kullanılan MaxIm DL programında ilgili seçenek (simple autodark) kullanılarak elde edilen görüntüler bias ve kara akım için otomatik düzeltilmiş olarak alındı. Her sabah gökyüzünden aldığımız flat görüntülerinden yine MaxIm DL programı kullanarak gerekli düzeltme yapılmıştır. Bir paylaşımlı yazılım olan IRIS programı kullanılarak görüntülerdeki şiddet değerleri okunmuştur. Daha sonra her zaman kullandığımız bie Excel makrosu ile bu gözlemleri indirgedik.

Sonuçlar

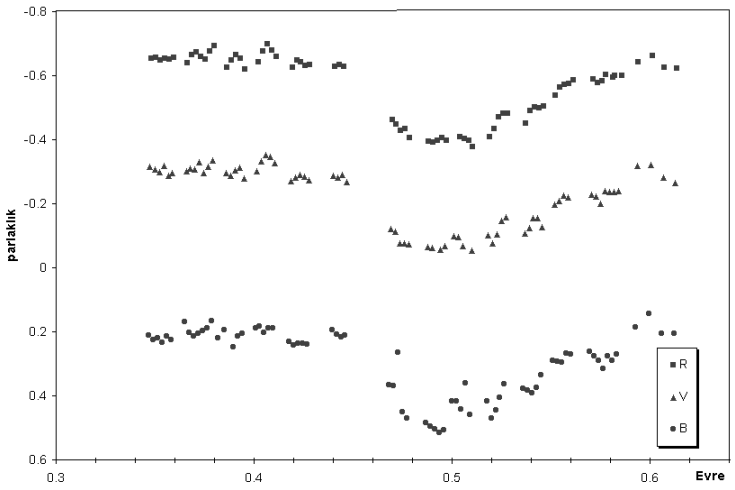
Elde ettiğimiz ışık eğrisi B, V ve R rengi için Şekil 1'de gösterilmektedir. Yıldız tutulmalar dışında ilginç bir dalga hareketi göstermektedir. Bu dalga hareketinin çok hızlı değiştiği

Not: CG Cyg'nin gözlemleri, 7-8-9 Ağustos 2002 tarihlerinde, TUBITAK Ulusal Gozlemevi'nin (TUG - Bakırlıtepe, Türkiye), 40 cm'lik teleskobu ile 512x512'lik CCD kullanılarak yapılmıştır.



Şekil 1. 7, 8 ve 9 Ağustos 2002 tarihlerinde T40 teleskobu ile vd CCD kullanılarak elde edilen CG Cyg'nin ışık Eğrisi.

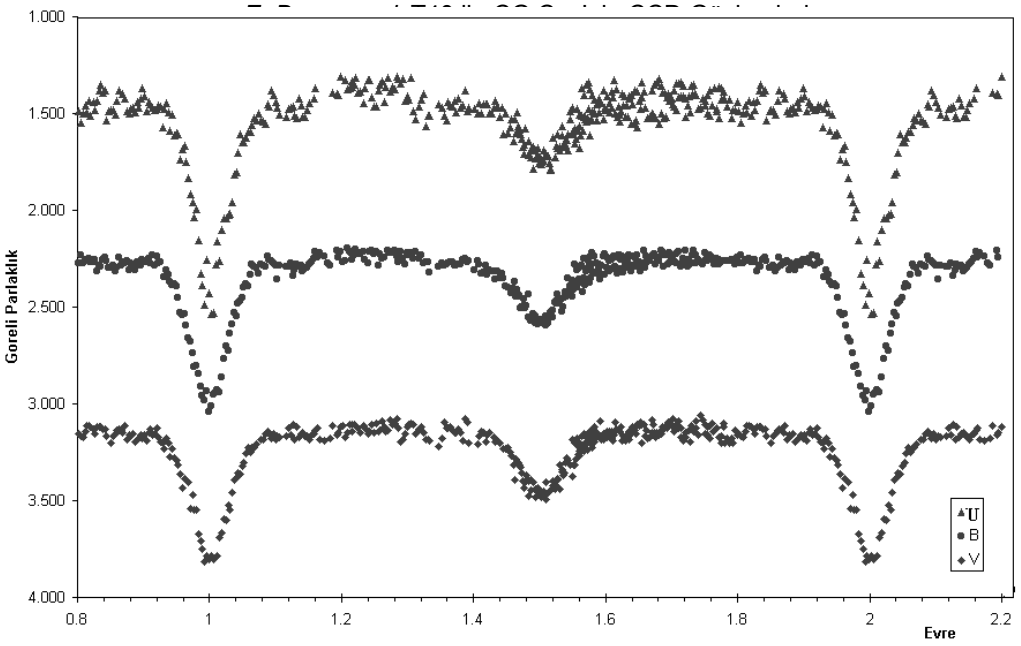
kanaatindeyiz. Eğer gözlem süremiz uzun olsaydı bunu da kanıtlayabilirdik. İkinci minimum bir gün ara ile iki kez gözlendi ve orada dahi saçılma hemen farkedilmektedir. Şekil 2'de ilk gece gözlenen II. Minimum görülmektedir. V ve R bandında yapılan gözlemlerdeki saçılma hemen göze çarpmaktadır. Burada B rengindeki saçılmanın nedeni gürültüdür. Her ne kadar Ankara'da hava kapalı olduğu için eş zamanlı gözlem yapamamışsak da bu gözlem sezonunda elde ettiğimiz CG Cyg'nin ışık eğrisi Şekil 3'de verilmiştir.



Şekil 2. İlk gece yapılan gözlemlerde saçılmanınbüyüklüğü görülmektedir. B rengindeki saçılma gürültüden kaynaklanmaktadır

Diğer saptamalarımızı ise maddeler halinde yazmakta büyük yarar var.

- CCD ile gözlem yapmanın yararları çok fazla. Her şeyden önce sürekli teleskop başında durmaya gerek yok. Kullanılan programa 50 görüntü al komutunu verdikten sonra yaklaşık 1.5-2 saat kendinize izin verebiliyorsunuz. Bu durum çok soğuk kış geceleri için gözlemcilerin sağlık sorunlarını çözmektedir.
- Teleskobun sürücü sisteminin iyi çalışmaması indirgeme sırasında sorun yaratmamaktadır. Eğer değişen yıldız görüntü üzerinde çizgi halinde görünüyorsa mukayese de aynı olacağından sorun yaratmamaktadır. Gök sinyallerini hep yıldız görüntüsü olmayan bölgelerden aldığımız için sorun yaşanmamıştır. Alınan görüntülerin %70'inde yıldızların şekli yumurtamsı veya çizgi halindeydi.
- TUG'a gelecek gözlemciler için T40'da CCD'yi nasıl kullanacaklarına dair bir yönerge hazırlanmalı. Gözleme gelmeden önce bu yönerge okunmalı. Kullanılan MaxIm DL programının Demo sürümü internetden alınmalı ve gözleme gitmeden



Şekil 3. Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 2002 gözlem sezonunda elde edilen ışık eğrisi.

önce bu programın kullanım kılavuzu dikkatlice okunmalıdır.

- Gözlem sırasında en iyi sinyal görüntü oranını yakalayabilmek için her rengte uygun poz süresi seçilmeli. Biz B, V ve R'de 30 saniyelik poz süresi kullandığımız için indirgeme sırasında güçlükler yaşadık. Doğal olarak poz süresi görüntüdeki parlak yıldıza göre değişecektir. TUG'un yönergesinde parlaklık ve tayf türüne göre bir çizelge verilebilir veya ilk gece yarım saatin sonunda bunlar saptanabilir.
- Ardışık aynı rengte alınan aynı yıldızın görüntü şiddetleri farklı olduğundan mukayese için farklı bölge alınması sonuç vermemektedir. O nedenel mukayese yıldızı ile değişen 4 yay dakikalık alan içinde olması gerekir.

Kaynakça

Yü, c. –S., 1923, Astrophysical J. 58, 75.

Zeilik M., Gordon, S., Jaderlund, E., Ledlow, M., Summers, D.L., Heckert, P.A., Budding, E., Banks, T.S., 1994, Astrophys. J., 421, 305.

DH Leonis'in Atmosfer Etkinliği ve Üçlü Doğası

Emre Işık[1], Zeki Aslan[1,2]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya 07058
[2]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya 07058

Özet

Bu çalışmada K0V+K7V türünde ($P_{yör}$ = 1.07 g) bir BY Draconis çifti ile K5V türü bir üçüncü bileşenden oluşan DH Leonis'in bileşenlerindeki atmosfer etkinliği ve yörünge dinamiği incelenmiştir. Renkküre kaynaklı Hα salmasının bileşenlere dağılımı ve değişimi incelenmiş, ayrıca manyetik etkinliğin uzun dönemli davranışı 27 yıllık ışıkölçümün ışığında irdelenmiştir. Uzun dönemi kapsayan veriler kullanılarak üçlü dizgenin yörünge nicelikleri elde edilmiş, astrometrik verilerle karşılaştırılmıştır.

1. Giriş

DH Leo = HD 86590, üç bileşenli BY Draconis türü bir yıldız dizgesidir. Özellikleri Çizelge 1'de verilmiş olan dizgenin görsel tayfı Bolton vd. (1981), Barden (1984, 1985), ve Newmark vd. (1990) tarafından, ışık değişimleri ise Aslan (1981), Aslan vd. (1992), ve Aslan (1993) tarafından incelenmiştir. DH Leo, şimdiye dek gözlenmiş BY Dra türü çiftleri arasında üçüncü bileşeni olduğu bilinen birkaç dizgeden biridir. Tutulma göstermeyen dizgenin hızlı biçim değişimleri gösteren ışık eğrisi, Johnson V bandında ortalama 0.15 kadir genliğe sahiptir. Bu değişimlerin bileşen yıldızlar üzerindeki leke alanlarından ileri geldiği, tayfsal bulgularla da desteklenmiştir. Işık eğrisindeki genlik değişimleri, birkaç hafta gibi kısa sürelerde olmaktadır. Dizgenin tayf gözlemleri, ışıkölçüm minimumunun karşılık geldiği evrelerde Hα'da renkküre kaynaklı artık salma olduğunu göstermiştir. Çiftin yörüngesi iyi bilinse de, üçüncü bileşenle ortak yörüngesine ilişkin şimdiye dek uzun dönemli bir gözlemin sonucu yayınlanmamıştır.

Bu çalışmada DH Leo'nun atmosfer etkinliği, ışıkölçüm ve tayfölçüm yöntemleriyle incelenmiştir. Yeni gözlemler, Catania Astrofizik Gözlemevi'nin 0.9 m çaplı teleskopuna bağlı echelle tayfölçer ve 0.8 m çaplı otomatik ışıkölçüm teleskopuna bağlı ışıkölçer ile 2000 yılı Nisan ayında alınmıştır. Bunların dışında, Aslan vd'nin (1992) Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gerçekleştirilimiş olan ışıkölçüm gözlemleri ve Catania Astrofizik Gözlemevi'nde yapılmış ışıkölçüm de (Messina 1998) kullanılmıştır.

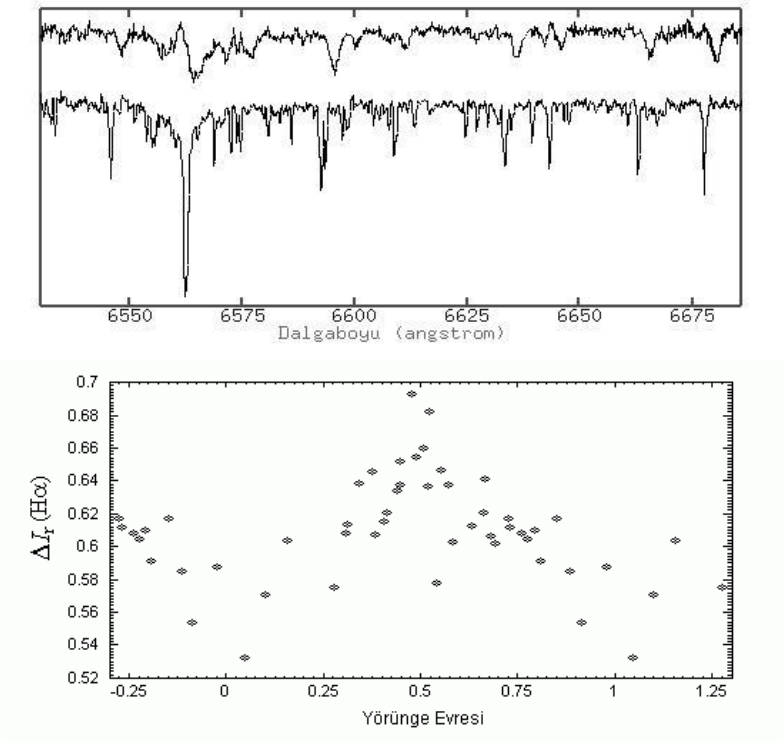
Çizelge 1. *DH Leonis'e ilişkin bazı nicelikler*

	Birinci bileşen	İkinci bileşen	Üçüncü bileşen
Tayf türü	K0V	K7V	K5V
Yörünge dönemi	1.070354 gün[+]		19 yıl (bu çalışma)
Işıkölçüm dönemi	1.06-1.07 gün		
Işıtma oranı (Hα)	0.75	0.10	0.15
Dönme hızı ($v\sin i$ –km s^{-1}) *	45	31	<8

* Barden (1985) [+] Bolton vd (1981)

2. Renkküre Etkinliğinin Ölçümü

2000 yılı Nisan ayında 15 gün süreyle alınan tayflarda Hα çizgisinin salma durumunda olduğu görülmektedir. Çift yıldız bileşenlerinin ayrık bulunduğu kimi evrelerde alınmış tayflara dikkatlice bakıldığında başyıldızın (K0V) sığ soğurma kesiti, yoldaş yıldızın (K7V) sürekliliğin biraz üzerinde salma kesiti, üçüncü bileşenin ise (K5V) çift bileşenlerinin kırmızıya ve maviye kaymış Hα çizgileri arasında bir soğurma kesiti verdiği görülmektedir. Çalışmanın bu bölümünde, DH Leo'nun bileşenlerinden kaynaklanan renkküre artık salması iki yöntemle belirlenmeye çalışılmıştır.



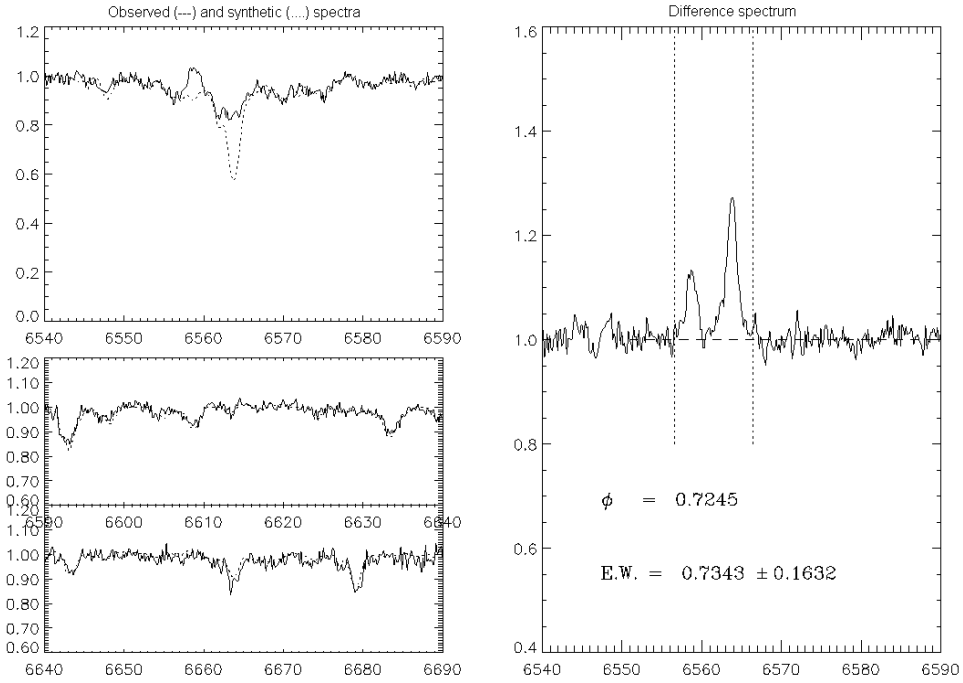
Şekil 1. ***(a)*** *DH Leo (ϕ = 0.63) (üstte) ile K0V standart yıldızı HD 145675'in (altta) sürekllliğe boylanmış Hα bölgesi ($\lambda\lambda$ 6530 – 6680) tayfları.İki yıldızın çizgileri arasındaki kayma, standart yıldızın dikine hızının farklı (-5.5 km s^{-1}) olmasından dolayıdır.* ***(b)*** *DH Leo çiftinin bileşenleri için yörünge evresine göre bulunan artık Hα yeğinlik oranları. Ölçüm hataları, yaklaşık olarak veri noktalarının gösterdiği boyutlardadır.*

2.1. *Çizgi oranları ile karşılaştırma yöntemi*

DH Leo başyıldızının Hα soğurma çizgisinin, yakınında bulunan ışıkküre kaynaklı soğurma çizgilerine göre yeğinlik oranları, K0V türü yavaş dönen standart yıldız HD 145675'in aynı çizgilerinden ölçülen yeğinlik oranlarıyla karşılaştırılmıştır. Bulunan farkların yörünge evresine göre dağılımı Şekil 1b'de görülmektedir. 0.5 evrede görülen maksimum, tutulma göstermeyen bu dizgede başyıldızın ikinci kavuşumunda renkküre etkinliğinin diğer evrelerdekinden daha üst düzeyde olduğu anlamına gelmektedir. Bu yöntemle ikinci bileşenin zayıf çizgilerinin kullanılması hatalar basamağında ölçüm verdiği için ikinci bileşen, bu incelemeye alınmamıştır. Sonuç olarak DH Leo başyıldızının Hα çizgisi, içerisinde renkküre kaynaklı salma, ikinci kavuşumda maksimum olmak üzere yörünge evresine bağlılık göstermektedir. Bu salma değişiminin sabit bir salma değerinin üzerine modüle olmuş görünmesi, etkin renkküre bölgelerinin yıldızın tüm boylamlarına dağılmış bir tür taban katkısı olduğuna işaret etmektedir. Yöntemin güvenilirliğinin denetlemesi amacıyla DH Leo'nun eldeki tüm Hα bölgesi tayflarında bulunan belirgin ışıkküre çizgilerinin karşılaştırma yıldızının karşılık gelen çizgileriyle yeğinlik oranlarına bakılmıştır. Bu oranların yörünge evresiyle değişimi, 3σ düzeyinin altında bir saçılma göstermiştir.

2.2. *Tayf çıkarma yöntemi*

DH Leo'nun bileşenlerinin renkküresindeki Hα – etkin bölgelerin karşıtlığını ortaya çıkarmak ve bunun yörünge evresine göre değişimini bulmak üzere yukarıdakinden daha ayrıntılı bir yöntem olan tayf çıkarma yöntemi (Barden 1985, Frasca ve Catalano 1994, Frasca vd 2000, Montes vd 2000, Taş vd 2001) uygulanmıştır. Bu yöntemde, gözlem zamanı boyunca gözlenen, K0V, K7V ve K5V türü HD 145675, 61 Cyg B ve 61 Cyg A karşılaştırma yıldızlarının Hα etkinliği göstermeyen tayflarının, uygun *v*sin*i* değerlerine karşılık gelen dönme kesitleriyle konvolüsyonu alınmış, uygun ve evreye bağlılığı



Şekil 2. *Hα bölgesi yapay ve gözlenen tayfları (sol yanda) ve çıkarılmış tayfı. Çıkarılmış tayfta görülen iki tepeli artık salma, birinci ve ikinci bileşen yıldızdan gelen renkküre salmalarıdır.*

düzeltilmiş ışınım gücü ağırlıklarınca toplanmış yapay tayflar, her bir DH Leo tayfından dikine hız düzeltmesi yapılarak çıkarılmıştır. Kalan tayflar, DH Leo'nun gözlenen dalgaboyu aralığında yalnız Hα çizgilerinin artık salma gösterdiğini, bu salmanın yeğinliğinin yörünge evresiyle dönemli olarak değiştiğini ortaya çıkarmıştır. Şekil 2'de Hα bölgesi için yarı gözlemsel olarak üretilen yapay tayflarla DH Leo tayfı ve aradaki farkların tayfı verilmiştir.

3. Bulgular

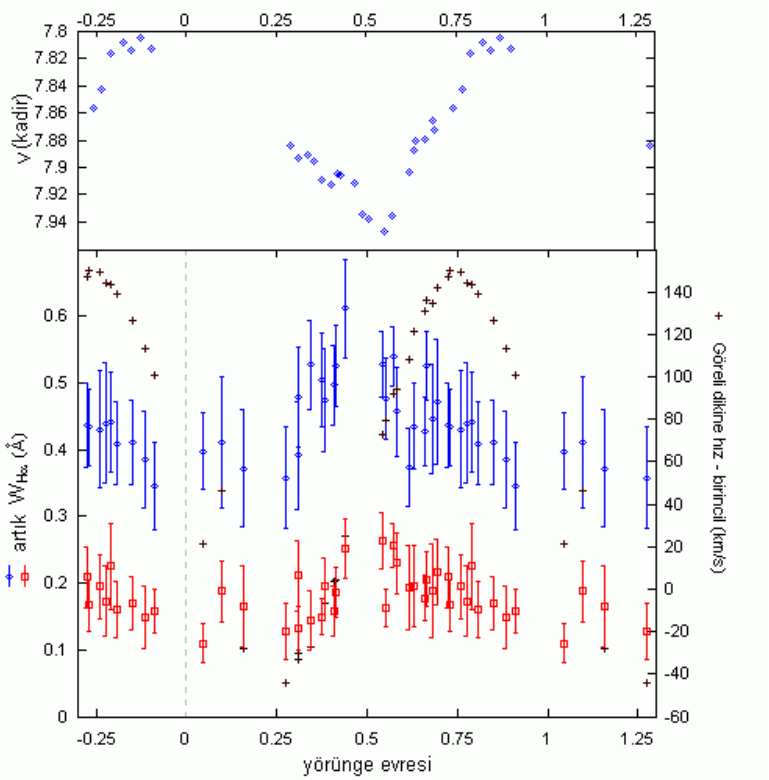
3.1. *Tayfölçüm*

Işıkküre karşılaştırma yönteminde (§ 2.1) başyıldızın (K0V) renkküre Hα salma katkısının bir ölçüsü bulunmuştur. Yapılan yeğinlik oranı ölçümlerinden aşağıdaki durum belirlenmiştir.

$$\frac{r_{6595}}{r_{\mathrm{H}\alpha}} - R_{std} \geq 0$$

Burada r_{6595}, ışıkküre kaynaklı λ6595 çizgisinin, $r_{\mathrm{H}\alpha}$ da Hα çizgisinin ölçülen DH Leo tayfındaki kalıntı yeğinlikleri, R_{std} ise bu yeğinlik oranının etkinlik göstermeyen standart yıldızdaki değeridir. Şekil 1b'den de fark edilen bu eşitsizlik, tüm yörünge evrelerinde başyıldızın büyük ölçekli bir artık salma katkısının olduğunu ifade etmektedir. Bu, Barden'ın (1985) önerdiği küresel ölçekli Hα salmasının varlığını destekler görünmektedir. Ancak tüm evrelerde gözlenen artık bir salma artalanı üzerine binmiş bir salma modülasyonu, başyıldızın tüm yüzeyine dağılmış renkküre plaj topluluklarından da kaynaklanabilir. Dolayısıyla burada, sözkonusu evreden bağımsız salma bileşeninin kesin kaynağı için uzay çözünürlüğü daha yüksek tayf gözlemlerine gereksinim olduğu açıktır.

Şekil 3'de her bir bileşenin tayf çıkarma yöntemi ile ölçülen Hα artık salma eşdeğer genişliklerinin ve *V* bandı parlaklıklarının yörünge evresine göre dağılımı görülmektedir. Bileşenlerin Hα modülasyonlarının birbiriyle eş evreli olduğu belirlenmiştir. Böyle bir durum, Newmark vd'nin (1990) çalışmasında bu denli belirgin değildir. Ayrıca iki bileşenin birlikte ölçülen toplam Hα eşdeğer



Şekil 3. *Alt çizgede yörünge evresine karşılık başyıldızın (eşkenar dörtgenler) ve yoldaş yıldızın (kareler) Hα artık salma eşdeğer genişlikleri ve karşılık gelen göreli dikine hızlar görülmektedir. Üst çizgede ise neredeyse eş zamanlı olarak yürütülen V bandı ışık eğrisi verilmiştir.*

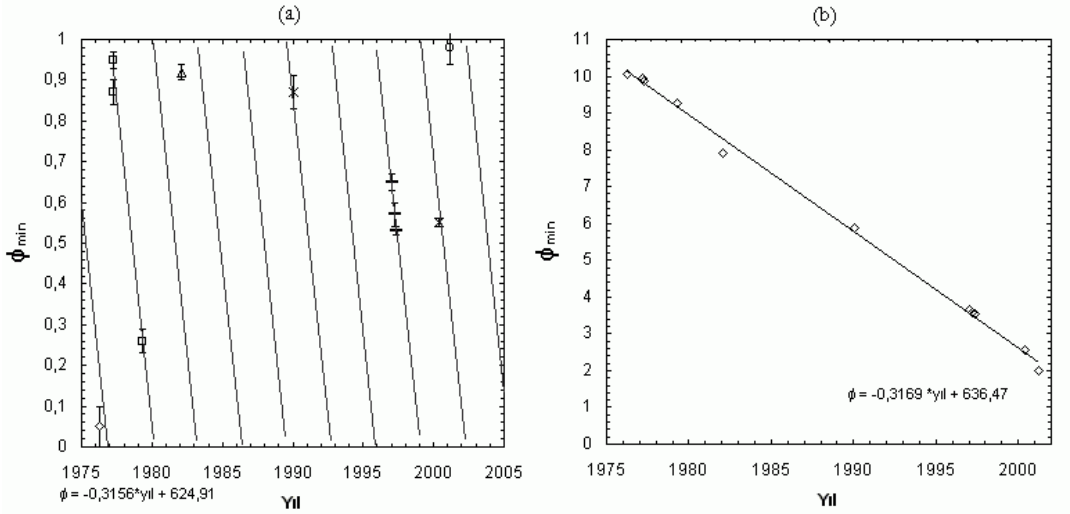
genişliğinin maksimum olduğu evre, Newmark vd'nin 1989 gözlemlerine göre 0.5 evre kadar farklı konumda görünmektedir. Başka bir durum da, dizgenin ışık eğrisinde görülen leke minimumunun plaj maksimumu ile uzaysal olarak ilişkili olduğudur. Sonuç olarak, evreye göre karşıtlık yaratan geniş etkin bölgeler yakın çiftin iki bileşeninde de (K0 ve K7) aynı boylamlarda bulunmaktadır.

Dizgenin toplam salması ile yakın çift üyelerinin salma katkılarının toplamı arasında yapılan karşılaştırma sonucunda görece yavaş dönen üçüncü bileşenin (K5) manyetik etkinliğinin Hα kesitlerini etkilemeyecek düzeyde olduğu saptanmıştır. Sözkonusu eşdeğer genişlik farkları, evreye göre +0.05 Å kadar bir yanlılık göstermiştir. Bu değer ölçüm hatalarının basamağındadır.

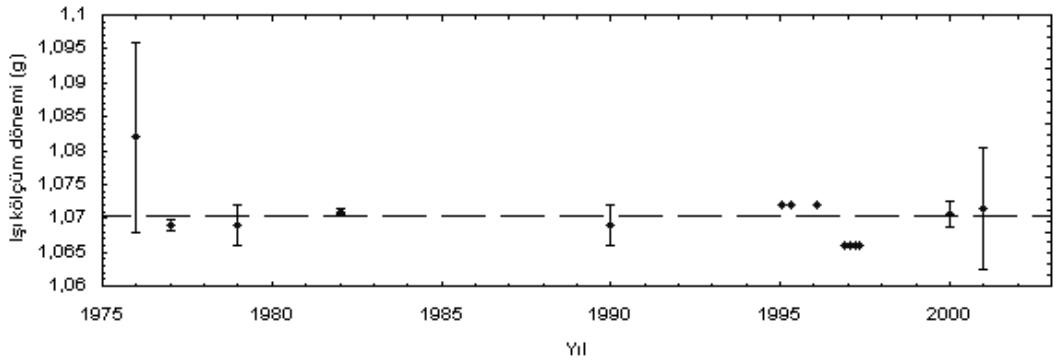
3.2. *Işıkölçüm*

1976 – 2001 yılları arasında gerçekleştirilmiş ışıkölçüm verilerinden mevsimlik ışık eğrileri oluşturulmuş, bunların minimum gösterdiği yörünge evreleri yıllara göre Şekil 3'de verilmiştir. Olası bir "leke göçü"nün bu çizgelerden hesaplanan dönemi 3.16 yıl yöresindedir. Ancak, bu ve diğer benzer yakın çiftlerdeki "leke göçü" önerisi sorgulanmalıdır. Bunun için, Şekil 4'te verilen ışıkölçüm dönemlerini göz önüne alalım. Görece parlak başyıldızın dönme dönemini yansıttığı düşünülen ışıkölçüm dönemleri, yörünge dönemine göre genellikle dönem ölçüm hatalarının içinde kalan bazı sapmalar göstermektedir. Söz konusu ayrımların gerçekte 10^{-3} gün basamağında (~1.5 dakika) olduğu varsayılsa bile, böylesi bir dönme-dolanma eşzamansızlığı, DH Leo minimumunda yaklaşık 2.93 yıl dönemli, çevrimli bir evre kaymasına neden olacaktır. Güneş paradigmasını bu tür yakın çiftlere doğrudan uygulanılmasıyla öngörülen "leke göçü" gerçekte olmuyorsa bile, küçük bir yörünge eşzamansızlığının varlığı Şekil 3'deki evre kaymasından hesaplanana yakın minimum göç dönemleri verebilecektir.

Işık eğrilerinden yüzey diferansiyel dönmesinin varlığının öngörülmesi problemi, yakın çiftlerde açıklığını korumaktadır: Işıkölçüm dönemlerinin gözlenen aralığından DH Leo'nun başyıldızında yüzey diferansiyel dönmesi $0.002 < \Delta\Omega / \Omega < 0.06$ gibi büyük bir aralıkta olabileceği söylenebilir.



Şekil 3. *Işık minimumunun gözlendiği yörünge evresinin yıllara göre değişimi. (a) 1977.22, 1977.31 ve 1979.33 (kutular) minimum evrelerine uydurulan doğru, yatay eksende birer birim adımlarla ötelenmiştir. (b) a'da verilen evrelere uygun tamsayılar eklenerek elde edilmiş göç çizgisi. Soldaki çizgeden 3.17, sağdaki çizgeden 3.16 yıllık bir göç dönemi bulunmaktadır.*

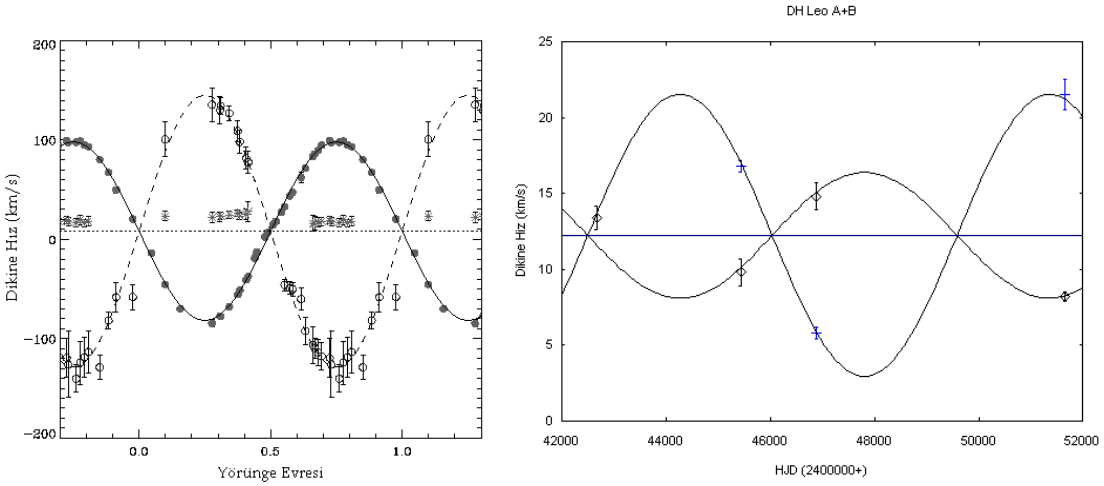


Şekil 4. *AÜG ve OAC gözlemlerinden elde edilen ışıkölçüm dönemleri. Kesikli çizgi, yörünge dönemini göstermektedir.*

3.3. *Yörünge çözümlemesi*

DH Leo'nun yakın çifti (A) ve bağlı yörüngede olduğu Barden (1984) tarafından saptanan ve tarafımızdan da doğrulanan (Işık 2002) üçüncü bileşenine (B), ilişkin dikine hız eğrileri Şekil 5'de verilmiştir. Çift dizgeye ilişkin yapılan dairesel yörünge çözümünde (Şekil 5a) kütle oranı (M_2 / M_1) 0.65, yörünge yarıçapları a_1 = 0.0088 AB (astronomik birim), a_2 = 0.0134 AB bulunmuştur. Çiftin şimdiye dek ölçülen dizgesel (kütle merkezi) dikine hızları, üçüncü bileşenin şimdiye dek ölçülebilen mevsimlik ortalama dikine hızlarıyla birlikte Şekil 5b'de gösterilmiştir. Bu iki veri kümesine Marquardt-Levenberg algoritmasıyla yapılan ortak çözüm sonucunda DH Leo A ve B'nin yörünge dönemi 19.4 yıl, üçüncü bileşenin çifte göre kütle oranı 0.44, a_A = 2.75 AB, a_B = 6.25 AB olarak bulunmuştur.

Astrometrik verilerle yapılan karşılaştırmada bu çalışmanın uyumlu değerler verdiği belirlenmiştir. Öncelikle, Hipparcos DMSA (Double and Multiple Systems Annex, ESA 1997) çözümlerinde 0''.22 ayrıklıkta, *Hp* = 10^m.429 parlaklıkta, DH Leo ile aynı öz harekete sahip olan bir bileşen saptanmıştır. Hartkopf vd'nin (1997) ICCD-Speckle girişimölçüm gözlemleriyle 1994 başları için belirlediği açısal ayrıklık (0''.273) ve Hipparcos paralaksı için P_{min} = 17.3 yıl olduğu belirlenmiştir. Hipparcos DMSA çözümünde verilen değerler, uzaklık modülü bağıntısı ve anakol yıldızları için kütle-parlaklık bağıntısından DH Leo B'nin A'ya göre kütle oranı 0.41 olarak bulunmuştur. Bu değer, eldeki az sayıda gözlem noktasıyla saptanan uzun dönemli dikine hız çözümündeki değere yakındır. Bileşenlerin tayf türlerinden de böylesi oranlar beklenmelidir.



Şekil 5. *(a) Çift dizgenin yörünge çözümü. Yatay çizgiyle gösterilen dizgesel hızdır ve onun hemen üzerinde üçüncü bileşenin ölçülen dikine hızları görülmektedir (solda). (b) Çift dizge (A; eşkenar dörtgenler) ile üçüncü bileşenin (B; yatay çizgiler) dikine hızları ve çembersel yörünge çözümü.*

4. Sonuç

Atmosfer etkinliğinde düzenli ve yarı düzenli, kısa ve uzun dönemli değişimler gösteren çiftlerden gerek DH Leo'da, gerekse diğer hızlı dönen BY Dra türü çiftlerde ve üçlü dizgelerde etkin bölgelerin göçü dönme-dolanma eşzamansızlığından ayrımsanmalı, bunun yanında başka yöntemlerle de denetlenmelidir. DH Leo'da farklı dönme modülasyonu dönemleri gözlenmesi, lekelerin farklı enlemlerde bulunabildiğine ve yüzey diferansiyel dönmesinin varlığına işaret edilebilir. Fakat diferansiyel dönmenin ölçüsü için yüksek zaman çözünürlüklü ışıkölçüme gereksinim vardır. DH Leo'nun çift bileşenlerinde birbirine uyumlu Hα artık salma modülasyonu gözlenmiştir. Etkin (yeğlenmiş) bir boylam, her iki yakın çift bileşeninde de vardır, ancak dağınık etkin bölgelerin renkküre akılarına katkısı da belirgin ölçüdedir. Bu türdeki çift dizgelerin uzayda ve zamanda daha gerçekçi "etkinlik haritalarını" oluşturabilmek için "dönme ile modülasyon" (ışık eğrileri) ve onlara ilişkin leke modellerinin yeterli olmadığı, DH Leo gibi dizgeler için yeterli duyarlıkta Doppler görüntülemesine gerek olduğu ortaya çıkmaktadır.

Yavaş dönen üçüncü bileşenin, soğuk yıldızların dönme-etkinlik ilişkilerinden de beklendiği gibi, eldeki yöntem ve olanaklarla saptanamayacak denli düşük düzeyde renkküre ısınması yaşadığı, Hα gözlemlerinden tayf sentezi ve çıkarması yapılarak anlaşılmıştır. Diğer yandan bu bileşenin yakın çifte olan dinamik etkisi, tayfsal ve astrometrik yöntemlerle üçlü dizgenin temel yıldızıl niceliklerinin bulunmasını sağlamıştır. Ancak bu büyük ölçekli ve uzun dönemli etkinin çiftteki olası manyetik etkinlik çevrimleriyle ilişkisi, daha fazla dikine hız eğrisi elde edilerek yapılacak O-C çözümlemesine bırakılmıştır.

Kaynaklar

Aslan, Z. **1981**. *Inf. Bull. Var. Stars.*, No. 1941
Aslan, Z., Derman, E., Akalin, A., Özdemir, T. **1992**. *Astron. & Astrophys.* 257, 580
Aslan, Z., **1993**. *Astron. & Astrophys.*, 273, L47
Bolton, C.T., Aslan, Z., Kamper, K.W., Lyons, R.W. **1981**. *Astron. J.*, 86, 1267
Barden, S.C. **1984**. *Astron. J.*, 89, 683
Barden, S.C. **1985**. *Astrophys. J.*, 295, 162
Frasca, A., Catalano, S. **1994**. *Astron. & Astrophys.* 284, 883
Frasca, A., Marino, G., Catalano, S., Marilli, E. **2000**. *Astron. & Astrophys.* 358: 1007-1021
Hartkopf, W.I., McAlister, H.A., Mason, B.D., Brummelaar, T.T., Roberts, L.C., Turner, N.H., Wilson, J.W., **1997**. *Astron. J.*, 114, 1639
Işık, E. **2002**. Yüksek lisans tezi, Akdeniz Üniversitesi, Antalya
Messina, S. **1998**. Doktora tezi, Catania Üniversitesi, İtalya
Montes, D., Fernández-Figueroa, M.J., De Castro, E., Cornide, M., Latorre, A., Sanz-Forcada, J. **2000**. *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, 146, 103
Newmark, J.S., Buzasi, D.L., Huenemoerder, D.P., Ramsey, L.W., Barden, S.C., Nations, H.L., Seeds, M.A. **1990**. *Astron. J.*, 100, 560

Cepheus OB3 Üyesi CW Cep'in Işık Eğrisi Analizi

E. Soydugan[1], A. Erdem[1], O. Demircan[1], F. Soydugan[1], V. Keskin[2], C. Çiçek[1] S. Özdemir[1] ve İ. Bulut[3]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
[2] Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Meslek Yüksek Okulu

Özet. Algol türü, ayrık çift yıldız CW Cep'in, 2000 yılında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde B ve V süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney (1992) yöntemi ile çözüldü. Literatürde, sistemin eş-dönme göstermediğinin belirtilmesi nedeniyle; bir karşılaştırma yapabilmek için, sistemin, eş-dönme gösterdiği ve eş-dönme göstermediği durumlarda çözümü araştırıldı. Ayrıca, diğer bir denemede üçüncü cismin katkısı ele alındı. Gözlenen ışık eğrilerine en iyi uyan yaklaşımın, sistemin eş-dönme gösterdiği ve üçüncü cismin katkısının da eklenmesi sonucunda yapılan çözümle elde edildiği bulundu. Dört farklı çözüm sonucunda; sistemin fiziksel ve geometrik parametreleri belirlendi ve sonuç parametreleri kullanılarak, elde edilen teorik eğrilerin gözlemsel veriyle uyumuna bakıldı.

1. Tarihçe

CW Cep (HD 218066, $m_v=7^m.6$, Sp. type=B0.5 V, $P=2^d.73$) 1942'de çift çizgili tayfsal çift olarak Petrie (1947) tarafından keşfedildi. Petrie (1947) ayrıca sistemin yörünge parametrelerini de belirledi. Yörünge parametrelerini daha duyarlı bir şekilde tayfsal olarak belirleyen diğer bir kişi de Popper (1974)'dır ve bileşenlerin kütlelerini (11.8 $M_\odot$, 11.1 $M_\odot$) de % 2 duyarlılıkla belirlemiştir. Popper ve Hill (1991), Popper (1974)'ün elde ettiği tayfsal verileri yeniden ele almışlar ve mutlak parametreleri yeniden belirlemişlerdir. Petrie (1950) ve Rachkovskaya (1971) tayftan bileşenler arasındaki parlaklık farkını, sırasıyla $\Delta m=0.30\pm0.05$ ve $\Delta m=0.22$ olarak belirlediler. Stickland ve ark. (1992), IUE uydusunun yüksek çözümlemeli, ultraviole radyal hız gözlemlerini analiz ettiler. Bunun sonucunda bileşenlerin kütlelerini sırasıyla 12.9 $M_\odot$ ve 11.9 $M_\odot$ ve yarıçaplarını 5.64 $R_\odot$ ve 5.14 $R_\odot$ olarak buldular. Ayrıca a sini=23.8 $R_\odot$ ve e=0.0293 olarak elde ettiler. Popper (1974), Clausen ve Gimenez (1991) tarafından yıldızın tayf sınıflaması her iki bileşen için de B0.5 V olarak verilmiştir.

Pachoulakis ve ark. (1996) CW Cep sisteminden olan yıldız rüzgarlarının büyüklüğü, yapısı ve geometrisini çalıştılar ve baş bileşene ait rüzgarın yoldaşınkinden daha yoğun olduğunu önerdiler. Ayrıca baş ve yoldaş bileşene ait kütle kayıp oranlarını, sırasıyla 1.0×10^{-8} $M_\odot$/yıl ve 3.2×10^{-9} $M_\odot$/yıl olarak hesapladılar. Senkronize değerlerden % 50 daha fazla olan bileşenlere ait dönme hızları, Rachkovskaya (1971) ve Garmany (1973) tarafından ölçülmüştür. Rachkovskaya (1971) bileşenlerin dönme hızlarını büyük ve küçük kütleli bileşenler için, sırasıyla 132 km/s ve 138 km/s olarak vermiştir.

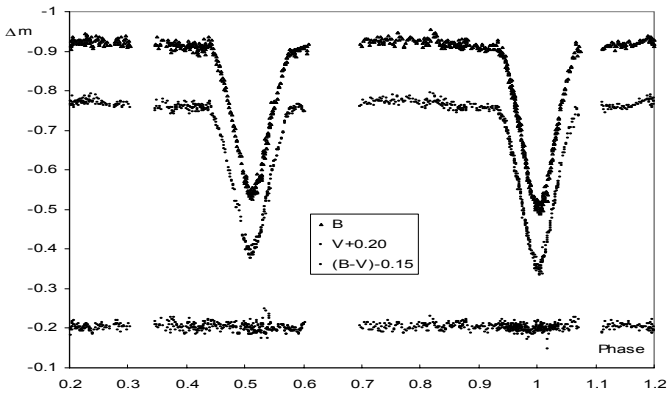
Gaposchkin (1949) tutulmaları fotoğrafik olarak ortaya koydu. İlk geniş band fotoelektrik ışık eğrisi Abrami ve Cester (1960) tarafından verildi ve üç tane farklı yarıçap oranı değerleri, k=0.70, 0.75 ve 0.80 için CW Cep'in yörünge parametrelerini elde ettiler. Fotometrik parametreler, fotometrik gözlemlerden Nha (1975) ve Söderhjelm (1976) tarafından belirlendi. Daha sonraki yıllarda çeşitli yazarlar farklı yöntemler kullanarak, fotometrik parametreleri elde ettiler. Bugüne kadar yapılan ışık eğrisi çözümleri ve kullanılan yöntemler şunlardır: Cester ve ark. (1978) WINK model, Clausen ve Gimenez (1991) EBOP model, Terrel (1991), Yim ve ark. (1996) ve Wonyong ve ark. (2002) Wilson-Devinney model, Soydugan ve ark. (2001) ILOT yöntemini kullanmışlardır.

CW Cep eksen dönmesi gösteren ve eksentrik yörüngeye sahip olan bir sistemdir. Eksen dönmesi, Nha (1975), Söderhjelm (1976), Scarfe (1986), Gimenez ve ark. (1987), Clausen ve Gimenez (1991) ve Wonyong ve ark. (2002) tarafından çalışıldı. Eksen dönme dönemi ilk kez Nha (1975) tarafından belirlendi ve değeri 39 yıl civarında bulundu ve daha sonra Scarfe (1986), Gimenez ve ark. (1987), Clausen ve Gimenez (1991) ve son olarak Wonyong ve ark. (2002) ise eksen dönme dönemini 45 yıl civarında buldular.

Blaauw ve ark. (1959) sistemin Cep OB3 üyesi olduğunu önerdiler. Cep OB3 de yaklaşık olarak bilinen 40 üye vardır ve fotometrik olarak farklı iki ayrı alt gruba ayrılır (Blaauw, 1964). CW Cep, Cep OB3'e ait daha yaşlı olan alt grubun üyesidir ve sistemin yaşı (10 ± 1) 10^6 yıl olarak Clausen ve Gimenez (1991) tarafından verilmiştir.

2. Gözlemler

CW Cep'in yeni fotometrik gözlemleri 14 gece 2000 gözlem sezonunda 40 cm'lik Schmidt-Cassegrain teleskop ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde B ve V süzgeçleriyle yapıldı. Gözlemlerde, Hamamatsu, R 4457 (PMT) dedektör içeren SSP5-A fotometrisi kullanıldı. BD $+62^0$ 2162=HD 217979 mukayese yıldızı olarak seçildi. Gözlemler süresince mukayese yıldızında ışık değişimi görülmedi. Toplam olarak B ve V süzgeçlerinde sırasıyla 951, 941 gözlem noktası ve Kwee ve van Worden (1956) yöntemi kullanılarak sisteme ait üç tane minimum zamanı Soydugan ve ark. (2001) tarafından elde edildi. Mukayese yıldızının gözlemlerinden her bir gözlem gecesi için her bir süzgeçteki atmosferik sönümlenme katsayıları hesaplanarak atmosfer sönükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve gözlemler güneş merkezine indirgenmiştir. Tüm aletsel B ve V parlaklıkları (değişen-mukayese) atmosferik sönümlenmeye göre düzeltildi. B ve V ışık ve (B-V) renk eğrileri, Şekil 1'de yer almaktadır. Şekil 1'de görüldüğü gibi, sistemin renk eğrisinde ise herhangi bir değişim görülmemektedir.



Şekil 1. CW Cep'in B ve V ışık ve (B-V) renk eğrileri.

3. Işık Eğrisi Analizi

CW Cep Algol türü ayrık bir çift yıldız sistemidir bu nedenle, gözlemsel veriyle uyuşan teorik eğrileri elde etmek için, Wilson-Devinney (WD) (1992) çözümünde (Mod 2) kullanıldı. Çözümde B ve V süzgeçlerinde sırasıyla, 146 ve 148 normalize nokta kullanıldı ve veri ağırlıkları, normalize noktalar hesaplanırken kullanılan gözlem noktası sayısına göre seçildi.

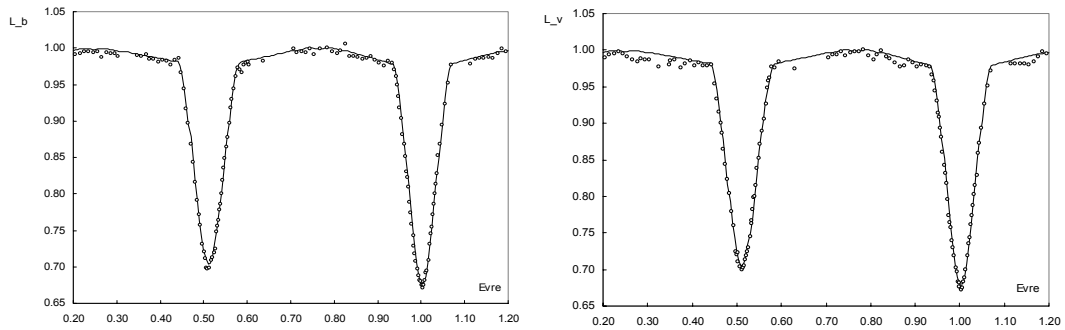
W-D çözümünde tüm iterasyon boyunca, bazı parametreler serbest ve bazıları da sabit parametre olarak kabul edildi. Yörünge dış merkezliği (e), enberinin boylamı (*w*), evre kayması (□yörünge eğikliği (i), yoldaşın akı-ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklığı (T_2), yıldız yüzeyi potansiyelleri (□$_{1,2}$), kütle oranı ($q=m_2/m_1$) ve baş yıldızın kesirsel ışıtması (L_1) differansiyel iterasyon süresince ayarlanabilir parametre olarak seçildi. Clausen ve Gimenez (1991), CW Cep'in bileşenlerinden daha kırmızı, sisteme yakın ve toplam ışığa katkısı az olan bir üçüncü cismin varlığını önerdiler. Bu nedenle ışık eğrisi çözümlerinde, dört ayrı çözüm denemesi yapıldı ve l_3'ün etkisinin olduğu çözümlerde l_3 de serbest parametre olarak alındı. Tek renk logaritmik kenar kararma katsayıları ($X_{1,2}$) Diaz-Cordoves ve ark. (1995)' dan, bolometrik logaritmik kenar kararma katsayıları ($X_{bol1,2}$) Wilson (1990)'dan seçildi. Çekim kararma üsleri ($g_{1,2}$), von Ziepel (1924)'den 1.0 (radyatif atmosferler için) olarak ve bolometrik albedolar ($A_{1,2}$) ise; Rucinski (1969)'dan (radyatif atmosferler için) 1.0 olarak alındı. Baş bileşenin yüzey sıcaklığı için, literatürde Clausen ve Gimenez (1991)'in verdiği 28300 K değeri alındı. Bu öğeler tüm çözümlerde, tüm iterasyonlar süresince, sabit parametre olarak seçildi.

F dönme öğesinin çözümlere olan etkisini görmek ve aynı verinin farklı yaklaşımlar altındaki çözümlerini karşılaştırmak amacıyla iki farklı model kullanıldı: (i) Eşdönmeyen ayrık konfigürasyon ve (ii) Eşdönen ayrık konfigürasyon.

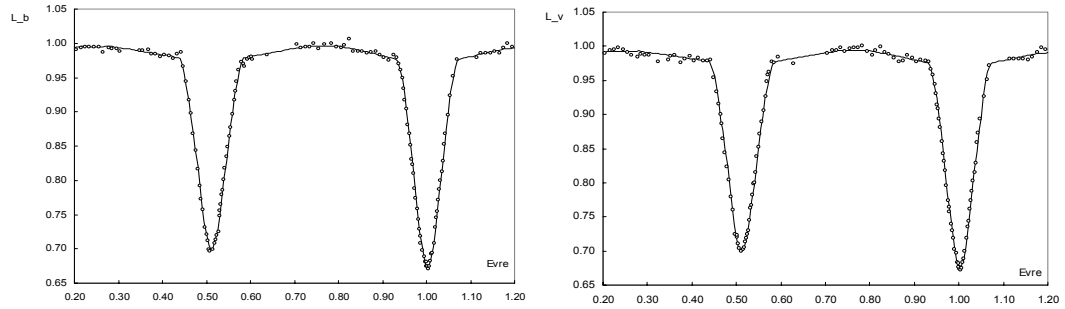
3.1 Eşdönmeyen Ayrık Konfigürasyon Yaklaşımı

Eşdönmeyen ayrık konfigürasyon kabulü altında, F dönme öğeleri için, Kaike Pan ve ark.'nın (1998) hesapladığı değerler kullanıldı. Buna göre, F_1=1.16 ve F_2=1.26 olarak alındı. Böylece, gözlemsel sonuçlara dayalı "eşdönmeyen ayrık konfigürasyon varsayımı", karacisim ışınımı, logaritmik kenar kararma ve basit yansıma yasalarının geçerliliği varsayımı altında; W-D (1992) programı, B ve V süzgeçlerinde eş zamanlı olarak çalıştırıldı. Bu varsayımda; l_3'ün katkısını görmek ve çözümleri karşılaştırabilmek için, iki farklı çözüm denemesi yapıldı: (i) üçüncü cismin ışığının katkısının olmadığı çözüm (ii) üçüncü cismin ışığının katkısının olduğu çözüm.

Bulunan sonuçlar Çizelge 1'de; teorik eğrilerin gözlem noktalarıyla karşılaştırılması Şekil 2, 3,'de verilmektedir. Şekil 2'de görüldüğü gibi, W-D çözümüyle elde edilen teorik eğrilere baktığımızda, üçüncü cismin ışığının katkısının olmadığı çözümlerde, teorik eğrilerin normalize noktalarla iyi bir uyum içinde olmadıkları, teorik eğrilerin normalize noktaların üstünde kaldıkları, minimumların ve maksimumların iyi temsil edilmediği görüldü. Fakat üçüncü cismin katkısının olduğu çözümlerde; Şekil 3'den görüldüğü gibi, teorik eğrilerin normalize noktaları iyi bir şekilde temsil ettiği görülmektedir.



Şekil 2. CW Cep'in B ve V süzgecinde gözlemsel normal noktaları ve eşdönmeyen ayrık konfigürasyon yaklaşımında; eş zamanlı çözümü sonunda elde edilen kuramsal eğriler.

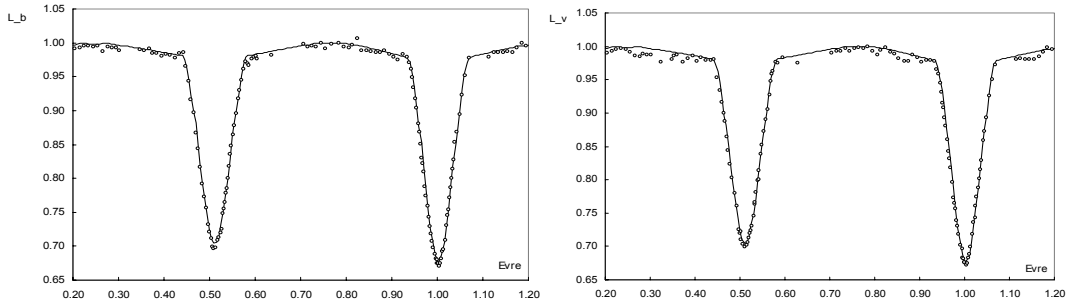


Şekil 3. CW Cep'in B ve V süzgecinde gözlemsel normal noktaları ve eşdönmeyen ayrık konfigürasyon yaklaşımında ve üçüncü cismin katkısının da ele alındığı; eş zamanlı çözümü sonunda elde edilen kuramsal eğriler.

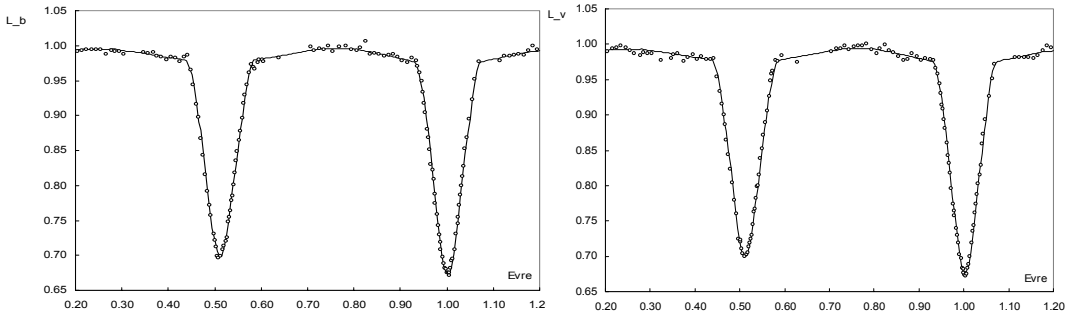
3.2 Eşdönen Ayrık Konfigürasyon Yaklaşımı

Literatürdeki ışık eğrisi çözümleri çoğunlukla eşdönme varsayımı altında yapılmıştır. Bu çalışmada da bileşenlerin eşdöndükleri varsayılarak; F dönme öğelerini F_1=1.0 ve F_2=1.0 olarak aldık. Böylece gözlemsel sonuçlara dayalı "eşdönen ayrık konfigürasyon varsayımı", karacisim ışınımı, logaritmik kenar kararma ve basit yansıma yasalarının geçerliliği varsayımı altında; W-D (1992) programı, B ve V süzgeçlerinde eş zamanlı olarak çalıştırıldı. Bulunan sonuçlar Çizelge 1'de teorik eğrilerin normalize noktalarla karşılaştırılması da Şekil 4 ve 5'de verilmektedir. Eşdönmeyen ayrık konfigürasyon yaklaşımında olduğu gibi; eşdönen ayrık konfigürasyon yaklaşımında da karşılaştırma yapmak için, üçüncü cismin ışığının katkısının olduğu ve olmadığı çözüm denemeleri yapıldı. Üçüncü cismin katkısının olmadığı çözümde Şekil 4'den görüldüğü gibi; teorik eğrinin, normalize noktaları iyi bir

şekilde temsil etmediği görülmektedir. Üçüncü cismin ışığının katkısının olduğu çözümde ise; çok daha iyi bir çözüm elde edildi. Şekil 5'de ise, teorik eğrinin normalize noktaları iyi temsil ettiği görülmektedir.



Şekil 4. CW Cep'in B ve V süzgecinde gözlemsel normal noktaları ve eşdönen ayrık konfigürasyon yaklaşımında; eş zamanlı çözümü sonunda elde edilen kuramsal eğriler.

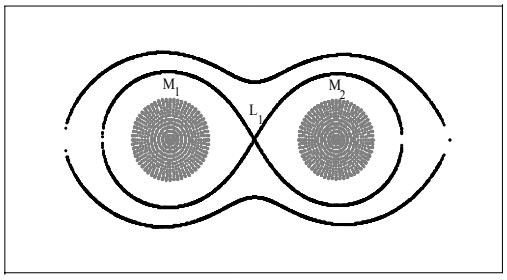


Şekil 5. CW Cep'in B ve V süzgecinde gözlemsel normal noktaları ve eşdönen ayrık konfigürasyon yaklaşımında ve üçüncü cismin katkısının da ele alındığı ; eş zamanlı çözümü sonunda elde edilen kuramsal eğriler.

3. Tartışma ve Sonuçlar

CW Cep'in ışık eğrisi analizi, dört farklı yaklaşım altında yapılmıştır. Bunun sonucunda; $\Box W(O-C)^2$ 'si en küçük olan ve gözlemsel veriyi en iyi temsil eden yaklaşımın; sistemin eşdönme gösterdiği ve üçüncü cisim katkısının da ele alındığı çözüm denemesi olduğu görülmüştür. Sistemin eşdönme göstermediği ve üçüncü cisim katkısının da ele alındığı çözümler sonucunda elde edilen teorik eğrinin de gözlemsel veriyi iyi temsil ettiği görülmektedir fakat bileşenlere ait dönme hızı değerlerinin duyarlı olmadığı düşünüldüğünden, en iyi çözümün bu olamayacağına karar verilmiştir. Çözümler sonucunda elde edilen üçüncü cismin ışığının, toplam ışığa katkısı %1 civarındadır. Bu değer oldukça küçük olmasına karşın, hem eşdönme hem de eşdönmenin olmadığı durumda, üçüncü cismin ışığının olmadığı çözümlerde, teorik eğrilerin gözlemsel veriyi iyi temsil etmediği ve teorik eğrilerin normalize noktaların yukarısında kaldığı, Şekil 2 ve 4' den görülmektedir. Çözümler sonucunda CW Cep sisteminin yanında oldukça sönük bir üçüncü cismin olduğuna karar verilmiştir.

CW Cep'in W-D çözümü sonucunda bulunan sonuç parametreleri kullanılarak, sistemin Roche geometrisi oluşturulmuştur. Şekil 6' dan görüldüğü gibi her iki bileşende henüz Roche lobunu doldurmamış olup bileşenlerin yarıçapları birbirine oldukça yakındır.



Şekil 6. CW Cep'in Roche geometrisi

Çizelge 1. CW Cep'in ışık eğrisi çözümü sonunda bulunan sonuç parametreleri ve hataları

parameter	Senkronize B+V	Senkronize+l3 B+V	Non-senkronize B+V	Non-senkronize+l3 B+V
i	$81^0.452$ $\mp$ 0.024	$83^0.044$ $\mp$ 0.067	$81^0.480$ $\mp$ 0.023	$82^0.852$ $\mp$ 0.076
T_1 (K)	28300	28300	28300	28300
T_2 (K)	27167 $\mp$ 39	27090 $\mp$ 31	27195 $\mp$ 39	27181 $\mp$ 40
Ω_1	5.4185 $\mp$ 0.0076	5.3671 $\mp$ 0.0084	5.4246 $\mp$ 0.0080	5.3927 $\mp$ 0.0080
Ω_2	5.5632 $\mp$ 0.0099	5.3066 $\mp$ 0.0109	5.5771 $\mp$ 0.0111	5.5626 $\mp$ 0.0114
Phase shift	0.0069 $\mp$ 0.0001	0.0070 $\mp$ 0.0001	0.0069 $\mp$ 0.0001	0.0070 $\mp$ 0.0001
q	0.97817 $\mp$ 0.00189	0.93869 $\mp$ 0.00292	0.97575 $\mp$ 0.00216	0.98451 $\mp$ 0.00300
e	0.0320 $\mp$ 0.0005	0.0308 $\mp$ 0.0006	0.0318 $\mp$ 0.0004	0.0310 $\mp$ 0.0005
w	63.70 $\mp$ 0.48	61.84 $\mp$ 0.64	63.49 $\mp$ 0.49	62.78 $\mp$ 0.51
X_1	0.352	0.352	0.352	0.352
X_2	0.313	0.313	0.313	0.313
g_1	1.0	1.0	1.0	1.0
g_2	1.0	1.0	1.0	1.0
$L_1 / (L_1 + L_2 + L_3)$	0.5413 (B) 0.5396 (V) $\mp$ 0.0018 $\mp$ 0.0017	0.5272 (B) 0.5250(V) $\mp$ 0.0074 $\mp$ 0.0034	0.5410 (B) 0.5391(V) $\mp$ 0.0018 $\mp$ 0.0018	0.5363 (B) 0.5343(V) $\mp$ 0.0030 $\mp$ 0.0030
$L_2 / (L_1 + L_2 + L_3)$	0.4587 (B) 0.4604 (V)	0.4628 (B) 0.4644(V)	0.4592 (B) 0.4609 (V)	0.4547 (B) 0.4561(V)
$L_3 / (L_1 + L_2 + L_3)$	-	0.0100 (B) 0.0106(V) $\mp$ 0.0004 $\mp$ 0.0004	-	0.0090 (B) 0.0096(V) $\mp$ 0.0004 $\mp$ 0.0004
r_1 (pole)	0.226	0.226	0.225	0.227
r_1 (point)	0.234	0.234	0.234	0.237

r_1 (side)	0.228	0.229	0.229	0.231
r_1 (back)	0.232	0.232	0.233	0.235
r_2 (pole)	0.215	0.220	0.214	0.216
r_2 (point)	0.222	0.228	0.223	0.225
r_2 (side)	0.217	0.222	0.218	0.220
r_2 (back)	0.221	0.226	0.221	0.224
$\sum W(O-C)^2$	0.00405	0.00329	0.00393	0.00345

Teşekkür: Bu çalışma TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından gözlem projesi olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Abrami, A., and Cester, B. 1960, Publ. Oss. Astron. Trieste No. 300
Blaauw, A., Hiltner, W. A., and Johnson, H. L. 1959, ApJ, 130, 69
Blaauw, A. 1964, ARA&A, 2, 213
Cester, B., Fedel, B., Giuricin, G., Mardirossian, F., and Mezzetti, M. 1978, A&AS, 33, 91
Clausen, J. V., and Gimenez, A. 1991, A&A, 241, 98
Diaz-Cordoves, J., Claret, A., and Gimenez, A. 1995, A&AS, 110, 329
Gaposchkin, G. 1949, Variable Stars, 7, 34
Garmany, C. D. 1973, AJ, 78, 185
Gimenez, A., Kim, C.-H., and Nha, I.-S. 1987, MNRAS, 224, 543
Han, W., Kim, C.-H., Lee, W.-B., and Koch, R. H. 2002, A&A, 123, 2724
Nha, I.-S. 1975, AJ, 80, 232
Pan, K., Tan, H., and Shan, H. 1998, A&A, 335, 179
Petrie, R. M. 1947, Publ. Dom. Astrophys. Obs., 7, 305
Petrie, R. M. 1950, Publ. Dominion Astrophys. Obs., 8, 319
Popper, D. M. 1974, ApJ, 188, 559
Popper, D. M., and Hill, G. 1991, AJ, 101, 600
Rachkovskaya, T. M. 1971, Publ. Crimean Astrophys. Obs., 43, 87
Rucinski, S. M. 1969, Acta Astron., 19, 245
Scarfe, C. D. 1986, IAU Symp. No. 118, eds. J. B. Hearnshaw, P. L. Cottrell., Reidel, Dordrecht, p. 319
Soydugan, E., Demircan, O., Keskin, V., Erdem, A., Çiçek, C., Özdemir, S., Bulut, İ., and Soydugan, F. 2001, IBVS, 5154
Soydugan, E., Bakis, V., Aygun, S., Ozkardes, B., and Inan, A. 2001, Communique, 2, 4
Söderhjelm, S. 1976, A&AS, 25, 151
Stickland, D. J., Koch, R. H., and Pfeiffer, R. J. 1992, Observatory, 112, 277
Terrel, D. 1991, MNRAS, 250, 209
von Zeipel, H. 1924, MNRAS, 84, 665
Wilson, R. E. 1992, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model, Revision of 1992: May University of Florida
Yim, J. R., Kim, C.-H., and Han, W. 1996, Korean Astron. Soc., 29, S241

İki Kısa Dönemli RS CVn Sistemi : SV Cam ve XY UMa

Ferhat Fikri ÖZEREN[1,2], Osman DEMİRCAN[3], Gerry DOYLE[4]
[1]Erciyes Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Melikgazi, Kayseri (ozeren@erciyes.edu.tr)
[2]University of Brussels, ASTRONOMY (WE/OBSS), Pleinlaan 2, 1050, Brussels/BELGIUM
[3]18 Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[4]Armagh Observatory, College Hill, Armagh BT61 9DG, Norther Ireland

ÖZET : Bu çalışmada iki kısa dönemli RS CVn sistemi SV Cam ve XY UMa için Şubat 1999 yılında Haute-Provence Gözlemevi'nde alınan tayfsal gözlemlerden elde edilen analiz sonuçları irdelenmiştir. Elde edilen veriler tayfsal çıkarma yöntemi kullanılarak sistemlerin etkinliği ve çevrelerinde bulunan madde ile ilgili bilgi çalışılmış, sonuç olarak her iki sistemin genel etkinlik düzeyinin plaj ve püskürmelerden kaynaklandığı, tayflarında sistem çevresinde bulunan maddeden dolayı ek salma ve soğurma yapılarının bulunduğu gösterilmiş, dikine hız eğrileri çözülmüş ve tayf türleri daha duyarlı bir şekilde bulunmuştur.

1. GİRİŞ

Etkinlik kelimesinin ilk özgün kullanımı daha çok Güneş çalışan gökbilimciler tarafından güneşin maksimum ve minimum leke sayılarının zamanlarını tanımlamak için kullanılmış, daha sonra lekelerin manyetik özellikleri ile birlikte diğer yıldızları da kapsayacak şekilde yaygınlaşmıştır. Güneş lekelerinin diğer çift sistemlerin ışık değişimlerini açıklamaya yönelik bir düşünce kaynağı ve basit olarak yıldızın manyetik etkinliği ile ilgili olması, doğal olarak manyetik etkinliğin bir sonucu olan leke oluşumunu gözlemeyi ve anlamayı ön plana çıkarmıştır. Manyetik etkinlik sadece lekelerin oluşmasını sağlayan basit bir süreç değildir. Yıldızın dönmesi ile üretilen manyetik etkinlik, yıldızın evrimi süresince değişimi ve korunumu sonucu kendini farklı şekillerde göstermektedir. Yıldızın ışıkküresinde (fotosferinde) leke, renkküresinde (kromosferinde) güçlü bir şekilde salma yapan çeşitli çizgiler (Ca II H&K, Mg II h & k vb), taç bölgesinde (koronada) radyo veya x-ışın salması gibi olaylar olarak kendini gösterir. Bu manyetik etkinlik süresince enerji, manyetik ilmeklerle yıldızın tüm atmosfer katmanlarına ulaştırılır. Biz ise sadece bunun etkileri sonucu oluşan olayları görüp izleriz. Aslında yıldızların çeşitli atmosfer katmanlarında çeşitli dalgaboylarında gördüğümüz etkinlik belirteçleri, manyetik etkinliğin farklı şekillerde algılayabildiğimiz yapılarıdır.

Bir yıldızın manyetik etkinliği yıldızın dönmesi ile ilgilidir. Çift sistemlere baktığımızda ise durum biraz daha karmaşık bir hale gelmektedir. Çünkü sistemi oluşturan bileşenlerin her ikisi veya biri manyetik olarak etkin olabilir ve bulundukları fiziksel şartlar altında, yıldızlar birbirleri ile etkileşerek manyetik etkinlikleri sayesinde birbirlerinin evrimlerini yönlendirebilirler.

Bu nedenlerden dolayı RS CVn yıldızları manyetik etkinlik araştırmalarında oldukça büyük ilgi çekmiş ve halen üzerlerinde ayrıntılı çalışmalar yapılmaya devam edilmektedir.

Güneş benzeri ışıkküresine ait lekeler, renkküreye ait salma ve püskürme (flare) etkinlikleri, geç tayf türü yıldızların genel özellikleridir. Bu tür yıldızlar önemli miktarda madde dolaşımı (konveksiyon) olan bir dış katmana sahip olduklarından, manyetik alan kuramına göre bu tür olaylar beklenmektedir. Son yıllarda yapılan gözlemlerde geç tayf türü yıldızların renkkürelerinde soğuk yapılar için kanıtlar bulunmuştur. Mullan vd (1989) bakış doğrultusunda 800 km sn^{-1} ye varan bir hız ile V471 Tau sisteminden fırlatılan maddenin taç bölgesinde yoğunlaştığını gözlemişlerdir. Houdebine vd (1990) AD Leo (dM4.5) sisteminde bir püskürme olayı sırasında taç bölgesinden kütle atımını (CME, Coronal Mass Ejection) göstermişlerdir. AB Dor(dK0e), Gl890(dM0e) ve HK Aqr(dM2e) gibi hızlı dönen yıldızlarda, soğuk maddenin yıldız atmosferi ile birlikte eşzamanlı döndüğü bulunmuştur (Collier Cameron vd 1990, Doyle & Cameron 1990, Byrne vd 1996). Güneş'te, görsel dalgaboyunda sürekli olarak gözlenen fışkırmalara (prominanslara) benzer olan böylesi etkin yapılar bir yıldız için etkinliğin belirteçleri olarak yorumlanmıştır.

Fışkırma türü yapılar etkin yıldızlarda oldukça önemli sonuçlara yol açmaktadır. Öncelikle böyle yıldızların genişlemiş atmosfer bölgeleri sadece radyo ve x-ışın gözlemcilerinin çalışma alanı olmaktan çıkmıştır. Oldukça enerjik ve sık olan parlamalar ve pek çok olası taç kısmına ait oluşumlar, yıldızlararası ortama kütle kaybının ve yıldız rüzgarlarının baskın olduğunu göstermektedir. Yine de, taç kısmındaki ısısal genişlemeler ve bazı farklı olaylarla kütle kaybının miktarları halen çözümlenmesi gereken sorun olarak durmaktadır.

Yıldızın üzerinde bulunan soğuk maddenin belirlenmesi oldukça zordur. Etkin çift yıldızlarda (örneğin RS CVn'lerde) örtülen yıldız, diğer bileşenin atmosferini birkaç yıldız yarıçapına kadar (taç bölümünü) tarayarak soğurucu maddenin varlığını bize gösterebilir. Böylece standart yıldızlar kullanılarak yapılan karşılaştırma tekniği olan tayfsal çıkarma, bileşenlerin tayfsal özelliklerini çözümlememizi sağlar.

Hall vd (1990) bir RS CVn yıldızı olan SS Boo çift sisteminin Balmer ve Ca II H & K çizgilerinin ayrıntılı gözlemlerini kullanarak birinci tutulma civarında 4-4.6$R_{\odot}$ büyüklüğünde genişlemiş bir bölgeye atfedilen bir soğurma artığı göstermişlerdir. Hall ve Ramsey (1992) 10 RS CVn sistemini araştırmışlar, sekizinde fışkırma sonucu, bir yerde yığılan kararlı bir maddenin varlığını bildirmişler ve RS CVn sistemlerinde fışkırma materyallerinin ortak bir özellik olduğu sonucuna varmışlardır. Daha sonra Gunn ve Doyle (1997) ve Gunn vd (1997) RS CVn yıldızlarında fışkırmaların varlığını sorgulamışlardır. Çok değişik tayf ve ışınım gücünde, farklı dönemli, tutulma gösteren etkin çift yıldızların renkküre ve taç bölgesi çalışmaları için önemli bir ek kaynak oldukları görülmüştür.

2. GÖZLEMLER ve VERİLER

SV Cam ve XY UMa yıldızı için yüksek ayırma güçlü tayfsal gözlemler 11-15 Şubat 1999 tarihinde yapılan beş gecelik bir gözlem programı çerçevesinde, Haute-Province(Fransa) Gözlemevinde, 1.93m lik bir teleskop üzerinde bulunan ELODIE fiber-beslemeli eşel tayfçeker ile elde edilmiştir. Bu tayfçeker 1993 yılından bu yana çalışmaktadır ve tayfın görsel bölgesinde (3900 - 6800 Å arasında) $\lambda/\Delta\lambda$ = 45 000 ayırma gücüne sahiptir. Teleskoptan veriler alınırken, yine aynı sistem üzerinde kurulu olan programlar yardımıyla veriler indirgenmiştir ve dalgaboyu ayarı yapılmıştır. Kullanılan aletlerin teknik özellikleri Barren vd (1996) tarafından ayrıntılı şekilde verilmiştir.

Gözlemler yapılırken, hemen her evrede veri almak üzere özel bir gözlem programı uygulanmıştır. Gözlem evreleri hesaplanırken kullanılan veriler Çizelge 2.1.'de verilmiştir. SV Cam sistemi için toplam 85, XY UMa sistemi için 69 tayf elde edilmiştir. Her tayf için 15 dakikalık poz süresi kullanılmıştır. Tayfsal çıkarma tekniğini kullanabilmek için HD 42807 ve HD 24451 yıldızları standart yıldız olarak kullanılmıştır. Bu yıldızlar renkküre etkinlikleri hariç diğer özellikleri ile mümkün olduğu kadar benzer olmak zorundadır. Gözlem süresince, her beş gecenin kalitesi birbirinden oldukça değişiktir. Bazı durumlarda zayıf görüş ve gelip geçici bulutlardan dolayı gözlemler etkilenmiştir. Bu yüzden elde edilen verinin S/N (Singnal/Noise – Sinyal/Gürültü) oranı 50 ila 7 arasında değişmektedir.

Çizelge 2.1. SV Cam ve XY UMa sistemleri ve standart yıldızları. Veriler Pojmanski (1998) ve Budding & Zeilik (1987)'den alınmıştır.

Parametreler	SV Cam	XY Uma	HD 42807	HD 24451
V	$9^m.34$	$9^m.6$	$6^m.44$	$8^m.25$
Tayf Türü	F5V + K0V	G0V + K5V	G2V	K4V
T_0	2249350.3037	2449350.6726		
P_{dol} (gün)	0.59307155	0.47899824		
Tayf sayısı	85	69	1	1

2.1. SV Camelopardalis (HD 44982, BD +82 174, HIP 32015)

SV Cam (Camelopardelis) kısa dönemli RS CVn grubu çift sistemlerinin bir üyesidir. Yörünge dönemi P ≈ 0.59 gün, tutulma dışında en büyük parlaklığı V = 9^m.34 ve tam tutulma gösteren bir çift sistemdir. SV Cam sisteminin bileşenlerinin tayfı Hilditch vd (1979) tarafından G2-3V ve K4V olarak tahmin edilmiştir. Daha sonra Na D çizgilerine dayalı bir inceleme yapan Popper (1996) birinci bileşen için geç G8V olarak tayf sınıfını belirlemiştir. Pojmański (1998) ise dikine hız eğrilerini kullanarak elde ettiği kütle oranı ile bileşenler için F5V ve K0V tayf değerlerini vermiştir.

Guthnick (1929) tarafından değişen bir yıldız olarak keşfedildiğinden bu yana SV Cam Wood (1946), Van Woerden (1957), Hildich vd (1979), Patkos(1982) ve Albayrak vd (2001) tarafından gözlenmiştir. Işık eğrileri Zeilik vd (1988), Budding (1977), Budding ve Zeilik (1987), Djurasevic (1998) ve Albayrak vd (2001) tarafından leke modeli tekniği kullanılarak analiz edilmiştir. Bu yazarlara göre yüksek enlemlerde bulunan, yıldız yüzeyinin önemli bir miktarını kaplayan karanlık bir leke yüzeyi kaplamaktadır ve dalga göçünden sorumludur. Leke 45°-135° ve 225°-315° boylamları aralığına düşmektedir. Bununla beraber Dujurasevic (1998) iki lekenin gözlemlere uygulanmasının daha iyi sonuç vereceğini iddia etmiştir. Ayrıca üçüncü cisim etkisi nedeniyle ortaya çıkan ışık-zaman etkisi Albayrak vd (2001) tarafından ayrıntılı olarak incelenmiştir.

SV Cam'ın hem görsel dalgaboyunda hem de x-ışın dalgaboyunda bir gözlem kampanyası Hempelmann vd (1997) tarafından gerçekleştirilmiştir. SV Cam'ın toplam x-ışın akısı tipik tek bir anakol yıldızının akısı ile hemen hemen aynıdır. Buna göre SV Cam çok etkin gözükmemektedir. Bu da RS CVn yıldızlarında iddia edildiğinin tersi bir durumdur. Hempelmann vd (1997) x-ışın ışık eğrisini modellediler ve iki tane taç bölgesinde salma olayı keşfettiler. Bunlardan birisi birinci bileşenin ışıkküresi üzerinde, diğeri ise her iki bileşen arasında konumlanmıştır. Yaptıkları Doppler haritalama incelemesinde söz konusu lekenin birinci bileşen üzerinde 60° boylamında olduğu sonucuna varmışlardır. İkinci Doppler kaynağı da bulunan ikinci x-ışın kaynağı ile iyi bir bağlılık göstermiştir. Ayrıca, ikinci tutulma sırasında H_α soğurma çizgilerini gözleyerek ikinci bileşen üzerinde güçlü etkinlik kaynağına ait kanıtlar bulmuşlardır.

SV Cam'ın ilk dikine hız çalışması Hiltner (1953) tarafından yapılmıştır. Daha sonra Lucy ve Sweeney (1971), Rainger vd (1991) ve Pojmański (1998) tarafından dikine hız çalışmaları yapılmıştır.

2.2. XY Ursae Majoris (HD 237786, BD +55° 1317, HIP 44998)

XY UMa (Ursae Majoris) RS CVn çift sistemleri içinde P ≈ 0.48 gün ile en küçük döneme sahip sistemdir. Tutulmalar dışındaki en büyük parlaklığı V = 9^m.6 dir. Bileşenlerin tayf türleri Geyer (1980) tarafından birinci bileşen için G2-5V, ikinci bileşen için K5V olarak verilmiştir.

İlk defa Geyer ve Strohmeier (1955) tarafından örten değişen bir yıldız olarak not edilmiştir. Keşfedildiğinden bu yana bu sistemin görsel bölgede (Greyer 1980, Zeilik vd. 1982, Jassur 1986, Heckert ve Zeilik 1988, Qisheng vd 1989, Zeilik vd 1988, Lee 1993, Hilditch ve Bell 1994, Jeffries vd 1995, Collier Cameron ve Hilditch 1997, Erdem ve Güdür 1998, Pribulla vd 2001), radyo bölgede (Drake vd 1986, Morris ve Mutel 1988), kırmızı öte bölgede (Arévalo ve Lázaro 1990, Mitrou vd 1996), moröte bölgede (Greyer ve Hoffman 1981) ve x-ışın bölgesinde (Bedford ve Greyer 1986, Bedford vd 1990, Dempsey vd 1993) gözlemleri yapılmıştır.

XY UMa sisteminin tayfsal elemanları Rainger vd (1991), Pojmańki ve Udalski (1997) ve Pojmański (1998) tarafından elde edilmiştir. Pojmańki ve Udalski (1997) H_α çizgisi ile yaptıkları çalışmada geçici bir soğurma olayını gözlemişler ve sistem ile ortak dönme yapan bir bulutun varlığını öne sürmüşlerdir. Arévalo ve Lázaro (1999) birinci bileşenin dikine hızı üzerinde artık bir salma buldular ve bakışımsız H_α salmasının ikinci bileşenden kaynaklandığını varsaymışlardır.

2.3. Tayfsal Çıkarma Yöntemi ve Dikine Hız Eğrileri Çözümleri

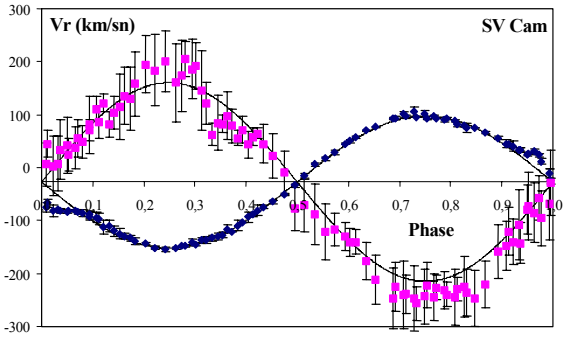
Renkküre etkinliğinden kaynaklanan tayfsal belirteçlerin izole edilerek yıldız etkinliğini çalışmak için kullanılan bir tekniktir. Bu yöntem ile etkin olmayan yıldızların tayfaları kullanılarak, elde edilen sentetik tayfın gözlenen tayftan çıkarılması sağlanır. Böylelikle etkinliğin herhangi bir belirtisi, elde edilen artık tayfta salma veya soğurma olarak görülecektir. Bu çalışmada gerekli verilerin elde edilmesi için CORREL programı kullanılmıştır (Gunn, 1995). Her soğurma veya salma yapısının dikine hızları hesaplanmıştır. CORREL programı ayrıca her bileşene ait dikine hız değerlerini de vermektedir. Bu çalışmada dikine hız eğrileri elde edilirken Hα (λ6562.81), Hβ(λ4861.34), Mg I (λλλ5167.33, 5172.70, 5183.62), Na I (λλ5895.94, 5889.97) çizgileri kullanılmıştır.

3. Sonuçlar

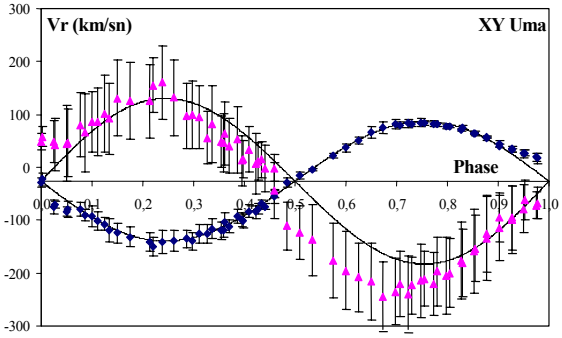
Her iki çift sistem içinde $EW_{H\alpha}/EW_{H\beta}$ oranı kullanılarak (Buzasi, 1989) her iki sistemin genel etkinlik düzeyinin plaj ve püskürmelerden kaynaklandığı sonucuna varılmıştır.

Edilen dikine hız eğrileri Şekil 1 ve Şekil 2 de, çözümleri Çizelge 1 de verilmiştir. Şekil 2 de görüldüğü gibi özellikle XY UMa sisteminin çevresinde madde vardır.

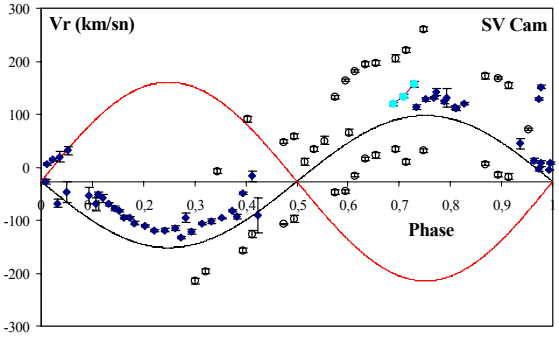
Şekil 3 ve Şekil 4 de ise her iki sistemde de var olan artık tayfların merkezi dalga boyları ölçülerek bu özelliklerin dikine hız eğrileri sistemlere ait olan dikine hız eğrilerinin üzerine yerleştirilerek gösterilmiştir. Her iki sistemde de salma ve soğurmalara neden olan madde birinci bileşenin dikine hız eğrisine uyumlu bir hareket sergilemektedirler. Ve gelen artık tayfın çoğu iki bileşen arasında bulunan bir ortamdan kaynaklanmaktadı



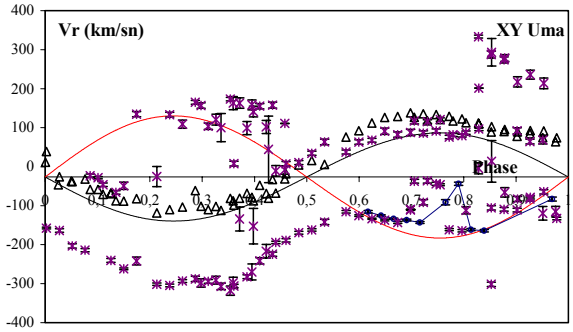
Şekil 1. SV Cam sisteminin dikine hız eğrisi



Şekil 2. XY Uma sisteminin dikine hız eğrisi.



Şekil 3. Artık tayflardan ölçülmüş salma (içi dolu daireler) ve soğurma (içi boş daireler) yapılarının dikine hız değerleri .



Şekil 4. Artık tayflardan ölçülen tüm yapılar XY UMa için salma şeklindedir. Aynı evrede ölçülen birden fazla artık yapıları farklı sembollerle gösterilmiştir.

Çizelge 1. Dikinehız eğrilerinden elde edilen değerler

	SV Cam	**XY UMa**
T_0	2451221.4556270 ± 0.0000005	2451221.1680027 ±0.0000005
P (gün)	0.59307155[1]	0.47899824[2]
i (º)	89.5[3]	80.86[2]
V_0 (km s^{-1})	-27.25 ± 0.05	-26.40 ± 0.05
K_1 (km s^{-1})	-124.70 ± 1.00	-113.09 ± 2.00
K_2(km s^{-1})	187.57 ± 10.00	156.60 ± 20.00
E	0	0.0151 ± 0.0005
w (º)	90	90
q	0.66	0.72
a ($R_\odot$)	3.66	2.58
a_1 ($R_\odot$)	1.46	1.08
a_2 ($R_\odot$)	2.20	1.50
m_1 ($M_\odot$)	1.12	0.59
m_2 ($M_\odot$)	0.75	0.42
1. Bileşen	F7V	K8V
2. Bileşen	K3V	M2-3V

[1] Hilditch 1979
[2] Pribulla 2001
[3] Djurašević 1998

Kaynaklar:

Albayrak, B., Demircan, O., Djuraušević, G. Ekapic, A., Ak, H. 2001, A&A, 376, 158
Arévalo, M.J., Lázaro, C. 1999, AJ, 118, 1015-1033
Arévalo, M.J., Lázaro, C. 1990, AJ, 99, 983
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 199, 373
Bedford, D.K., Greyer, E.H. 1986, Mitteil. Astron. Gesellschaft, 67, 305
Bedford, D.K., Jeffries, R.D., Greyer, E.H., Vilhu, O. 1990, MNRAS 243, 557
Budding, E. & Zeilik, M. 1987, ApJ, 319, 827
Budding, E. 1977, Ap.Space Sci., 48, 207
Buzasi, D.L., Ramsey, L.W., Huenemoerder, D.P. 1987, ApJ, 322; 353.
Byrne, P.B., Eibe, M.T., Rolleston, W.R.J. 1996, A&A, 311, 651B
Collier Cameron, A., Duncan, D.K., Ehrenfreund, P., Foing, B.H., Kuntz, K.D., Penston, M.V., Robinson, R.D., Soderblom, D.R. 1990, MNRAS, 247, 415-438
Collier Cameron, A., Hilditch, R.W. 1997, MNRAS, 287, 567
Dempsey, R.C., Linsky, J.L., Fleming, T.A., Schmitt, J.H.M.M. 1993, ApJSS, 86, 599
Djuraušević, G. 1998, A&ASS, 127, 233-242
Doyle, J. G., Collier Cameron, A. 1990, MNRAS, 244, 291
Drake, S.A., Simon, T., Linsky, J.L. 1986, AJ, 91, 1229
Erdem, A., Güdür, N., 1998, A&ASS, 127, 257-267
Greyer E.H., Hoffmann, M. 1981, Mitteil. Astron. Gesellschaft, 52, 70
Greyer, E.H. 1980, in Close Binary Stars: Observations and Interpretations, Plavec J.M., Papper D.M., Ulrich R.K. (eds.) p.423
Greyer, E.H., Kippenhahn, R., Strohmeier, W. 1955, Kleine Veroffentl. RemeisSternwarteBamberg,No. 9
Gunn A.G., Doyle, J.G., Houdebine, E.R. 1997, A&A, 319, 211-224
Gunn, A.G. 1995, Ph.D. Thesis, Queen's University of Belfast
Gunn, A.G., Doyle, J.G. 1997, A&A, 318, 60
Guthnick, P. 1929. Neue Veränderliche. AN., 235; 83.
Hall D.S. 1976, in Fitch W.S., ed., Multiple Periodic Veriable Stars, IAU Coll., 29. Reidel: Dordrecht, p.287
Hall, J.C., Huenemoerder D.P., Ramsey L.W., Buzasi D.L. 1990, ApJ, 358, 610
Hall, J.C., Ramsey, L.W. 1992, A&A, 318, 60
Heckert, P., Zeilik, M. 1988, IAU IBVS No.304
Hempelmann, A., Hatzes, A.P., Kurster, M., Patkos, L. 1997, A&A, 317,125-139
Hilditch R. W., Bell S. A. 1994, MNRAS, 267, 1081
Hilditch R. W., Harland D. M., McLean B.J. 1979, MNRAS, 187,797
Houdebine, E.R., Foing, B.H., Rodono, M. 1990,A&A, 238, 249
Jassur, D.M.Z. 1986, Ap\&SS, 128, 369
Jeffries, R.D., Collins, C., Elliot, K.H., Pittard, J.M., Taylor, S.B. 1995, IAU IBVS No.4277
Lee, W., 1993, ASP Conference Series, Vol. 38; 334 - 336.
Lucy, L.B., Sweenney, M.A. 1971, AJ, 76, 544L.
Mitrou, C.K., Doyle, J.G., Mathioudakis, M., Antonopoulou, E. 1996, A&AS, 115, 61
Morris, D.H., Mutel R.L. 1988, AJ, 95, 204
Mullan, D.J., Sion, E.M., Bruhweiler, F.C., Carpenter, K.G. 1989, ApJ, 339, L33-36.
Patkos, L. 1982, Comm. Konkoly Obs., No. 80
Pojmański, G. 1998, Acta Astr., 48,711-727
Pojmański, G., Udalski, A. 1997, Acta Astron., 47, 451
Popper, D.M. 1996, ApJS, 106; 133-141.
Pribulla, T., Chochol, D., Heckert, P.A., et al. 2001, A&A, 371, 997
Qisheng, L., Xiaoyu, Z., Rhongxian, Z. 1989, IAU IBVS No.3374
Rainger, P.P., Hilditch, R.W., Edwin, R.P. 1991, MNRAS, 248, 168
Van Woerden, H. 1957, Ann.Sterrew. Leiden, 21; 3.
Wood, F.B. 1946, Princeton Obs. Control, No.21
Zeilik M., Batuski, D., Elston, R., Schmolke, P., Smith, P. 1982, IAU IBVS No.2169
Zeilik, M., De Blasi, C., Rhodes, M., Budding, E. 1988, ApJ, 332, 293-298

Yeni Bir Aktif Çift Yıldız: MR Delphini

F. Soydugan[1], A. Erdem[1], O. Demircan[1], E. Soydugan[1], C. Çiçek[1], S. Özdemir[1], İ. Bulut[1], Ö.L. Değirmenci[2], Z. Bozkurt[2] ve K. Yakut[2]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
[2] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

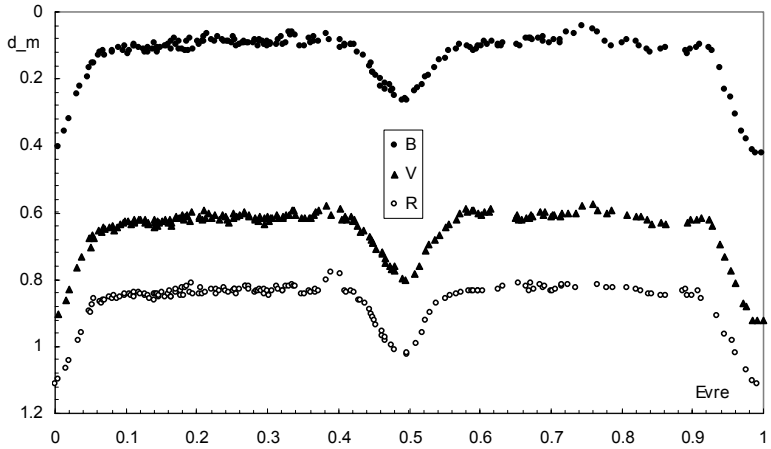
Özet. Hipparcos uydusu tarafından örten çift yıldız olduğu keşfedilen Algol türü bir sistem olan MR Del'in, 2000 yılında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde B, V ve R süzgeçlerinde gözlenerek ışık eğrileri elde edildi. Her iki bileşenin de tayf türünün K olduğu önerilen (Cutispoto ve ark. 1997) sistem, maksimum evrelerde yüzey aktivitesi sonucu oluşabilecek değişimler göstermektedir. MR Del'in gözlemleri boyunca elde edilen yeni minimum zamanları, daha önce literatürde verilen minimum zamanları ile birleştirilerek sistemin ışık öğeleri yenilenmiştir. Ayrıca, sistemin ışık eğrileri, Wilson-Devinney yöntemi ile analiz edilerek sisteme ilişkin fiziksel ve geometrik parametreler bulunmaya çalışılmış, ışık eğrilerindeki asimetrilerin olası nedenleri üzerinde durulmuştur.

1. Giriş

MR Del (HD 195434, BD $+04^0$ 4470, HIP 101236) sisteminin $0^g.52169$ döneme sahip örten bir çift sistem olduğu Hipparcos uydusu tarafından belirlenmiş ve Algol türü bir dizge olarak sınıflanmıştır (ESA, 1997). Hipparcos tarafından sistemin tayf türü olarak K0 verilmiş olup ışık eğrisindeki maksimum ve minimum parlaklık değerleri sırasıyla $8^m.87$ ve $9^m.13$ olarak belirlenmiştir. Dizgenin yumuşak bir X-ışın kaynağı olduğu Pye ve ark. (1995) tarafından ortaya konmuştur. Cutispoto ve ark. (1997), sistemi UBVRI süzgeçlerinde gözlemiş ve BY Dra türü değişim gösterdiğini belirtmişlerdir. Ayrıca yine bu çalışmada sistemin ışık eğrisi çözülmüş, dizgenin fiziksel ve geometrik parametreleri tahmin edilerek leke etkinliği belirlenmiştir. Cutispoto ve ark. (1999) başka bir çalışmada ise, Ca I çizgisinin eşdeğer genişliği ile B-V renk ölçeği arasında buldukları ilişkiden sistemin bileşenlerinin tayf türünü K2V + K6V olarak tahmin etmişlerdir. Clausen ve ark. (2001), MR Del'in ubvy süzgeçlerinde ışık eğrisini elde etmişler ve ışık eğrisinin manyetik etkinlik nedeniyle gecelik değişimler gösterdiğini belirterek flare olayı rapor etmişlerdir.

2. Gözlemler

MR Del örten çift sistemi, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 10, 13, 15, 16 ve 18 Temmuz 2000 tarihlerinde 40 cm'lik Cassegrain türü teleskop kullanılarak B, V ve R süzgeçlerinde gözlenmiştir (Şekil 1).



Şekil 1. MR Del'in B,V ve R süzgeçlerinde TUG'da elde edilmiş ışık eğrileri.

Gözlemler sırasında mukayese ve denet yıldızı olarak sırasıyla BD $+04^0$ 4463, ve BD $+04^0$ 4476 yıldızları kullanılmış ve elde edilen ışık eğrileri Soydugan ve ark. (2001) tarafından yayınlanmıştır.

Sisteme ilişkin ışık eğrisi incelendiğinde, maksimum I ve maksimum II düzeylerinin eşit olmadığı ve maksimum evrelerde küçük genlikli değişimlerin olduğu görülmektedir. MR Del'in bileşenlerinin geri tayf türünden olması (K2V + K6 V) ve daha önceki çalışmalarda da leke etkinliğinin varlığından söz edilmesi nedeniyle bu asimetrik yapının leke etkinliğinin bir sonucu olabileceği önerilebilir.

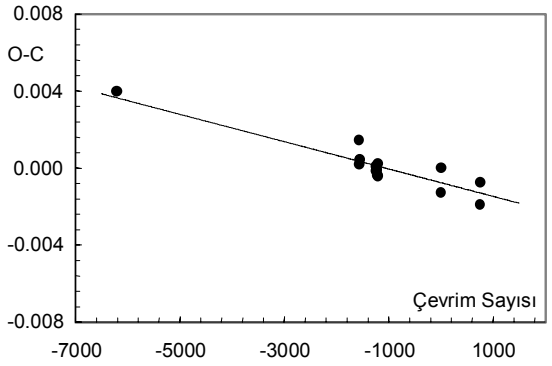
3. Yörünge Dönemi Analizi

MR Del'in 2000 yılında TUG'da ve 2001 yılında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan gözlemler sonucunda iki Min I ve iki Min II zamanı elde edildi. Kwee van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak belirlenen minimum zamanları literatürdeki yayınlanmış minimum zamanları ile birlikte Çizelge 1'de listelenmiştir.

Çizelge 1. MR Del'in gözlenen minimum zamanları

Minimum Zamanı (JD+2400000)	Tür	Kaynak
48500.41600	1	ESA, 1997
50920.89420	2	Clausen ve ark. (2001)
50925.84900	1	Clausen ve ark. (2001)
50926.89260	1	Clausen ve ark. (2001)
50931.84869	2	Clausen ve ark. (2001)
51092.52886	2	Clausen ve ark. (2001)
51094.62536	2	Clausen ve ark. (2001)
51098.52815	1	Clausen ve ark. (2001)
51100.61483	1	Clausen ve ark. (2001)
51104.52727	2	Clausen ve ark. (2001)
51110.52729	1	Clausen ve ark. (2001)
51111.57004	1	Clausen ve ark. (2001)
51739.42310	2	Bu çalışma
51744.38040	1	Bu çalışma
52130.42910	1	Bu çalışma
52135.38630	2	Bu çalışma

Çizelgedeki minimum zamanları T_0 için başlangıç değeri 51744.3804 ve yörünge dönemi P için başlangıç değeri $0^g.52169$ kullanılarak O-C farkları hesaplandı ve Şekil 2'de çevrim sayısına göre çizildi.



Şekil 2. MR Del'in O-C grafiği.

O-C verileri doğrusal bir değişim gösterdiğinden, sistemin yeni ışık öğelerini hesaplamak için O-C verisine en küçük kareler yöntemi ile doğru fiti yapılarak sistemin yeni ışık öğeleri hesaplandı :

$$\begin{array}{lll} \text{Min I HJD} = & 24\ 51744.37964 + & 0^g.52168929 \cdot E \\ & \pm 2 & \pm 2 \end{array} \qquad (1)$$

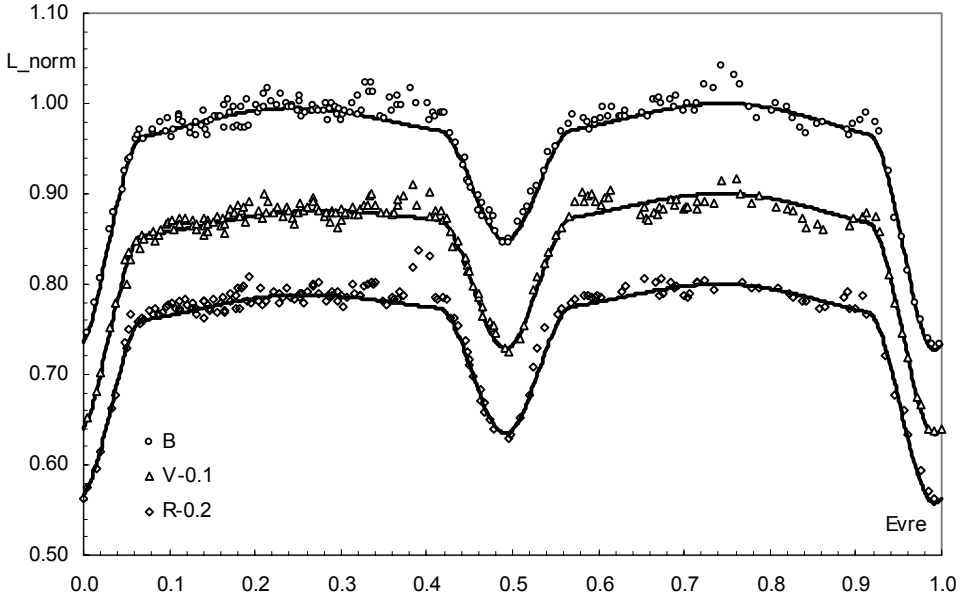
4. Işık Eğrisi Analizi

MR Del'in 2000 yılında TUG'da B,V ve R süzgeçlerinde elde edilen gözlem noktalarından oluşan veriler, 0.75 evredeki parlaklığa göre normalize edilerek Wilson (1992) tarafından geliştirilen Wilson-Devinney yönteminin 1992 versiyonu kullanılmak üzere analiz için hazırlandı. Sistemin bileşenlerinin tayf türleri için, Cutispoto ve ark. (1999) tarafından yapılan çalışma referans alınmıştır. Bu çalışmada, Ca I 6717.7 Å çizgisinin eşdeğer genişliği ile B-V renkleri arasında lineer bir ilişki bulunmuş ve bu bağıntıdan yararlanılarak bileşenlerin tayf türleri, alt türlerde ±2 doğrulukla, K2V+K6V olarak belirlenmiştir.

Cutispoto ve ark. (1999) tarafından verilen tayf türü kullanılarak baş bileşenin sıcaklık değeri literatürden 4900 K olarak alındı (Popper, 1980). Bolometrik logaritmik kenar kararma katsayıları ve tek renk logaritmik kenar kararma katsayıları, Van Hamme (1993)'ün çalışmasından alındı. Çekim kararma üsleri ise, konvektif atmosferler için, $g_{1,2}$=0.32 olarak kullanıldı (Lucy, 1963). Bolometrik albedolar, $A_{1,2}$=0.5 (konvektif atmosferler için) olarak alındı. Dairesel yörünge ve senkronize dönme varsayımı altında dönme parametreleri $F_{1,2}$=1 alındı. Bu parametrelerin tümü analiz sırasında sabit tutuldu. Sistemin ışık eğrisinde yakınlık etkilerinin baskın olarak görünmemesi nedeniyle çözümlere ayrık sistemler için kullanılan MODE 2 ile başlandı ve daha sonra bileşenlere ilişkin potansiyel değerleri sistemin ayrık olduğunu gösterir şekilde değişim gösterdiğinden çözümlerin MODE 2 de yapılmasına karar verildi.

MR Del'in kütle oranı için Cutispoto ve ark. (1997), 0.88 değerini tahmin ettiler. Bu değeri sınamak ve analize başlangıç için bir q değeri seçmek için kütle oranı taraması yapıldı. Bu tarama sonucunda, O-C değerlerinin q=0.65-0.70 civarında minimum değere ulaştığı görüldü. Bu nedenle q için başlangıç değeri 0.7 seçildi.

Başlangıç değerleri bu şekilde seçildikten sonra, ışık eğrisindeki maksimum I evresinin maksimum II ye göre daha düşük seviyede olması nedeniyle baş yıldızın üzerinde bir soğuk leke olabileceği düşünüldü. Bu durumda, soğuk lekenin varlığı ile birlikte sistemin ışık eğrisi analizi yapıldı. Çözüm sonunda bulunan parametreler Çizelge 2'de listelendi. V bandında yapılan çözüm sonucunda kütle oranı değeri serbest bırakıldı. Bunun sonucunda bulunan q değeri, diğer süzgeçlerde sabit alınarak çözüm sonuçlandırıldı. Bulunan parametreler kullanılarak oluşturulan kuramsal eğri ile B,V ve R süzgeçlerindeki gözlemlerin uyumu Şekil 3'te sistemin Roche geometrisi ise Şekil 4'te, gösterilmektedir. Ayrıca, sistemin 0.25 evredeki konfigürasyonu ile baş yıldızın üzerindeki soğuk leke Şekil 5'te çizilmiştir.

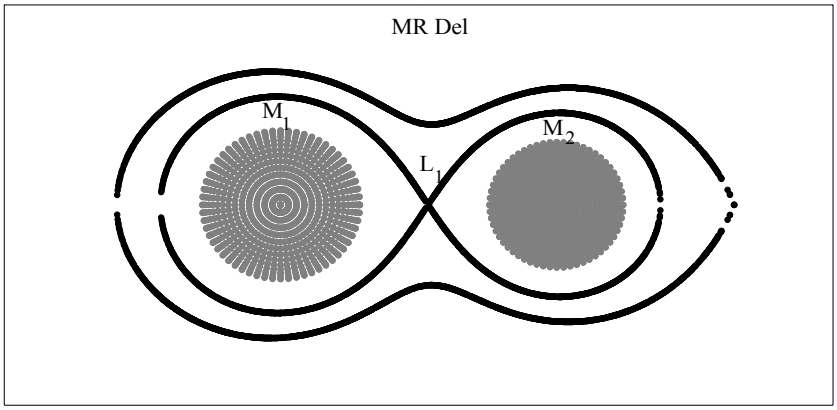


Şekil 3. MR Del'in B, V ve R süzgeçlerindeki gözlemsel noktalar ve soğuk leke ile birlikte analiz sonucunda elde edilen parametreler ile oluşturulan kuramsal eğriler.

Çizelge 2. MR Del'in WD 1992 yöntemi kullanılarak yapılan analiz sonucunda bulunan sonuçlar.

Parametre	**B**	**V**	**R**
Lekenin Boylamı:λ	290^0	290^0	290^0
Lekenin enlemi:β	70^0	70^0	70^0
Lekenin açısal yarıçapı:γ	8^0	10^0	10^0
Lekenin sıcaklık faktörü: τ_{spot}	0.95	0.8	0.875
Evre Kayması	0.9917	0.9917	0.9914
	±0.0002	±0.0002	±0.0002
e	0	0	0
w	90	90	90
i	74^0.615	75^0.093	74^0.715
	±0.180	±0.152	±0.121
x_h	0.881	0.740	0.611
x_c	0.817	0.705	0.912
A_h	0.5	0.5	0.5
A_c	0.5	0.5	0.5
g_h	0.32	0.32	0.32
g_c	0.32	0.32	0.32
T_h	4900	4900	4900
T_c	4410	4448	4391
	±12	±10	±13
Ω_1	4.4015	4.3485	4.2504
	±0.0321	±0.0436	±0.0226
Ω_2	4.1410	4.2184	4.3144
	±0.0451	±0.1502	±0.0241
q	0.71813	0.71813	0.71813
		±0.03747	
$L_h / (L_h+L_c)$	0.7326	0.7068	0.7207
	±0.0116	±0.0106	±0.0067
$L_c / (L_h+L_c)$	0.2674	0.2932	0.2793
r_h (pole)	0.2697	0.2735	0.2810
	±0.0021	±0.0025	±0.0020
r_h (point)	0.2829	0.2877	0.2971
	±0.0026	±0.0031	±0.0025
r_h (side)	0.2744	0.2785	0.2866
	±0.0023	±0.0027	±0.0021
r_h (back)	0.2799	0.2844	0.2932
	±0.0025	±0.0029	±0.0023
r_c (pole)	0.2372	0.2314	0.2246
	±0.0028	±0.0025	±0.0017
r_c (point)	0.2509	0.2436	0.2352
	±0.0036	±0.0031	±0.0021
r_c (side)	0.2411	0.2349	0.2277
	±0.0030	±0.0026	±0.0018
r_c (back)	0.2478	0.2409	0.2329
	±0.0033	±0.0029	±0.0020
$\Sigma W (O-C)^2$	0.00273	0.00256	0.00232

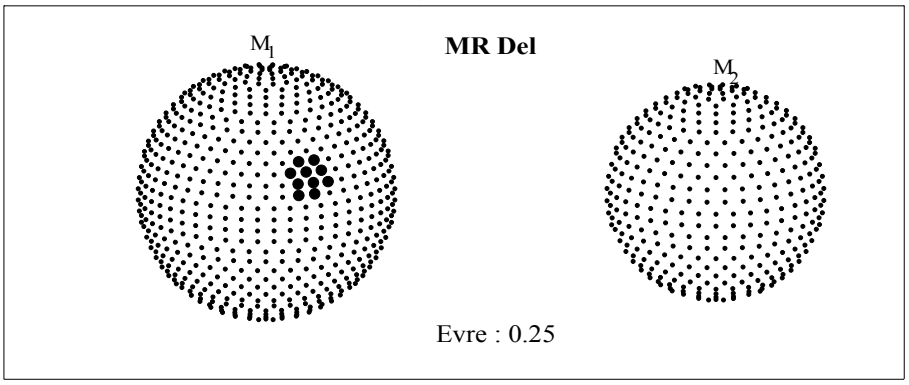
Yapılan analiz sonucunda, Şekil 3'de de görüldüğü gibi, gözlemler ile en iyi uyum R süzgecindedir. Ayrıca $\Sigma W (O-C)^2$ değerinin de en küçük olduğu süzgecin R olmasının nedeni, bu süzgeçte özellikle maksimumlardaki dalgalanmaların diğer süzgeçlere göre daha az olmasıdır.



Şekil 4. MR Del'in Roche geometrisi.

5. Sonuçlar

Bu çalışma sonucunda MR Del'in 2000 yılında TUG'da B,V ve R süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney yöntemi ile analiz edilerek sistemin fiziksel ve geometrik parametreleri belirlenmeye çalışılmıştır. Ayrıca, sistemin şu ana kadar elde edilen minimum zamanları kullanılarak yeni ışık öğeleri belirlenmiştir. Işık eğrisindeki maksimum I evresinin maksimum II ye göre daha sönük olması, baş bileşen üzerinde olabilecek soğuk leke etkisi ile açıklanmaya çalışılmıştır. Sistemin ışık eğrisinde görülen kısa zamanlı ve küçük genlikli değişimler ise, daha önceki çalışmalarda da raslanıldığı gibi (Cutispoto ve ark. 1997, Clausen ve ark. 2001), bileşenlerin yüzey aktivetesinden kaynaklanabilecek gecelik değişimler olarak yorumlanabilir.



Şekil 5. Baş bileşen üzerindeki soğuk leke ile birlikte sistemin konfigüasyonu.

Teşekkür. Bu çalışma TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından gözlem projesi olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Clausen, J.V., Helt, B.E. and Olsen, E.H. 2001, A&A, 374, 980
Cutispoto, G., Kürster, M., Messina, S., Rodono, M. and Tagliaferri, G. 1997, A&A, 320, 586
Cutispoto, G., Pastori, L. et al. 1999, A&AS, 138, 87
ESA, 1997, The Hipparcos & Tycho Catalogues, ESA SP-1200
Kwee, K.K. and van Woerden, H. 1956, B.A.N., 12, 327
Lucy, L.B. 1967, Z. Astrophys., 65, 89
Popper, D.M. 1980, ARA&A, 18, 115
Pye, J.P., McGale, P.A., Allan, D.J. et al. 1995, MNRAS, 274, 1165
Soydugan, F., Budding, E., Demircan, O., Erdem, A. et al. 2001, IBVS, 5153
Van Hamme, W. 1993, AJ, 106, 2096
Wilson, R.E. 1992, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model, Revision of 1992, University of Florida

ROSAT ile Gözlemlenmiş SU UMA Tipi Cüce Novaların X-Işını Tayfsal Analizi

Dr. Gülnur İkis Gün

Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü

Bu çalışmada durağan durumda iken gözlemlenmiş 8 adet SU UMa tipi Cüce Novanın tayfsal analizi gerçekleştirilmiştir. Kullanılan X-ışını verileri ROSAT uydusu arşivinden alınmıştır. Uydunun enerji aralığı 0.1-2.4 keV dir. Yani yumuşak X-ışınlarını gözlemlemektedir. Sistemlerin gözlemlerle ilgili bilgileri Tablo.1'de görülmektedir.

TABLO.1. Gözlem bilgileri. Gözlem süreleri veri elde edilen toplam sürelerdir.

Sistemin adı	Gözlem tarihi	Gözlem süresi (san.)	Sayım oranı (foton sayısı x san^{-1})
T Leo	16 Haziran 1992	5058	0.62±0.01
CY UMa	4 Aralık 1991	9295	0.97±0.003
BZ UMa (1)	2 Ekim 1992	4038	0.59±0.01
BZ UMa (2)	6-7 Ekim 1993	2773	0.70±0.02
BZ UMa (3)	30 Nisan 1994	1247	0.59±0.02
SW UMa	11 Nisan-3 Mayıs 1992	7452	0.025±0.006
SU UMa	14-27 Nisan 1992	3496	1.58±0.02
CU Vel	31 Mayıs-1 Haziran 1992	8250	0.150±0.004
WX Hyi	30 Kasım-22 Aralık 1991	8959	0.49±0.01
TY PsA	7-8 Mayıs 1992	9981	0.32±0.006

Eldeki verilere pek çok tayfsal model uygulanmıştır. Bunlar arasında verilere en iyi uyan modeller Termal Bremsstrahlung ve Raymond-Smith modelleridir. Bu modellerin vermiş olduğu parametre değerleri Tablo.2 ve Tablo.3'te verilmiştir. Tablolardan da görüldüğü gibi Raymond-Smith modeli en az Termal Bremsstrahlung kadar iyi fitler vermektedir.

Analizlerin sonucunda elde edilen N_H (Galaktik Soğurma -Kolon Yoğunluğu) değerleri Reina, Tarengi (1973) ve Gorenstein (1975)'in verdiği formüllerle hesaplanan değerlerle karşılaştırılmıştır. Bunun sonucunda Raymond-Smith modeliyle bulunan Kolon Yoğunluğu değerlerinin hesaplar sonucu bulunan değerlere Termal Bremsstrahlung modelinin verdiklerinden daha yakın olduğu görülmüştür. Her iki modelin verdiği sıcaklık değerlerinin hata limitleri içinde hemen hemen aynı olduğu da görülmüştür.

TABLO.2. Raymond-Smith modeli kullanılarak yapılan analiz sonucu elde edilen parametre değerleri. X_v^2 İstatistik değerini, kT sıcaklık değerini ve A normalizasyon amplitüdünü göstermektedir.

Sistemin adı	X_v^2	v	N_H (x 10^{21} cm^{-2})	kT (keV)
T Leo	0.87	71	0.333±0.052	1.29±0.20
CY UMa	1.49	25	0.272±0.060	1.13±0.30
BZ UMa (1)	1.01	66	0.267±0.011	1.51±0.00
BZ UMa (2)	1.08	56	0.277±0.056	1.51±0.30
BZ UMa (3)	1.10	25	0.268±0.018	1.70±0.00
SW UMa	1.46	52	0.242±0.014	1.39±0.38
SU UMa	1.07	103	0.319±0.009	1.70±0.00
CU Vel	1.02	36	0.321±0.023	1.68±0.59
WX Hyi	1.07	114	0.408±0.016	1.69±0.30
TY PsA	1.38	82	0.356±0.012	1.80±0.00

TABLO.3. Termal Bremsstrahlung modeli kullanılarak yapılan analiz sonucu elde edilen parametre değerleri. X_v^2 İstatistik değerini, kT sıcaklık değerini ve A flüks amplitüdünü göstermektedir.

Sistemin adı	X_v^2	v	N_H (x 10^{21} cm^{-2})	kT (keV)
T Leo	0.92	71	0.147±0.020	1.51±0.37
CY UMa	1.51	25	0.090±0.038	1.32±0.29
BZ UMa (1)	0.91	65	0.052±0.020	2.91±0.54
BZ UMa (2)	1.05	56	0.079±0.024	2.10±0.34
BZ UMa (3)	1.13	24	0.058±0.017	2.94±2.55
SW UMa	1.46	52	0.058±0.022	1.67±0.28
SU UMa	1.08	103	0.113±0.014	2.46±0.73
CU Vel	1.07	36	0.127±0.030	2.06±0.98
WX Hyi	1.15	114	0.209±0.023	2.10±0.47
TY PsA	1.46	81	0.143±0.021	2.87±1.05

Analiz sonuçlarından yola çıkarak her bir sistem için flüks ve lüminozite değerleri hesaplanmıştır. Bu sonuçlar Tablo.4'de görülmektedir.

TABLO.4. Hesaplanmış enerji flüksleri ve lüminozite değerleri.

Sistemin adı	Enerji Flüksü (erg x cm^{-2} x san^{-1})	Lüminozite (erg x san^{-1})
T Leo	4.9 x 10^{-12}	3.4 x 10^{30}
CY UMa	7.6 x 10^{-12}	8.3 x 10^{30}
BZ UMa (1)	4.8 x 10^{-12}	1.1 x 10^{30}
BZ UMa (2)	5.9 x 10^{-12}	1.4 x 10^{30}
BZ UMa (3)	5.6 x 10^{-12}	1.3 x 10^{30}
SW UMa	2.1 x 10^{-12}	2.5 x 10^{30}
SU UMa	1.2 x 10^{-12}	2.8 x 10^{30}
CU Vel	1.4 x 10^{-12}	6.8 x 10^{30}
WX Hyi	5.3 x 10^{-12}	9.3 x 10^{30}
TY PsA	3.1 x 10^{-12}	1.3 x 10^{30}

Bu tip sistemlerde yumuşak X-ışınları sınır tabakasından yayınlanmaktadır. Aynı zamanda bu bölge morötesi ışınımın da kaynağıdır. Cüce Novaların durağan halleri ve patlamalarıyla ilgili literatür tarandığında **morötesi gecikmesi** adı verilen bir olayla karşılaşılmaktadır. Cüce Novaların patlamaları sırasında morötesi ve optik bölgelerde eş zamanlı yapılan gözlemler, patlamanın öncelikle optik bölgede gözlemlendiğini ve ancak yarım veya 1 gün sonra morötesi bölgede görülebildiğini ortaya koymuştur. Normal patlamaları en iyi açıklayan modellerden biri Disk patlaması modelidir ama bu konuya bir çözüm getiremektedir. Çünkü bu modelde patlama optik ışınımın geldiği diskin dış kısımlarında başlamakta ve patlamanın yayılmasını sağlayan dalgalar çok hızlı bir şekilde morötesi ışınımın geldiği diskin iç kısımlarına yani sınır tabakasına ulaşmaktadırlar. Bu konuya Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) bir açıklama getirmiş ve disk patlaması modeline ek yapmışlardır. Buna göre sistem durağan durumda iken sınır tabakasındaki madde beyaz cüce etrafında bir korona oluşturacak şekilde buharlaşmaktadır. Patlama sonrasında patlamanın yayılma dalgaları beyaz cüce ile yığılma diski arasında oluşan korona yüzünden yavaş yayılmakta ve patlama morötesi bölgede yarım veya 1 gün sonra görülmektedir.

Lui, Meyer ve Meyer-Hofmeister (1995) sınır tabakasındaki kütle buharlaşması ile ilgili modellerini oluştururken radyatif soğuma fonksiyonu olarak Raymond ve Smith (1976)'ın değerini kullanmaktadırlar. Ayrıca yine bu modelde kozmik bolluk değerlerine sahip tamamen iyonize olmuş Raymond-Smith (1976) plazmasını öngörmüşlerdir.

Analizler sonucunda Raymond-Smith modelinin en az Termal Bremsstrahlung kadar iyi sonuçlar verdiği görülmüştür. Bu da incelenen sistemlerde X-ışınlarının Raymond ve Smith (1976)'da ayrıntıları verilen plazma gibi bir plazmadan gelebileceğini göstermektedir. Ayrıca bu sistemlerin bir kısmının morötesi gecikmesi gösterdiği literatürde verilmiş olduğundan sınır tabakalarında koronal

yapılara sahip olabilecekleri gerçeğiyle karşı karşıya kalınmaktadır. Raymond-Smith modelinin sistemler için verdiği sıcaklık değerleri, Lui, Meyer ve Meyer-Hofmeister (1995)'in formülleri ve literatürden elde edilen beyaz cüce kütle değerleri kullanılarak bu kaynaklar için kütle aktarım oranları, korona yarıçapları, kütle buharlaşma oranları, soğuk diskin orta tabakasından yükseklik ve koronadaki kütle basıncı değerleri hesaplanmıştır. Elde edilen sonuçlar Tablo.5 ve Tablo.6'da görülmektedir.

TABLO.5. Hesapların sonuçları. T, Raymond-Smith modeli ile elde edilen sıcaklığı, r koronanın yarıçapını, $\dot{m}(z)$ kütle buharlaşma oranını göstermektedir.

Sistemin adı	**T (^oK)**	**r (cm)**	**$\dot{m}(z)$ (gr x cm^{-2} x san^{-1})**
T Leo	1.49×10^7	$0.16M_\odot$ için $1.35 \times 10^9=10^{9.13}$	$3.18 \times 10^{-6}=10^{-5.5}$
		$0.4M_\odot$ için $3.38 \times 10^9=10^{9.53}$	$1.27 \times 10^{-6}=10^{-5.9}$
CY UMa	$(1.31\pm0.35) \times 10^7$	$8.89 \times 10^9=10^{9.55}$	$3.51 \times 10^{-7}=10^{-6.5}$
BZ UMa (1)	1.75×10^7	$5.89 \times 10^9=10^{9.77}$	$1.09 \times 10^{-6}=10^{-5.9}$
BZ UMa (2)	$(1.75\pm0.36) \times 10^7$	$5.89 \times 10^9=10^{9.77}$	$1.09 \times 10^{-6}=10^{-5.9}$
BZ UMa (3)	1.97×10^7	$5.24 \times 10^9=10^{9.72}$	$1.65 \times 10^{-6}=10^{-5.8}$
SW UMa	$(1.61\pm0.45) \times 10^7$	$5.6 \times 10^9=10^{9.75}$	$9.12 \times 10^{-7}=10^{-6.04}$
SU UMa	1.97×10^7	$4.47x\ 10^9=10^{9.65}$	$1.93 \times 10^{-6}=10^{-5.71}$
CU Vel	$(1.95\pm0.69) \times 10^7$	$7.94x\ 10^9=10^{9.89}$	$1.06 \times 10^{-6}=10^{-5.97}$
WX Hyi	$(1.96\pm0.35) \times 10^7$	$5.78 \times 10^9=10^{9.76}$	$1.48 \times 10^{-6}=10^{-5.83}$
TY PsA	2.09×10^7	$5.12 \times 10^9=10^{9.71}$	$1.96 \times 10^{-6}=10^{-5.71}$

TABLO.6. Hesapların sonuçları. z yığılma diskinin yarı düzleminden yüksekliği, P korona içindeki kütle basıncını ve $\dot{M}$ yığılma diski içindeki kütle aktarım oranını göstermektedir.

Sistemin adı	**z x 10^9 (cm)**	**P (gr x cm^{-2} x san^{-1})**	**$\dot{M}$ ($M_\odot$ x yıl^{-1})**
T Leo	-	-	$4.61 \times 10^{-13}=10^{-12.3}$
	-	-	$1.15 \times 10^{-12}=10^{-11.9}$
CY UMa	-	-	$2.19 \times 10^{-12}=10^{-11.7}$
BZ UMa (1)	~10	< 800	$3.01 \times 10^{-12}=10^{-11.5}$
BZ UMa (2)	~10	< 800	$3.01 \times 10^{-12}=10^{-11.5}$
BZ UMa (3)	~10	< 800	$3.59 \times 10^{-12}=10^{-11.4}$
SW UMa	-	-	$2.27 \times 10^{-12}=10^{-11.6}$
SU UMa	-	-	$3.10 \times 10^{-12}=10^{-11.5}$
CU Vel	-	-	$5.30 \times 10^{-12}=10^{-11.3}$
WX Hyi	~10	< 800	$3.90 \times 10^{-12}=10^{-11.4}$
TY PsA	~10	< 1200	$4.07 \times 10^{-12}=10^{-11.4}$

Elde edilen tüm sonuçlar sözü geçen yazarların koronal sifon akımı modelinde öngördükleri sayılarla uyumlu çıkmıştır. Bu da bu modelin SU UMa tipi Cüce Novalarda geçerli olabileceğini ve gözlemlenen x-ışınlarının koronadan gelebileceğini göstermektedir.

KAYNAKLAR

1. Gorenstein, P., 1975, *The Astrophysical Journal*, Vol.198, sayfa. 95.
2. Lui, F. K., Meyer, F. ve Meyer-Hofmeister, E., 1995, *Astronomy and Astrophysics*, Vol.300, sayfa.823.
3. Meyer, F. ve Meyer-Hofmeister, E., 1994, *Astronomy and Astrophysics*, Vol.288, sayfa.175.
4. Raymond, J. C., Cox, D. P. ve Smith, B. W., 1976, *The Astrophysical Journal*, Vol. 204, sayfa 290.
5. Reina, C. ve Tarengi, M., 1973, *Astronomy and Astrophysics*, Vol.26, sayfa.257.

Lambda Andromedae: Dönem – Parlaklık İlişkisi

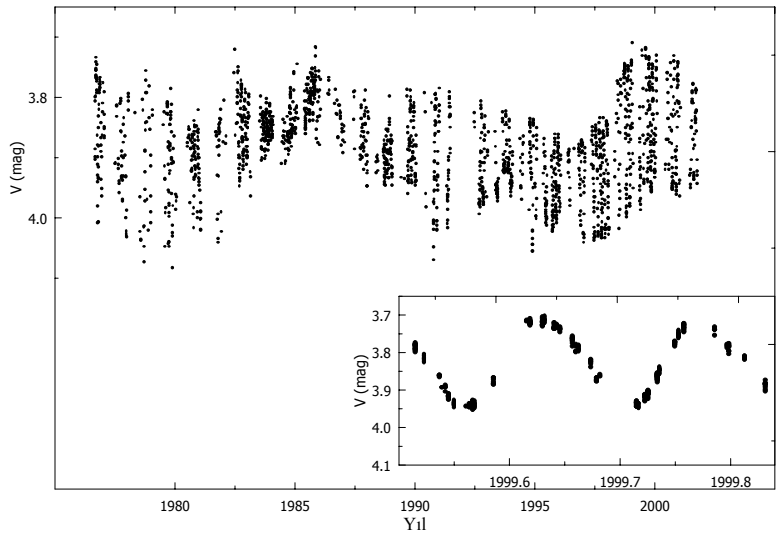
Günay Taş
Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

1. Giriş

λ And, G8 IV-III tayf türünden tek çizgili tayfsal çift yıldızdır. İkinci bileşen küçük kütlelidir; beyaz cüce ya da kahverengi cüce olma olasılığı tartışılmaktadır. X-ışın çalışmaları bir beyaz cüce olasılığının zayıf olduğunu göstermektedir (Donati et al. 1995).

RS CVn değişen sınıfının uzun dönemliler grubunun bir üyesidir. Işık eğrisinde görülen dalganın dönemi ~54 gündür. Dairesel yörüngeye sahip olmasına rağmen asinkronize bir sistemdir. Yörünge dönemi ~20.5 gündür (Henry et al. 1995).

Fotometrik çalışmalar göstermiştir ki λ And'ın ışık değişiminin biçimi ve genliği, gözlem sezonları boyunca değişmektedir. λ And'ın ışık değişimi üzerindeki baskın etkinin, güneş benzeri aktivitenin bir parçası olan lekeler olduğu kabul edilmektedir.



Şekil 1. λ And'ın 1976 ile 2001 yılları arasında V bandında elde dilen 25 yıllık ışık değişimi. Sağ alttaki parçada λ And'ın 1999 yılında elde edilen bir yıllık ışık değişimi gösterilmektedir.

Bu çalışmada, λ And'ın 1976 ile 2001 yılları arasındaki gözlem verileri kullanılarak uzun dönemli ışık değişimi ve bu değişimin fotometrik döneme etkisi araştırılmıştır.

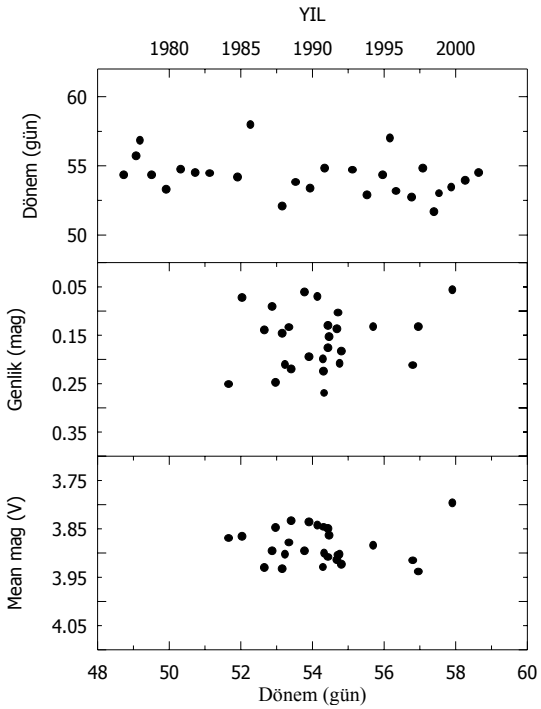
2. Gözlemler

λ And, 1996–2001 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 48 cm'lik Cassegrain ve 30 cm'lik Schmidt – Cassegrain türü teleskoba bağlı SSP-5 fotometresi kullanılarak U, B, V, R süzgeçleriyle gözlenmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak ψ And ve denet yıldızı olarak κ And kullanılmıştır. Aynı mukayese yıldızlarını kullanan G. Henry'den alınan gözlem verileri de 1976 ile 2000 yıllarını kapsamaktadır. Diğer süzgeçlerde yapılan gözlemler bazı dönemlerde kesintiye uğrarken, V süzgecinde sürekli elde edilmiş gözlem noktaları olduğu için, çalışma V bandında elde edilmiş gözlem noktaları üzerinden yapılmıştır.

3. Parlaklık ve Dönem Değişimleri

3.1 Yöntem

λ And'ın parlaklık ve dönem değişimini ortaya koymak için iki ayrı çalışma yapılmıştır;
a) Her bir gözlem sezonu için gözlem verisi PERIOD98 (Scargle 1982) programı kullanılarak temsil edilmiştir. Dönem analizinin gösterdiği ortalama parlaklık, dönem ve genlik değeri bu çalışmada kullanılmıştır. Bir gözlem sezonu içindeki en büyük ve en küçük parlaklık değerleri, maksimum ve minimum parlaklık ve maksimum genlik, o sezona ilişkin ışık değişiminin ortalama genliği olarak kabul edilmiştir. Genlik, ortalama parlaklık ve dönem değerleri bir gözlem sezonunu tanımlamaktadır. Bazı gözlem sezonlarında uzun, bazılarında ise kısa süreli gözlem yapılmıştır. Bazı sezonlarda çevrimden çevrime genlik ve ortalama ya da minimum parlaklık değişmektedir. Herbir nokta bu değişim trendini tek bir nokta olarak içinde barındırmaktadır. Böylece, JD'ye göre sezonluk parlaklık, genlik ve dönem değerleri elde edilmiştir. Literatürde karşılaştığımız yöntem genellikle budur. Şekil 2'de sezonluk ortalama parlaklık ve genliğin döneme göre değişimi gösterilmektedir.



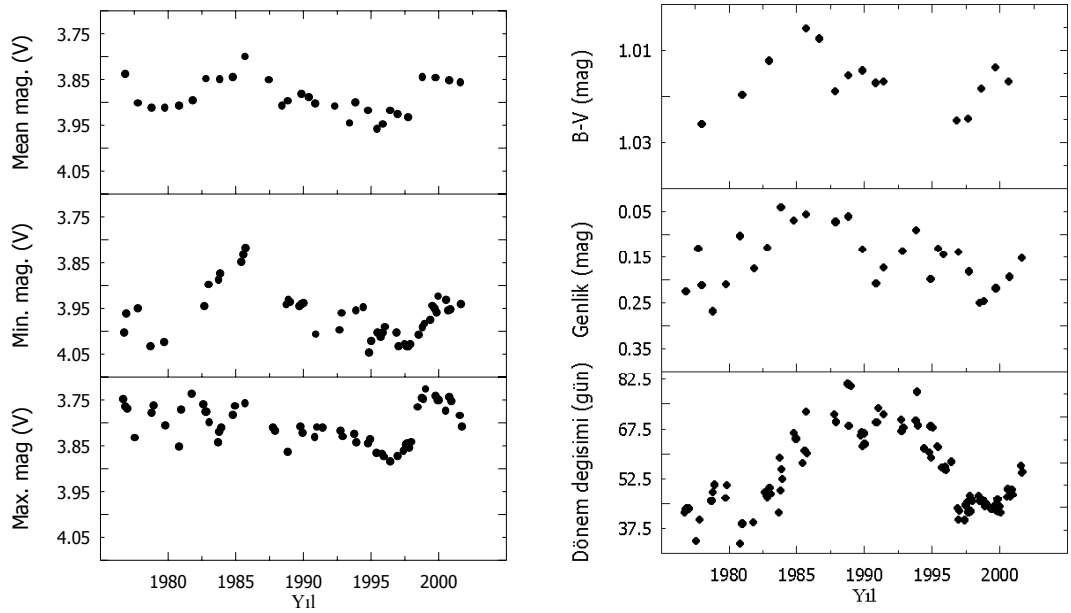
Şekil 2. Sezonluk ortalama parlaklık ve genliğin döneme göre değişimi.

Şekilden görülebileceği gibi sezonluk veriden elde edilen ortalama *dönem değişimi yıllar içinde 53 ile 56 gün arasında ortalama bir değerde kalmaktadır.* Sezonluk veriye göre ortalama parlaklık 0.1 kadir civarında değişirken ($3^m.84$ ile $3^m.94$ arasında), genlik 0.2 kadir değişmektedir (0.05 ile 0.25 kadir arasında). *Ortalama parlaklık ve genlik değişimi, dönem ile ilişkili değildir.*

b) Işık değişiminin her bir maksimum ve minimumundan parabol geçirerek, parabol denkleminden katsayılar bulunmuş ve –b/2a formülüyle parabolün tepe noktaları hesaplanmıştır. Böylece her bir minimum ve maksimum ışığa ilişkin parlaklık ve JD değerleri elde edilmiştir. Her bir JD'ye karşılık gelen çevrimler, Henry et al. (1995)'den alınan aşağıdaki ışık öğeleriyle hesaplanmıştır;

$$HJD\ (min) = 24\ 43829.2 + 53^d.95 \times E$$

Daha sonra en küçük kareler yöntemiyle, T_0 ve P düzeltilmiştir. Yeni bulunan fotometrik döneme O-C (II) değerleri eklenerek dönemin yıllar içinde nasıl değiştiği bulunmuştur. Ayrıca, maksimum, minimum ve ortalama parlaklığın uzun dönemli değişimleri elde edilmiştir. Daha sonra parlaklık ve dönem değişimi arasındaki ilişki araştırılmıştır. Şekil 3'de yıllara göre ortalama, minimum ve maksimum parlaklık, genlik, renk ve dönemin değişimi gösterilmektedir.



Şekil 3. Yıllara göre ortalama, minimum ve maksimum parlaklık, genlik, renk ve dönemin değişimi.

3.2 Sonuçlar

İki yöntem de bizi benzer değişimlere götürmüştür. Bu çalışmanın sonuçlarını şöyle sıralayabiliriz:

- Maksimum parlaklıklar yıllar içinde küçük bir değişimle yaklaşık $3^m.8$'de sabit kalmaktadır. Henry et al. (1995), ortalama parlaklıktaki değişimin lekelerin evriminden kaynaklanırken, maksimum parlaklıktaki küçük değişimlere kutup lekelerinin neden olacağını önermişlerdir. Sistemin eğikliği 60° dir. Dolayısıyla, her bir çevrim boyunca kutup bölgelerinin bir kısmını da görmekteyiz.

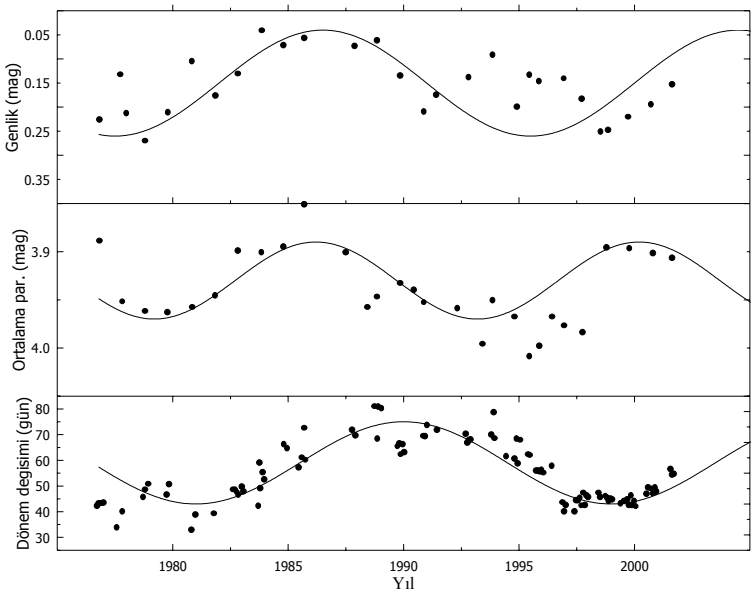
- Ortalama parlaklığın değişimi ve dönemi, minimum parlaklık değişimine benzemektedir. Ortalama parlaklığın değişim dönemi ~14 yıl ve genliği ise $0^m.08$'dir.
- Minimum parlaklık en sönükken ortalama parlaklık da en sönüktür.
- Sistem 1986'da en parlaktır. Çünkü, minimum ve ortalama parlaklık, maksimum parlaklıkla aynı düzeydedir. Bu dönemde yıldızın en lekesiz anında olduğunu söyleyebiliriz. Ancak, parlak yapıların etkisi varsa, aynı kalmıştır. Çünkü, maksimum parlaklık düzeyi değişmemiştir.
- Sistem 1996 – 1997 yıllarında en sönüktür. Çünkü, minimum parlaklık en sönüktür ve maksimum parlaklıkta da bir azalma vardır.
- Genliğin, minimum ve ortalama parlaklıkla aynı yönlü değişmesi (bire bir değil, bir miktar kaymayla beraber), yıldız yüzeyinin lekelerle kaplı alanının azalmasından dolayıdır. Yıldız yüzeyinde leke alanı maksimumken, genlik en büyük ve parlaklık en sönüktür. Ortalama parlaklık maksimum iken genlik en küçüktür. Ancak, maksimum parlaklık düzeyi değişmemiştir. Dolayısıyla, soğuk aktif yapılarla kaplı yüzey parçası azalmıştır, ancak parlak aktif yapılar yüzeyde büyük alan kaplıyor olmalıdır. Çünkü, genliğin küçük olması aktif yapıların azalması kadar yıldızın yüzeyine homojen olarak dağıldığını da gösteriyor olabilir. Minimum parlaklık düzeyinde görülen artış lekelerin azaldığına işaret ediyor olmalıdır.
- Sınırlı sayıdaki B verisi de kullanılarak B-V renk değişimine bakıldığında dönem analizi ortalama parlaklık değişimiyle aynı dönemi vermektedir: ~18 yıl ve genlik 0.02 kadirdir. *Astrofizik olarak beklendiği gibi sistem en parlakken, en mavi (1986) ve en sönükken, en kırmızıdır (1995).*
- Bu çalışma göstermiştir ki λ And'ın fotometrik dönemi değişmektedir. Değişimin genliği ~32 gündür ve ~18 yıllık dönemle değişmektedir.
- Ortalama parlaklık artarken (sistem parlarken), dönem değişiminin (dönem büyüyor) yaklaşık olarak zıt yönlü değiştiğini fakat, tam olarak ayna görüntüsü vermediğini görüyoruz. Zıt ilişki yıllar içinde tam olarak görülmemekte biraz kaymaktadır. Dönemin sabit kaldığı anda renk kırmızılaşmaktadır.

1980'de ortalama parlaklık minimum- dönem değişimi en az (min)- genlik en büyük
1986'da ortalama parlaklık maksimum – Dönem maksimum (artış yönünde)- genlik en küçük
1993'de ortalama parlaklık minimum- Dönem değişimi bu süre içinde maksimum düzeyde düz – genlik de düz
1993'den 2000'e kadar sistem parlıyor – Dönem azalıyor – genlik artıyor
Aynı görüntü minimum parlaklık için de geçerli.

- Yıldız yıllar içinde sönerken, dönem değişiminin maksimum düzeyde sabit kalması, lekeler dışında bir başka etkinin daha olduğunun göstergesidir. Bu, lekelerden önce ortaya çıkan ve bu soğuk bölgeler kaybolduktan sonra da varlıklarını koruyan, lekelere göre daha uzun ömürlü ve parlak yapılar olan fakülalarla ilişkili olabilir. Ortalama parlaklık değişimi lekelerle ilişkiliyken, dönem ve genlik değişimi lekelerle beraber diğer aktivite yapılarının da etkisini gözönüne almak gerektiğini göstermektedir.

Gerçekten de yaş – aktivite ilişkisi üzerine yapılan çalışmalar göstermiştir ki; genç yıldızların hem kısa hem de uzun dönemli parlaklık değişimleri üzerinde baskın etkiye sahip olan aktivite yapıları leklerken, güneş gibi yaşlı yıldızların kısa süreli parlaklık değişimi üzerinde etkin olan yapılar lekeler olmasına rağmen, uzun dönemli değişimi fakulalarla ilişkilidir (Schrijver and Zwaan 2000).

Şekil 4'de ortalama parlaklık, genlik ve dönem değişimleri arasındaki ilişki gösterilmektedir.

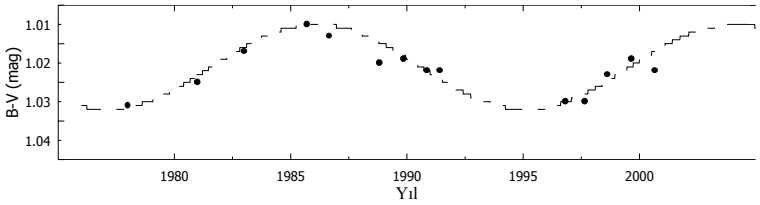


Şekil 4. Ortalama parlaklık, genlik ve dönem değişimleri arasındaki ilişki.

λ And'ın Li çalışmaları onun evrimleşmiş bir yıldız olduğunu kanıtlamaktadır. Bu durumda gözlenen uzun dönemli değişimin üzerine fakula etkisi en baskın olmalıdır. Ancak bu etkiyi doğrudan kolayca belirlemek günümüz aktivite çalışmaları için kolay değildir. Dönem değişimi, ortalama parlaklıktan çok genlik değişimi ile ilişkili görünmektedir. Dönemin en uzun olduğu anlarda genlik en küçüktür. Buradan aktif (sıcak) yapıların tüm yıldız yüzeyi üzerinde homojen olarak dağıldığı sonucuna ulaşabiliriz.

Henry et al. (1995) dönem analizi sonuçlarından 6.5 ve 11.1 yıllık iki dönem elde etmiştir. Bu dönemlerden kısa olanı leke yaşam süresi, uzun olanı ise aktivite çevrimi olarak yorumlamışlardır.

Bazı aktif yıldızlar (II Peg, Sigma Gem, V711 Tau gibi), genlik ve ortalama parlaklık arasında bir ilişki göstermez. Bunun nedeni; genlikteki değişimler, lekelilik düzeyindeki herhangi bir değişimden çok, lekenin yüzeyde yeniden dağıtıldığını gösterdiği içindir (Fekel et al. 2002).



Şekil 5. Ortalama rengin yıllar içindeki değişimi.

Bu çalışma, Henry et al. (1995)'den çok Fekel et al. (2002)'nin yorumunun daha doğru olduğunu göstermektedir. Sistem parlarken, genliğin artması aktif bölgelerin yüzey üzerinde homojen olarak dağılması yerine belli bir bölgede yoğunlaştığını göstermektedir; diğer yandan sistem parlarken dönemin ise aktiflik düzeyinde azalma olduğuna işaret etektedir.

Ortalama 7 yıllık bir sürede λ And'ın yüzey aktivite görüntüsü değişmektedir. Bu bizi yaklaşık 14 yıllık bir aktivite çevrimine götürmektedir. 14 yılda bir sistem en parlak ya da en sönük olmaktadır. Bu değişim üzerinde baskın etkiye sahip olan aktivite yapıları lekelerdir.

Ancak tüm aktivite yapılarının (sıcak+soğuk) etkisini genlik ve dönem üzerinde görüyoruz. Dönemin en kısa olduğu anlarda genlik en büyüktür. Soğuk yapıların belli bir bölgede yoğunlaştığını ancak aktivite düzeyinin maksimum olmadığını gösteriyor. Genlik en küçükken dönem en büyük ve yaklaşık 7 yıl boyunca sabit düzeyde kalıyor. Bu an yıldızın en yüksek aktiviteye sahip olduğu andır. Aktivite yapıları yıldız yüzeyi üzerinde homojen olarak dağılmıştır. Bu anda ortalama parlaklıktaki değişim lekelilik düzeyinin ve leke alanlarının değişimiyle ilişkilidir.

Genlik ve renk değişimine baktığımızda; genlik azalırken, renk aynı dönemle mavileşmektedir. Renk kırmızılaşırken genlik artmaktadır. Dönem değişiminin sabit kaldığı sürelerde renk maviden kırmızıya gitmektedir.

Kaynaklar.

- Donati, J.F., Henry, G.W., Hall, D.S. 1995, A&A 293, 107.
- Fekel, F. C., Henry, G. W., Eaton, J. A., Sperauskas, J., Hall, D.S. 2002, AJ 124, 1064.
- Henry, G.W, Eaton, J. A., Hamer, J. 1995, ApJSS 97, 513.
- Scargle, J.D. 1982, ApJ 263, 835.
- Schrijver, C.J. and Zwaan, Z. 2000, "Solar and Stellar Magnetic Activity", Cambridge Astrophysics Series, No. 34.

Klasik Nova GK Per'in H-beta Profilinde İlginç Bir Yapının Varlığı ve Çözüm Uğraşıları

Hasan H. Esenoğlu[1,2,*], Antonio Bianchini[3]

[1] İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[2] İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi
[3] Padova University Department of Astronomy, Italy

Özet

GK Per'in 1975 ve 1983 yıllarındaki patlamarından özellikle Asiago Gözlemevi'nde alınan iki optik tayfında bir ilginç davranış görülmüştür: bu iki tayf 4842 Å dalgaboyunda daha önce görülmedik bir emisyon profilinin varlığını gösterdi. Bu çizgi, FWHM olarak yaklaşık 14 Å genişliğinde ve yaklaşık H-beta'nın 0.3 katı akı şiddetine sahip bir görünümdedir. Bu ilginç yapı maksimum ışık sonrasında ve sakin evrede alınan tayfların hiç birinde asla gözlenmemiştir. Bu çalışmada söz konusu ilginç çizginin doğasının anlaşılması ve eğer böyle bir çizgi gerçekten mevcutsa da özellikle sistemin neresinden kaynaklandığının ortaya çıkartılması amacıyla bir tarama gözlemi gerçekleştirilmiştir. Bu bildiride, yeni gözlemlerle birlikte literatür verilerinden de yararlanılarak bu çizgiye ait belirtilerin olup olmadığına ilişkin sonuçlar verilmiştir.

Giriş

GK Per hem bir klasik nova ve hem cüce nova olması yanında, aynı zamanda bir X-ışın kaynağıdır ve dolayısıyla *intermediate polars* yıldızların özelliklerini de sergiler (örn. King ve ark. 1979 ve Watson ve ark. 1985). Cüce nova olma özelliğinden dolayı GK Per, diğer klasik novalarda görülmeyen birden fazla nova patlamaları göstermektedir. Yaşlı nova GK Per'in bu patlamarından 1975 ve 1983 yıllarında gerçeklenenlerden özellikle Asiago Gözlemevi'nde alınan iki optik tayfta H-beta'nın mavi tarafında alışılmadık bir ilginç davranış görülmektedir. Benzer ilginç yapı H-alfa'da gözlenmediği için H-beta'nın yüksek dikine hızlı bir bileşenine ait gibi görünmüyor (Hack ve ark. 1993). Buyüzden, bu ilginç emisyonun tanısı da yapılamamıştır. İlginç yapı emisyonda göründüğünden tanısına ait ilk adım olarak kaynaklanabileceği bir yer aranmalıdır. Bu konudaki bir bulgu şöyledir: Balmer çizgileri radyatif rekombinasyon yoluyla optikçe ince bir emisyon bölgesinde üretildiği halde, GK Per tayflarında tek pikli olarak görülen H-alfa hariç, H-beta ile birlikte diğer Balmer çizgileri gerçekte sistemde ilave bir emisyon bölgesinin belirteçleri olarak görülmüyorlar (Garlick ve ark. 1994).

Bu bildiride, GK Per'in H-beta profilindeki söz konusu ilginç yapının varlığına dikkat çekilmektedir.

Gözlemler ve tartışma

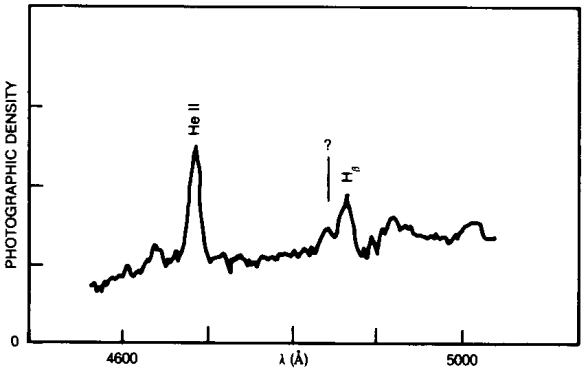
H-beta'nın mavi kanadındaki ilginç profilin yer aldığı iki tayftan birine ait ilgili bölgesi **Şekil 1**'de görülüyor: bu cam tayf, GK Per'in 12 Şubat 1975'deki yaklaşık 3 kadirlik parlaklık artışı sırasında Asiago Gözlemevi'nin 182-cm'lik teleskopu ve Boller&Chivens (B&C) tayfölçeri ile 6 Şubat 1975 tarihinde Bianchini tarafından alındı (Hack ve ark. 1993). Hack ve ark. bu ilginç çizgiyi, FWHM olarak yaklaşık 14 Å bir genişliğe ve yaklaşık H-beta'nın 0.3 katı da bir akı şiddetine sahip olarak veriyor. Öte yandan **Şekil 2**'de, Szkody ve ark. (1985) tarafından alınan maksimum ışıktaki GK Per'in indirgenmiş bir tayfında 4842 Å'daki bu çizginin belki H-beta ile blend olarak ortaya çıktığı tekrar gösteriliyor: bu tayf da, GK Per'in 14 Ağustos 1983'deki yaklaşık 3 kadir genlikli olarak gerçeklenen patlamasının maksimumu sırasında 15 Ağustos 1983 tarihinde Szkody tarafından alındı. Bu ilginç çizgi maksimum ışık sonrasında ve sakin evrede alınan tayfların hiç birinde asla gözlenmedi. Problemin çözümüne ilişkin ileri çalışmasında tam patlama zamanları beklenmelidir. Geçmişindeki patlamalar dikkate alındığında GK Per'in gelecek olası patlama etkinliği yaklaşık 2003'ün sonlarına doğru olabilecektir. Bu tarihteki patlama maksimumunu içine alacak tayf gözlem serisine bakılmalıdır. İlginç yapı halen gözlenemiyor ise olay yine de gelecek patlama gözlemlerine yani çözümü zamana bırakılmalıdır… İlginç yapının olmadığı 1991 yılındaki sakin evresine ait örnek bir tayf da **Şekil 3**'de karşılaştırma amacıyla verilmiştir. Şekil 3'deki tayfla birlikte aynı gece ve sonraki gece alınan mavi ve kırmızı bölge tayflarında H-alfa tek pikli olurken H-beta dahil diğer Balmer çizgileri çift piklidir. Balmer çizgilerinin sistemin farklı evrelerinde hep böyle çift pikli gözlemlerinden dolayı, bu çift pikli yapının yörünge evresiyle ilişkili olmaması gerekir. Çift piklilik buna karşılık patlama evresiyle ilişkili olabilir ki örneğin

[*] Misafir Astronom, Asiago ve Padova Gözlemevleri, İtalya Hükümeti Dışişleri Bakanlığı bursu altında

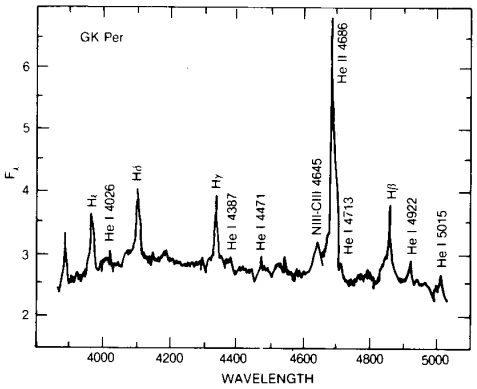
patlama dışında alınan tayflarda balmer çizgilerinin çoğunluğu çift pikli yapıda olmamaktadır (Garlick ve ark. 1994).

Morales-Rueda ve ark. (1999)'nın GK Per'in 1996 patlamasındaki çıkış evresine ait tayfsal bir çalışmasında, çizgi profillerinin asimetrik olduğu ve bunlar içerisindeki H-beta hariç diğer Balmer çizgilerindeki piklerin maviden kırmızıya ve sonra tekrar maviye doğru yer değiştirdikleri gösterilmiştir. Bu davranış, ya sıcak leke gibi sistemdeki sınırlı bir bölgeden kaynaklandığını ya da ikincil bileşen yıldız üzerinde ışınım veren bir bölgeyi hatırlatıyor. Fakat, sıcak lekeye ait değişimler 0.8 evresinde ve ikinci bileşen yüzeyindeki ışıma bölgesinin sebep olduğu değişimler de 0.5 evresinde gerşeklendiği bilindiği halde, H-beta profilinin yörünge evresine göre değişmemesi bu iki yorum ile çelişmektedir.

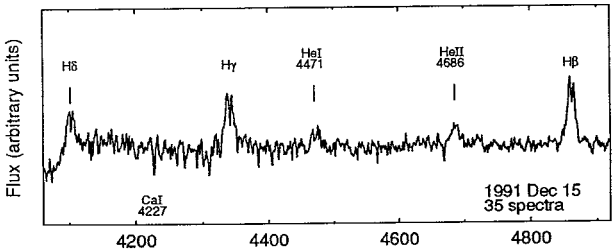
GK Per'in literatürdeki parlaklık değişimi 0.2 v – 13.0 V (13.9 B) olarak verilmektedir; bizim bu çalışmamızda söz konusu bu ilginç profilin doğasının anlaşılması ve eğer böyle bir çizgi gerçekten mevcutsa da özellikle sistemin neresinden kaynaklandığının ortaya çıkartılması amacıyla, GK Per'in hemen her gece kullanılan teleskopun yeterliliği altında (bu çalışma için yeterince gözlem zamanının mümkün olduğunca alınabildiği Asiago Gözlemevi'ndeki 122-cm'lik teleskop ve B&C tayfölçeri ile) hem CCD penceresindeki gözle tahmini parlaklığına bakma yoluyla ve hem de değişen yıldız gözlemci organizasyon sirkülerleri yoluyla (örnek. Taichi Kato: tkato@ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp) parlaklık 13 kadir iken haftada iki kez ve 13 kadirden parlak olduğunda da gecede en az 2, 3 veya daha fazla tayf alınmasına çalışılmıştır. 122-cm'lik teleskop ile yaptığımız gözlemlerde kullanılan CCD modeli TK512CB1-1 chip, 512×512 piksel ölçekli ve piksel boyutu da 24 μm olup ayırma gücü de H-gama'da 1.5 Å/pix'e ulaşır (Yudin ve ark. 1995). Bu yeni tarama gözlemlerinden ve literatürden elde edilenlerle birlikte, GK Per'in H-beta'yı içeren tüm tayflar ve ilgili bilgiler **Çizelge 1**'de verilmiştir. Çizelge 1'in son sütunda bu çalışma olarak belirtilen gözlediğimiz tayflardan bir örneği **Şekil 5**'de verilmiştir.



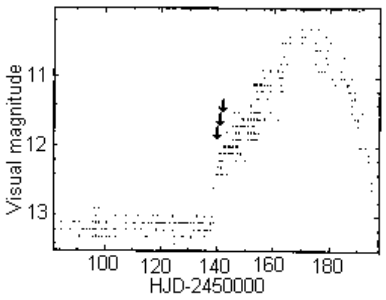
Şekil 1. H-beta'daki ilginç yapının ilk farkedildiği GK Per'in 1975 patlamasındaki görünümü.



Şekil 2. İlginç yapının ikinci kez belirginleştiği düşünülen 1983 patlamasındaki görünümü.



Şekil 3. İlginç yapının görülmediği GK Per'e ait bir tayf.



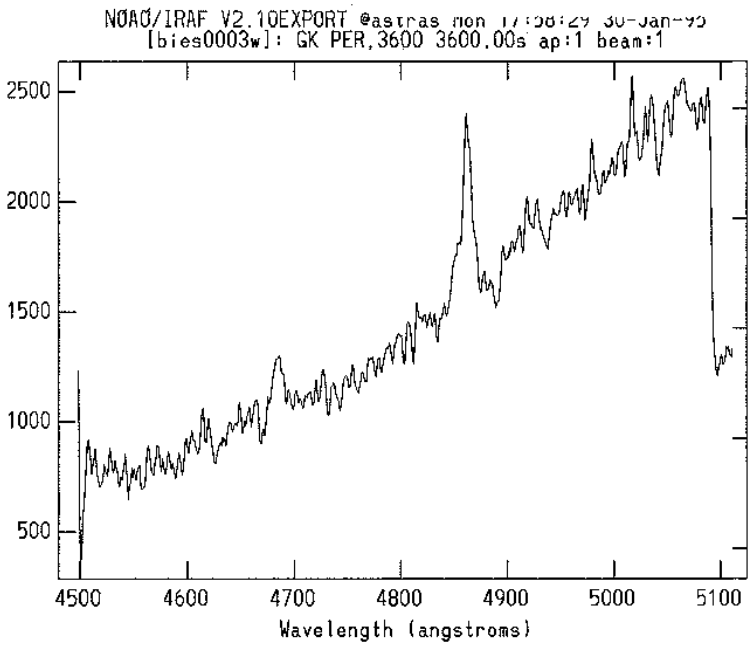
Şekil 4. 1996 patlaması sırasında GK Per 'in görsel ışık eğrisi. Ok işaretleri Çizelge 1'deki 1996 tarihli tayfların zamanlarını gösteriyor.

Çizelge 1. GK Per'in H-beta çizgisini (λ 4843 Å) içeren alınabilmiş tüm tayfları.

Tarih (yyyyaagg.ggg)	Evre[a]	Par.[b] (m_v)	Ayırma gücü (Å/pix)	Aktivite evresi[c]	İlginç yapının durumu	Hβ'nın yapısı	Tayf için kaynak
19750206.822	0.29	10.6	?	max	belirgin	tek pikli	literatür [1]
19801229	?		?	sakin	görülmüyor	tek pikli	
19830815.	?	10.4	?	max	blend (?)	tek pikli	literatür[2]
19830904	0.5	12.4	?	iniş	görülmüyor	çift pikli	literatüre[a]
1984	0.8	13.1	?	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatür[a]
1984	0.3	13.0	?	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatür[a]
19881116.799	0.73	12.9	orta	sakin	görülmüyor	tek pikli	literatür[3]
19881117.782	0.22	12.9	orta	sakin	görülmüyor	tek pikli	literatür[3]
19881118.925	0.79	12.9	orta	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatür[3]
19881119.896	0.28	13.0	orta	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatür[3]
19881120.847	0.75	13.0	orta	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatür[3]
19891125	?	13.2	düşük (5.5)	sakin	görülmüyor	tek pikli	lieratür[4]
19900221	?	13.2	düşük (5.5)	sakin	görülmüyor	tek pikli	lieratür[4]
19911215	?	13.2	orta (1.4)	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatür[5]
19950104.009	0.12	13.0	düşük (1.5)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
19950104.078	0.16	13.0	düşük (1.5)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
19950105.752	0.99	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
19950202.847	0.06	13.0	düşük (1.5)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
19951011.928	0.03	13.2	orta	sakin	görülmüyor	çift pikli	literatüre[6]
19960226.836	0.87	12.1	orta	çıkış	görülmüyor	çift pikli	literatür[7]
19960227.835	0.37	12.2	orta	çıkış	görülmüyor	çift pikli	literatür[7]
19960228.836	0.87	12.1	orta	çıkış	görülmüyor	çift pikli	literatür[7]
20001129.826	0.26	13.2	düşük (2.0)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20001216.035	0.37	13.2	düşük (2.0)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20001217.040	0.88	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20001217.107	0.91	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010115.993	0.40	13.0	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010121.892	0.83	13.1	düşük (2.0)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010126.784	0.28	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010126.818	0.30	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010128.794	0.29	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010128.815	0.30	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010128.858	0.32	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010128.959	0.37	12.9	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010129.021	0.40	12.9	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010201.803	0.30	12.8	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010201.849	0.32	12.8	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010201.892	0.34	12.8	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010201.970	0.38	12.8	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010213.948	0.38	12.7	düşük (2.0)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010215.910	0.36	13.0	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010222.859	0.84	13.0	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010222.910	0.87	13.0	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma

20010301.897	0.37	13.1	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010314.923	0.89	13.0	orta (1.1)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma
20010409.825	0.86	13.2	düşük (2.0)	sakin	görülmüyor	çift pikli	bu çalışma

[a] Bu çalışmadaki tayfların evre hesabı P=1.996803 ve T_0=2444912.966'dan hesaplandı (Crampton ve ark. 1986). JD hesabı için kullanılan internet adresi: http://pdc.ro.nu/mjd.cgi
[b] Tayfın alındığı andaki görsel parlaklık http://vsnet.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/index.html adresinden alındı.
[c] Yıldız aktivitede iken alınan tayflar için patlama genliği şu adresten yaklaşık olarak belirlendi: http://vsnet.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/VSOLJ/1975/index/PERGK.html
[1] Asiago arşivinden izinli olarak alındı.
[2] Szkody ve ark. 1985.
[3] Reinsch 1994.
[4] Anupama ve Prabhu 1993.
[5] Garlick ve ark. 1994.
[6] Morales-Rueda ve ark. 2002.
[7] Morales-Rueda ve ark. 1999.



Şekil 5. Bu çalışmada alınmış bir sakin evre tayf örneği.

Çizelge 1'de 5. sütunda verilen spektroskopik gözlem tarihindeki aktivite evresi, değişen yıldız internet ağından (http://www.kuastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/) belirlenmiştir. **Şekil 4**'de 1996 yılında alınmış üç tayfsal gözlemin ışık eğrisindeki yeri bu işleme bir örnek olarak verilmiştir (Morales-Rueda ve ark. 1999). Çizelge 1'de ilginç yapının bir kanıtını ortaya çıkarma amaçlı 2000–2001 gözlemleri, GK Per'in yaklaşık altı ay süren bir gözlem mevsimini kapsamaktadır.

Kataklismik değişenlerin tayf çalışmalarında tanısı yapılan spektrel çizgilerin çeşitli parametreleri, temiz ve blend olmayışı gibi nedenlerden dolayı H-beta'ya göre verilegelmektedir. Oysa şimdi GK Per'in iki tayfında H-beta'nın bu bilinen net profil görünümü bozulmuş bulunmaktadır; bu da ilginç bir durumun tespiti görünümündedir tıpkı değişmeyen zannedilen standart bir yıldızın sonradan değişen olarak çıkması gibi...

Özet

Bu çalışmada, GK Per'in söz konusu dikkate değer emisyon profilininin varlığını ikiden fazla sayıda kanıtlandırabilmek için novanın yeni bir tarama gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Çalışmanın bu aşamasında elde edilen verilerin değerlendirilmesi özetle aşağıdadır:

1- GK Per'in H-beta profilindeki bu ilginç yapının varlığına tekrar dikkat çekilmiştir; disk çalışan teorisyenlerin ilgisine sunulmuştur… GK Per bir intermediate polar olması ilginç emisyon yapının belki bir cyclotron tayfında gösterilmesi olası olabilir…
2- Mevcut tayflar içerisinde yukarıda sözü edilen 1975 ve 1983'deki iki kanıt dışında bu ilginç yapıya ait bir belirtiye rastlanılmamıştır,
3- Problemin çözümüne ilişkin ileri çalışmasında tam patlama zamanları beklenmelidir. Geçmişindeki patlamalar dikkate alındığında GK Per'in gelecek olası patlama etkinliği yaklaşık 2003'ün sonlarına doğru olabilecektir. Bu tarihteki patlama maksimumunu içine alacak tayf gözlem serisine bakılmalıdır.

Teşekkür

(HHE) Gözlemlerin yapıldığı 8 ay süresince konuk ettikleri için Padova ve Asiago Gözlemevlerine teşekkür ederim. Ayrıca, kısmen fotometri verisini sağlayan AAVSO'ya teşekkür ederiz. Bu çalışma İ.Ü. Araştırma Fonu'nca desteklenmiştir. Proje No: 1506/28072002.

Kaynakça

Anupama, G.C., Prabhu, T.P., 1993, MNRAS, 263, 335
Crampton, D., Cowley, A.P., Fisher, W.A., 1986, AJ, 300, 788
Garlick, M.A., Mittaz, J.P.D., Rosen, S.R., Mason, K.O., 1994, MNRAS, 269, 517
Hack, M., Selvelli, P.L., Bianchini, A., Duerbeck, H., 1993, Cataclysmic Variables and Related Objects, eds. M.Hack & C.La Dous, sayfa 454-455
King, A.R., Ricketts, M.J., Warwick, R.S., 1979, MNRAS, 187, 77
Morales-Rueda, L., Still, M.D., Roche, P., 1999, MNRAS, 306, 753
Morales-Rueda, L., Still, M.D., Roche, P., Wood, J.H., Lockley, J.J., 2002, MNRAS, 329, 597
Reinsch, K., 1994, A&A, 108, 1994
Szkody, P., Mattei, J.A., Mateo, M., 1985, PASP, 97, 264
Watson, M.G., King, A.R., Osborne, J., 1985, MNRAS, 212, 917
Yudin, B.F., Munari, U., Zwitter, Tomaz, May 1995, Spectral Atlas 1.22 m telescope – prism spectrograph Camera VI + CCD

Aktif Örten Çift yıldız RT Andromedae'nın Işık Eğrilerinin Analizi ve Uzun Dönemli Parlaklık, Dönem Değişimi

[(1)]K. Yakut, [(1)]C. İibanoğlu, [(1)]B. Kalomeni, [(2)]E. Budding

[(1)]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
Bornova, 35100, İZMİR
[(2)]Manchester Univ.-Central Ins. Technology, New Zeland.

Özet

Bu çalışmada manyetik etkin bir örten çift olan RT And'ın 1948'den bu yana çeşitli araştırmacılar tarafından elde edilmiş 28 ışık eğrisi ile bu çalışma kapsamında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen 2 ışık eğrisi birleştirilerek aktivitenin bileşenler üzerindeki davranışı ve yörünge dönemindeki değişmeyle ortalama parlaklık değişimi arasında bağlantı kurulmaya çalışılmıştır. Eldeki tüm ışık eğrileri Wilson-Devinney (1998) ile çözülmüş; yörünge dönem analizi yapılmış ve özel evrelerdeki parlaklık değişimi ortaya çıkarılmıştır.

1. Giriş

RT And (BD+52^o 3383a, F8-G0 V + K1-3 V) kısa dönemli aktif RS CVn benzeri bir sistem olup 20. yüzyılın başlarından bu yana çalışılan bir sistemdir. İlk ışık eğrisi fotoğrafik olarak Jordan (1929) daha sonra da Payne-Gaposhkin (1946) tarafından elde edilmiş; ilk fotoelektrik gözlemleri ise 1948-1950 yılları arasında Gordon tarafından yapılmıştır. RT And'ın ışık eğrisi mevsimden mevsime değişiklik gösterir. Bu nedenle yapılan gözlemleri birleştirirken dikkat edilmeli ve ışık eğrisi olabildiğince kısa zaman aralığında elde edilmelidir.

2. Yeni elde edilmiş fotometrik veriler ve minimum zamanları

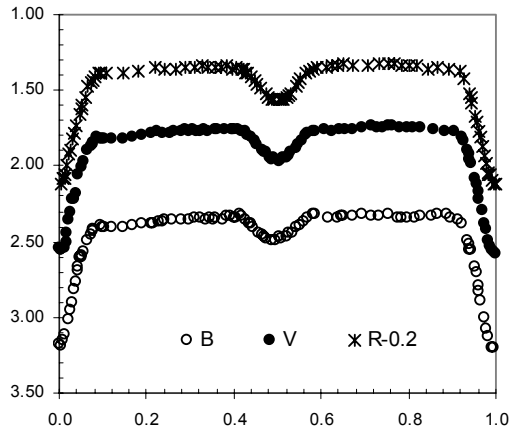
En aktif RS CVn yıldızları içerisinde gösterilen RT And Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 8 Ağustos 2000 ile 29 Temmuz 2001 tarihleri arasında 15 gece gözlenmiştir. B, V ve R bandlarında ölçülen diferansiyel parlaklıklar yer atmosferinin etkisinden arındırılmıştır. Arındırılmış ortalama parlaklıklar,

$$\textbf{Min I} = \text{JD Hel. } 2451142.49384 + 0^g.62892979\textbf{E} \qquad \textbf{(1)}$$

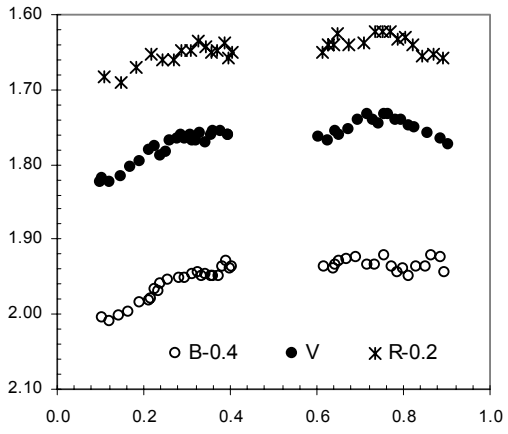
ışık öğeleri kullanılarak hesaplanan evrelere karşı noktalanmış ve Şekil 1'de gösterilmiştir. Tutulmalar dışındaki bozulmalar açıkça görülmektedir (Şekil 2). Gözlemler sırasında 3 yan ve 5 baş minimum zamanı elde edilmiştir.

3. Yörünge dönemi analizi

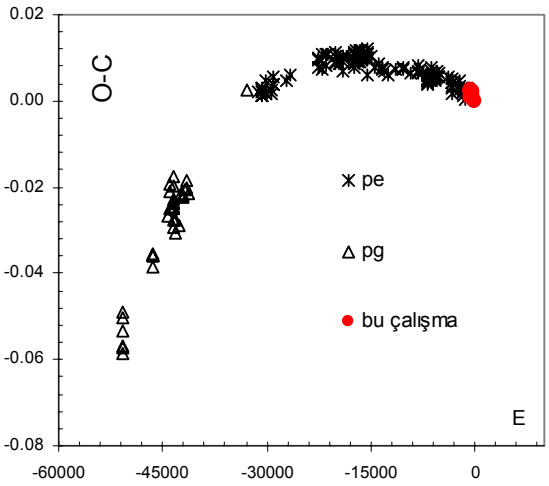
Daha önce elde edilmiş ve yayınlanmış minimum zamanlarına elde ettiğimiz 8 minimum zamanı eklenerek (1)'deki ışık öğeleriyle hesaplanan minimum zamanlarından sapmalar bulunmuştur. Bu sapmalar E sayılarına göre işaretlenerek Şekil 3'de gösterilmiştir. O-C sapmaları parabolik veya sinüs benzeri değişimin bir parçasını temsil ediyor gibi görünmektedir.



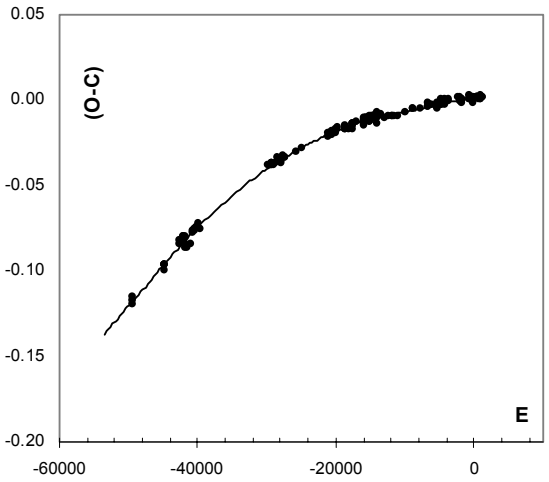
Şekil 1. RT And'ın ortalama ışık eğriisi.



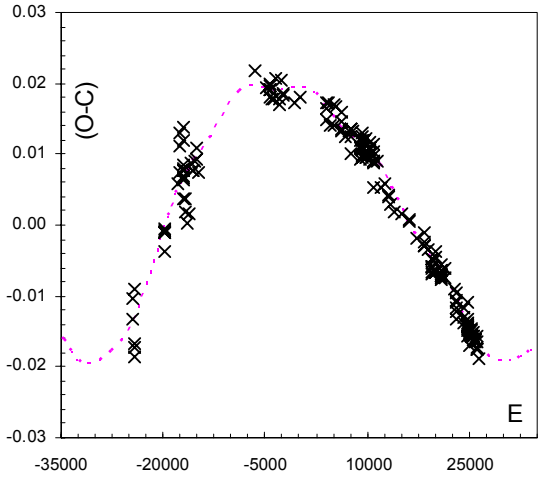
Şekil 2 . RT And'ın tutulmalar dışı görünümü.



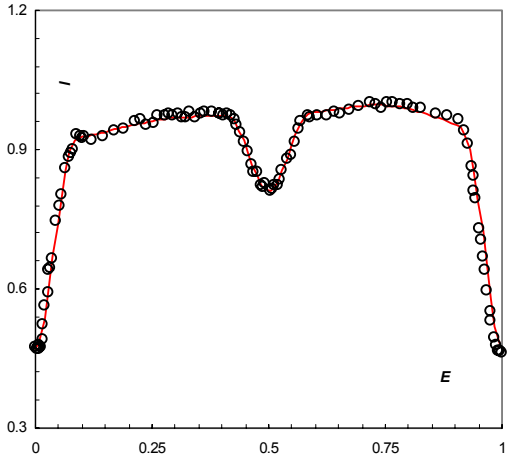
Şekil 3. RT And'ın (1) denklemi ile kullanılarak oluşturulan (O-C) değişimleri.



Şekil 4. Parabol + sinüs değişimi.



Şekil 5. 3.cisim yaklaşımı.



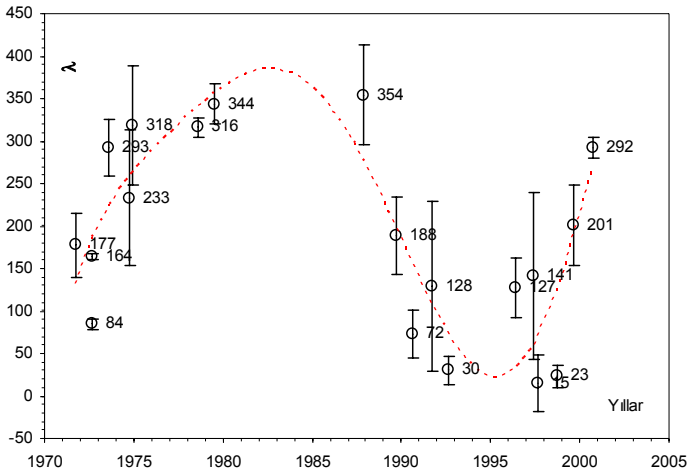
Şekil 6. WD ile elde edilen teorik değerlerin gözlemlerle karşılaştırılması (V süzgeci).

Dönem değişimi her ne kadar parabolik gibi görünüyorsa da bileşenler kendi Roche loblarından daha küçüktür. Dolayısıyla bileşenler arasında kütle aktarımının başladığı düşünülemez. Bileşenlerin kütleleri çok büyük olmadığından kütle kaybı nedeni ile açısal momentum değişimi olasılığı da oldukça

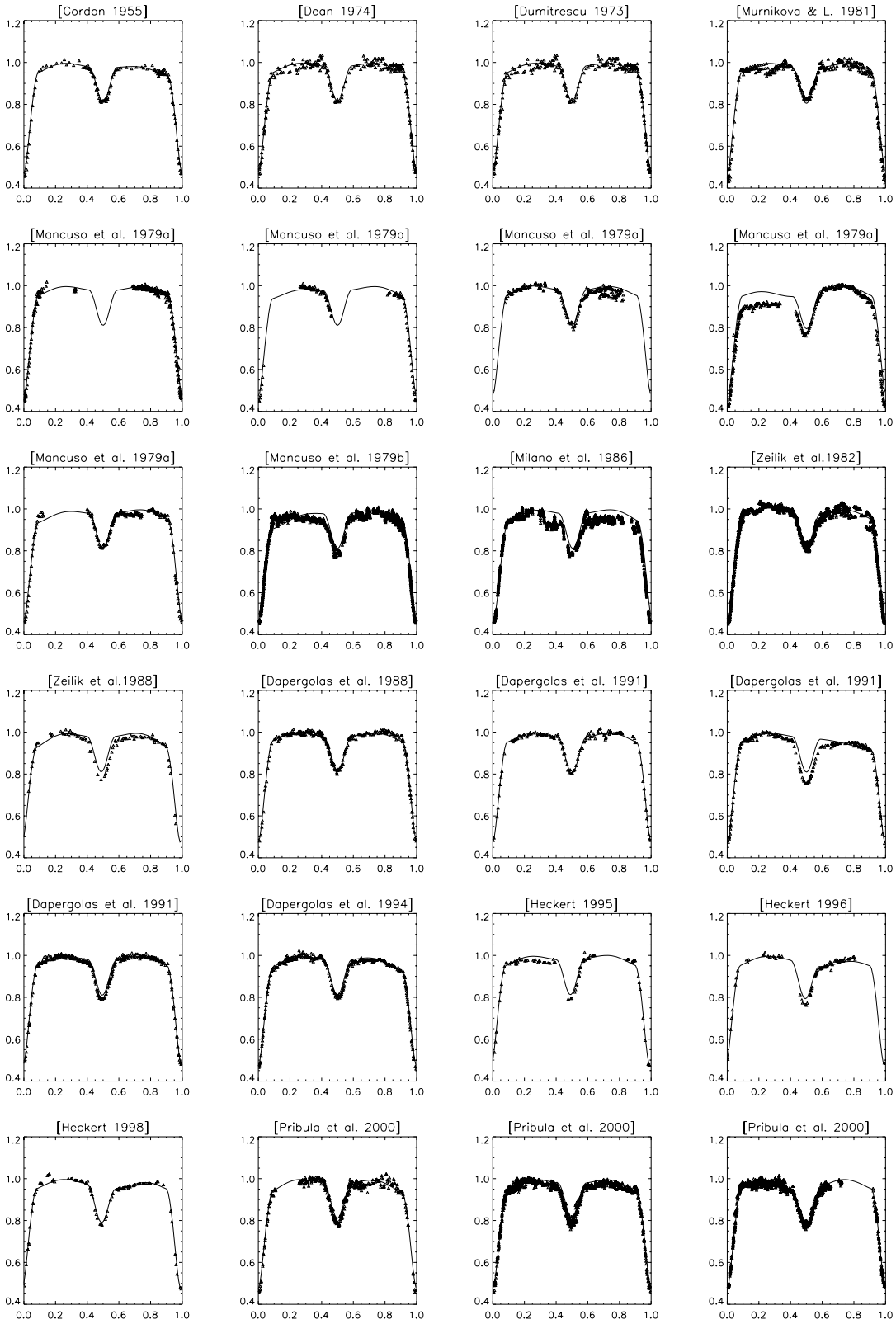
zayıf bir olasılıktır. Dolayısı ile, bu büyük genlikli değişimin üçüncü bir cisimden kaynaklanan sinüs benzeri bir değişimin bir parçası olduğunu sanıyoruz.
Üçüncü cisim yörüngesi için Albayrak ve ark.(1999) 108.14 yıl; Erdem ve ark. (2001) 105 yıl, bizim bu çalışma kapsamında yaptığımız çalışmada 3.cismin dönemi 104 yıl çıkmıştır. Fakat şu unutulmamalıdır ki üçüncü cisim için tahmin edilen sinüs değişimi verilerin yetersizliğinden dolayı sağlıklı sonuçlar vermesi beklenmemelidir. Bu verilerden kabaca bir sinüs değişimi ile (Şekil 5) temsil ettikten sonra elde edilen farklar yaklaşık 20 yıl kadarlık bir çevrimsel değişim vermektedir. Erdem ve ark. (2001) çalışmasında bu değer 22 civarındadır.

4. Işık Eğrilerinin Analizi

1948 yılından bu yana RT And'ın 30 ışık eğrisi elde edilmiştir. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen ışık eğrisi Wilson-Devinney yöntemiyle analiz edilerek bileşenlere ilişkin geometrik ve fiziksel öğeler yanında sıcak yıldızın yüzeyindeki lekelerin sıcaklık, boylam ve büyüklükleri hesaplanmıştır. Lekelerin eşlekte yerleştikleri varsayılmıştır. Çözüm sonucu elde edilen öğelerle hesaplanan ışık eğrisi Şekil 6'da gözlemlerle karşılaştırılmaktadır. Baş minimum başlangıcının öncesi dışında gözlemlerle hesaplanan eğrinin oldukça iyi uyuştuğunu görüyoruz.
Bundan sonra bileşenlerin fiziksel ve geometrik öğeleri sabit tutularak her ışık eğrisi leke öğeleri için ayrı ayrı analiz edilmiştir. Hesapla bulunan ışık eğrileri Şekil 8'de gözlemlerle karşılaştırılmaktadır.
Tüm ışık eğrilerini analiz ederek bulduğumuz leke boylamlarını Şekil 7'de yıllara göre işaretledik. Lekelerin 1975 yılı dolayında λ=250^o boylamında, 1995 yıllında ise λ=90^o yöresinde toplandıkları gibi bir sonuçla karşılaşıyoruz. Lekelerin bu şekilde bir dağılım göstermesi seçim etkisinin bir sonucumudur bilmiyoruz. Burada uyguladığımız çözümlerde yalnızca sıcak yıldızın lekeli olduğunu ve lekenin de eşlekte yerleştiğini varsaydık. Soğuk yıldızın da lekeli olup olmadığını veya sıcak yıldızda birden çok lekenin bulunup bulunmadığı konusunda bir şey söyleyemiyoruz.



Şekil 7. Leke boylamının yıllara göre değişimi.



Şekil 8. RT And'a ilişkin ışık eğrileri ve WD ile elde edilen kuramsal eğrileri.

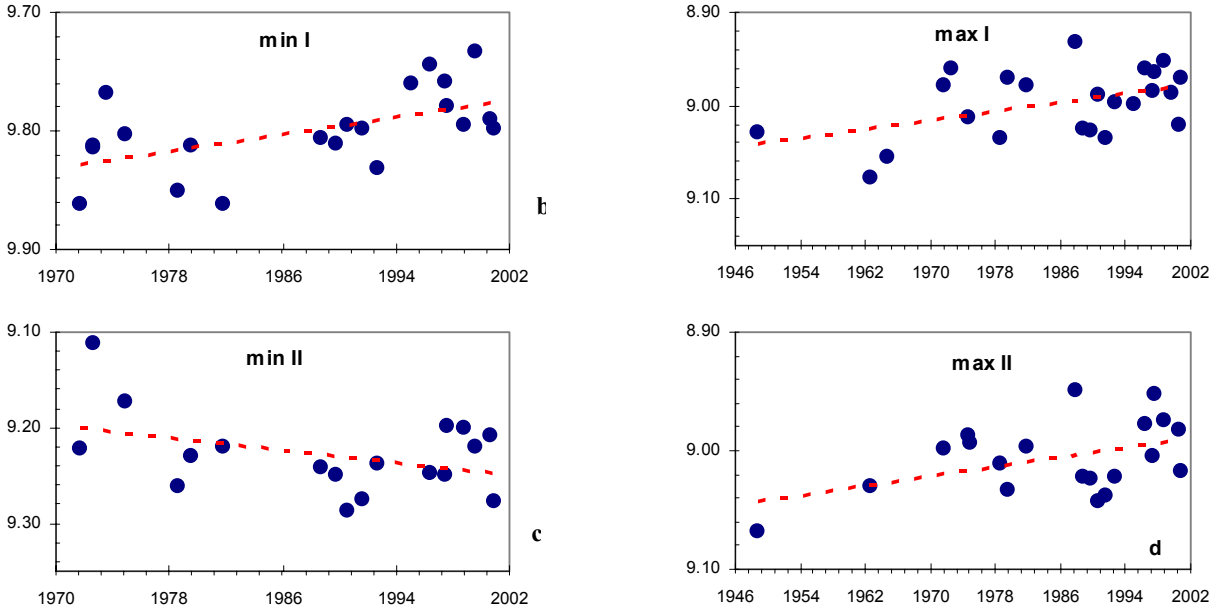
5. Özel Evrelerdeki Parlaklık Değişimi

Işık eğrilerinde minimum ortaları ve maksimumlardaki parlaklıkların yıllara göre değişimi incelenmiştir. Bunun için tüm ışık eğrileri aynı mukayese yıldızına indirgenmiş ve sonra standart parlaklığa dönüştürülmüştür. Mukayese yıldızları arasında dönüşüm ve standart parlaklığa indirgeme için Pribulla ve ark. (2000) tarafından verilen değerler kullanılmıştır. Parlaklık değişimi seçilen dört özel evrede (0.0, 0.25, 0.50 ve 0.75) okunmuştur. Bu özel evrelerde okunan parlaklıklar gözlem yıllarına göre işaretlenerek Şekil 9 (a-d)'da gösterilmiştir.

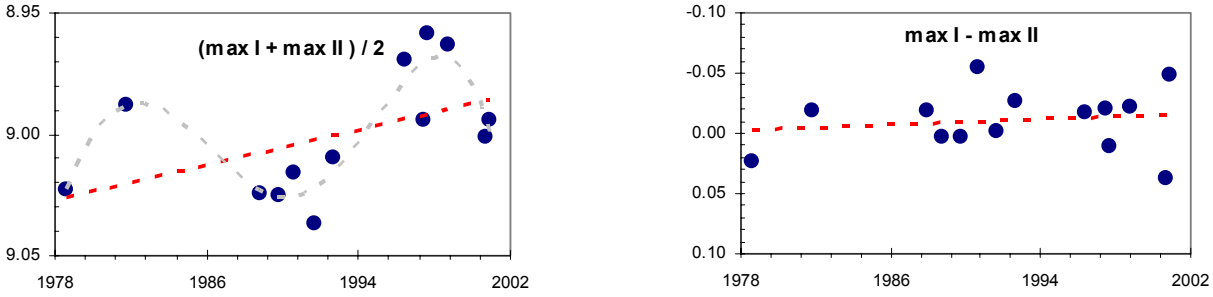
Şekil 10 (a-c)'da (max I + max II) / 2 , (max I – max II) ve (min I – min II) değerlerinin değişimi gösterilmiştir. 2000 yılında elde ettiğimiz ışık eğrileri, dalga benzeri bozulmanın ışık eğrisini 120-140 gün gibi çok kısa bir zaman diliminde taradığını göstermiştir. Bu değer, Pribulla ve ark. tarafından da 140 gün dolayında bulunmuştur.

Dalga göçünün bu denli kısa olması nedeniyle maksimumlardaki asimetrinin dönemini tüm ışık eğrilerinden bulmak hemen hemen olanaksızdır.

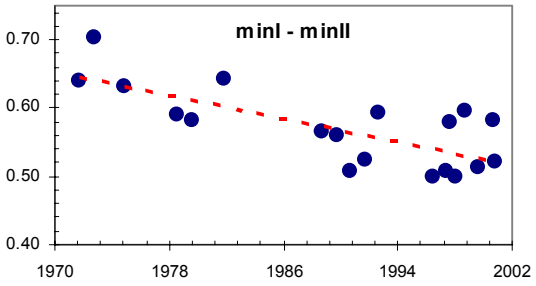
(Min I - MinII) farkları yıllara göre işaretlendiğinde Şekil 10c'de görüldüğü gibi derinliklerin birbirine yaklaştığı görülmektedir. Sistemin 1963 yıllından bu yana elde edilen tüm ışık eğrilerinde parlaklığın aldığı değerler ışık eğrisinin elde edildiği yıla göre işaretlenerek Şekil 11'de gösterilmiştir. Buradan da görüldüğü gibi sistemin maksimum parlaklığı $\approx 0^m.15$ genlik ve yaklaşık 23 yıllık bir çevrim içermektedir. Öyle görünüyor ki RT And'ın manyetik çevrimi 23 yıl dolayındadır.



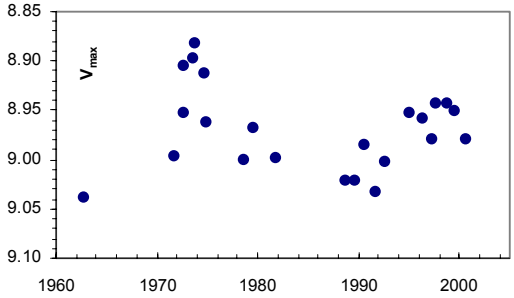
Şekil 9 a,b,c,d. RT And'ın Özel evrelerdeki (0.0, 0.25,0.50,0.75) parlaklığının yıllara göre değişimi



Şekil 10 a. Tutulmalar dışındaki ortalama parlaklığın yıllara göre değişimi. **b.** Tutulmalar dışındaki asimetrinin değişimi.



c. Baş ve yan minimum ortalamasında alınan parlaklıklar arasındaki farkın değişimi



Şekil 11. Işık eğrisindeki maksimum parlaklığın yıllara göre değişimi.

6. Sonuçlar ve Tartışmalar

Manyetik etkin bir örten çift olan RT And'ın 1948'den bu yana elde edilen 30 ışık eğrisini analiz ederek bileşen yıldızlara ilişkin verilerin nasıl elde edildiğini sunmaya çalıştık. RT And'ın çeşitli araştırıcılar tarafından elde edilen 28 ışık eğrisine bizim elde ettiğimiz iki ışık eğrisini ekleyerek sistemin son 60 yıldaki davranışını belirlemeye çalıştık.

RT And örten çift yıldızının yörünge dönemi 0.15 gün gibi büyük bir değişim göstermektetir. Bu değişimi parabolik bir değişim olarak alırsak ya büyük kütleli bileşenden küçük kütleliye madde aktarımı olmalı ya da sistemden madde kaybedilmiştir. Elde ettiğimiz çözüm sonuçlarına göre büyük kütleli bileşen kritik Roche lobunu doldurmuyor görünmektedir. Dolayısı ile kütle aktarımı nedeniyle yörünge döneminde değişme beklenemez. Büyük kütleli yıldızın; Güneş kütlesi yöresinde bir kütlesi olduğundan yıldız rüzgarı şeklinde kütle kaybının olduğu ve bunun da yörünge dönemini azalttığı olasılığı zayıf kalmaktadır. Bu durumda, büyük genlikli değişimin sinüs benzeri bir değişimin bir parçası olma olasılığı güçlü bir olasılıktır. Büyük genlikli, bu sinüs parçası şeklindeki değişimin örten çiftin üçüncü bir cismin çevresindeki dolanma hareketinden kaynaklandığı kanısındayız. Bu değişimin dönemi eldeki veriler kullanılarak tahmin edilen değeri 110 yıl civarındadır. Bu değişim çıkartıldığında geriye küçük genlikli sinüs benzeri bir değişim kalmaktadır. Bunun da büyük kütleli yıldızın manyetik etkinliğinde kaynaklanması güçlü bir olasılık olarak görünmektedir. Buna göre büyük kütleli yıldızın manyetik etkinlikten kaynaklanan yörünge dönemi değişimi yaklaşık 20 yıllık bir çevrim içermektedir.

Işık eğrilerinin analizi, lekelerin büyük kütleli ve yarıçaplı baş yıldızın yüzeyinde farklı iki boylamda toplandığını göstermektedir. 1975 yılı dolayında lekeler $\lambda \cong 250^o$ boylamında 1995 yılı dolayında ise $\lambda \cong 90^o$ boylamında toplanmış gibi görünmektedir.

RS CVn türü örten çift yıldızların yörünge dönemindeki değişmeyle ortalama parlaklık değişimi arasında bağlantı kurulmaya çalışılmıştır. Ancak, RS CVn, AR Lac, RT Lac ve V471 Tau yıldızlarında yörünge dönemindeki değişim uzunluğu ortalama parlaklık değişim döneminin hemen hemen iki kat olduğu bulunmuştur (Rodono et al. 1995, Lanza et al. 1998, İbanoğlu et al. 2001). Bunun nedeni henüz anlaşılamamış, kuramsal temeli oluşturulamamıştır.

Kaynaklar

- Albayrak,B., Özeren F.F., Ekmekçi F., 1996, Rev.Mex.Astron. Astrofis. 35,3
- Dapergolas A., Kontizas, E., Kontizas, M., 1988, Inf. Bull. Var. Stars No. 3267.
- Dapergolas, A., Kontizas, E., Kontizas, M., 1994, Inf. Bull. Var. Stars No. 4036.
- Dean, C.A., 1974, PASP 86, 912.
- Dumitrescu, A., 1973, *Studii si Cercetari de Astr.* 18, 47.
- Erdem, A., Demircan, O., Güre, M. 2001, A&A 379, 878.
- Gordon, K., 1955, AJ 60,422.
- Heckert, P.A., 1995 Inf. Bull. Var. Stars No. 4224.
- Heckert, P.A., 1996 Inf. Bull. Var. Stars No. 4384.
- Heckert, P.A., 1998 Inf. Bull. Var. Stars No. 4656.
- İbanoğlu, C., Evren, S., Taş, G., Devlen, A., Çakırlı, Ö., 2001, A&A 371, 626.

- Lanza, A. F., Catalano, S., Ctispoto, G., Pagano, I., Rodono, M., 1998, A&A 332, 541.
- Mancuso, S., Milano, L., Russo, G., 1979a, A&AS 36,415.
- Mancuso, S., Milano, L., Russo, G., et al., 1979b, A&AS 38, 187.
- Milano, L., Mancuso, S., Vittone, A., et al., 1986, Ap&SS 124, 83.
- Murnikova, V.P. and Lemeshchenko, N.D., 1981, Perem Zvezdy 21,593.
- Payne-Gaposchkin C. 1946, ApJ 103, 291
- Pribulla, T., Chocol, D., Milano, L., Errico, L., Vittone, A.A., Barone, F. and Parimucha, S., 2000, A&A, 362, 169.
- Rodono, M., Lanza, A. F., Catalano, S. 1995, A&A 301,75.
- Yakut, K., and İbanoğlu. C., 2000, Inf. Bull. Var. Stars. 4991.
- Zeilik, M., Beckert, D., De Blasi C., et al., 1988, Inf. Bull. Var. Stars No. 3173.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., et al. 1982, Inf. Bull. Var. Stars No. 2090.

CG CYGNI Örten Çift Yıldızının Uzun Dönemli Parlaklık Ve Dönem Değişimi

M. Afşar, C. İbanoğlu

E.Ü. Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Bornova, 35100, İzmir
afsar, ibanoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET : Bileşenlerinin her ikisi de geri tayf türünden olan CG Cygni, RS CVn türü kısa dönemli örten bir çift yıldız sistemidir. Işık eğrisinin maksimumlarında görülen dalga benzeri bozulmayla dikkat çekmektedir. Bozulmanın nedeni olarak baş yıldızda görülen lekeli alanlar öne sürülmektedir. Bu çalışmada, CG Cygni çift yıldız sisteminin 1965 – 2001 yılları arasında elde edilmiş 26 ışık eğrisi sunulmaktadır. Sistemin maksimum parlaklığının değişimi incelenmekte ve sonuçlar O-C analizi sonuçlarıyla karşılaştırılmaktadır.

Anahtar Sözcükler : Örten Çift Yıldızlar (CG Cyg) – Manyetik etkinlik – Dönem değişimi

1. GİRİŞ

İlk ışık eğrisi 1922 yılında Wiliams tarafından elde edilmiş olan CG Cygni, Hall (1976) tarafından kısa dönemli RS CVn türü bir çift yıldız sistemi olarak sınıflandırılmıştır. Işık eğrisinin özelliği maksimum I ve maksimum II düzeylerinin birbirinden farklı olmasıdır. Dalga benzeri bozulma şeklinde ortaya çıkan bu etki O'Connell etkisi olarak adlandırılmaktadır (Milone, 1968). Hall (1976), tutulmalar dışı görülen bu düzey farklılığı ve dolayısıyla parlaklık değişimini güneş benzeri manyetik etkinlikle açıklamıştır.

CG Cygni'de görülen dönem değişimi Milone ve Ziebarth'ın (1974) yapmış olduğu çalışma ile ortaya çıkmıştır. 1991 yılında yayımlanan çalışmasında Hall, sistemin ortalama parlaklık ve yörünge dönemi değişiminin yaklaşık 50 yıllık bir çevrimle yinelendiğini göstermiştir. Bu değişimlerin kaynağının ise manyetik etkinlik olduğunu önermiştir.

Bu çalışmada, CG Cygni çift yıldız sisteminin 1965 – 2001 yılları arasında elde edilmiş olan 26 yıllık ışık eğrisi kullanılarak sistemin parlaklık değişimi incelenmekte ve sonuçlar O-C analizi ile elde edilen sonuçlarla karşılaştırılmaktadır.

2. ORTALAMA PARLAKLIK ve DÖNEM DEĞİŞİMİ

Bileşenleri ayrık olan CG Cygni, Algol benzeri bir ışık eğrisine sahiptir. Sisteme ilişkin parametreler (Popper, 1994);

Dönem	: $P \cong 0^d.63$
Tayf Türü	: G9.5V + K3V
Etkin Sıcaklık	: $T_e(h)= 5260 \pm 185$ K , $T_e(c)= 4720 \pm 66$ K
Eğiklik	: $i= 82°.4$
Yarıçaplar ($R_\odot$)	: $R_h= 0.89 \pm 0.013$, $R_c= 0.84 \pm 0.014$
Kütleler ($M_\odot$)	: $M_h= 0.94 \pm 0.012$, $M_c= 0.81 \pm 0.013$
Uzaklık	: $d \cong 63$ pc

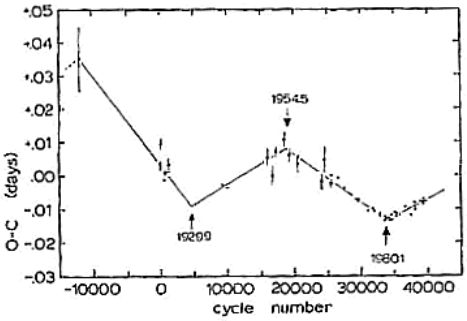
şeklinde özetlenebilir.

1974 yılında Milone ve Ziebarth'ın CG Cygni'deki dönem değişimini ilk olarak fark etmesinden 17 yıl sonra Hall (1991), Applegate'in (1992) yakın çift yıldızların yörünge dönemlerinde görülen değişimlere ilişkin çalışmasında sunduğu üç önermeden yola çıkarak CG Cygni'nin ~50 yıllık bir manyetik çevrime sahip olduğunu söylemiştir. Applegate'e göre bir çift yıldız manyetik çevrim nedeniyle dönem değişimi gösteriyorsa;

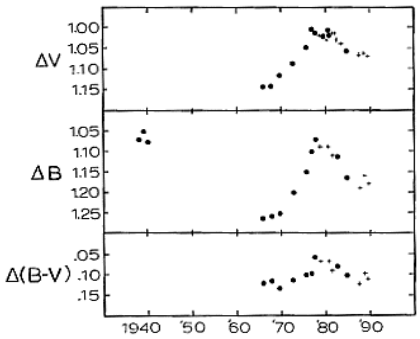
- O-C değişiminin, ışınım gücü değişiminin ve renk değişiminin dönemi aynı olmalıdır.
- Değişimlerden birindeki min. veya max. diğerindeki min. veya max. zamanları ile çakışmalıdır.

- Sistemin ortalama parlaklığı artarken (parlarken) sistem mavileşmelidir.

Hall'un elde ettiği O-C değişimi Şekil 1'de, ortalama parlaklık ve renk değişimleri ise Şekil 2'de görülmektedir.



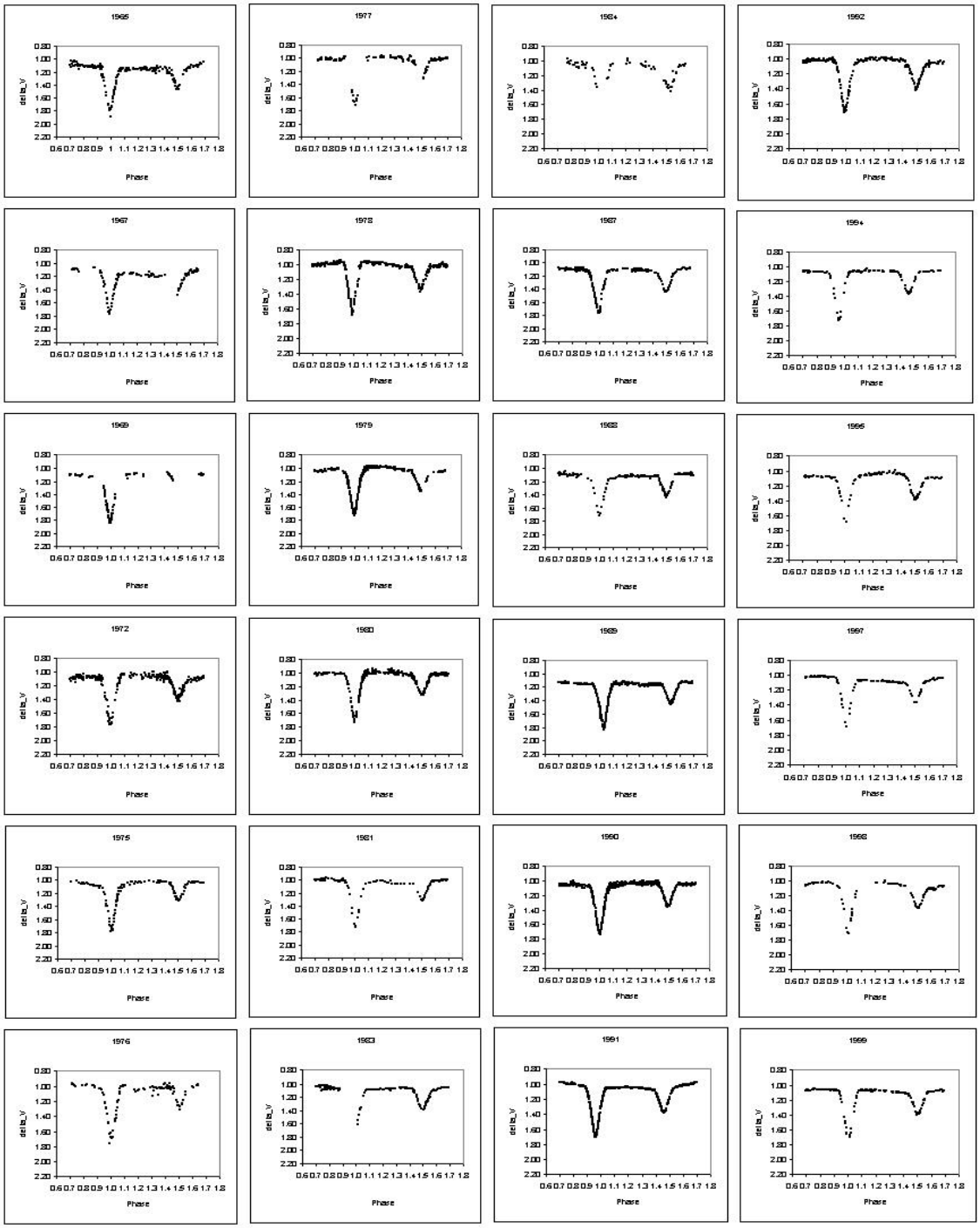
Şekil 1. CG Cyg'nin O-C eğrisi. (Hall, 1991)



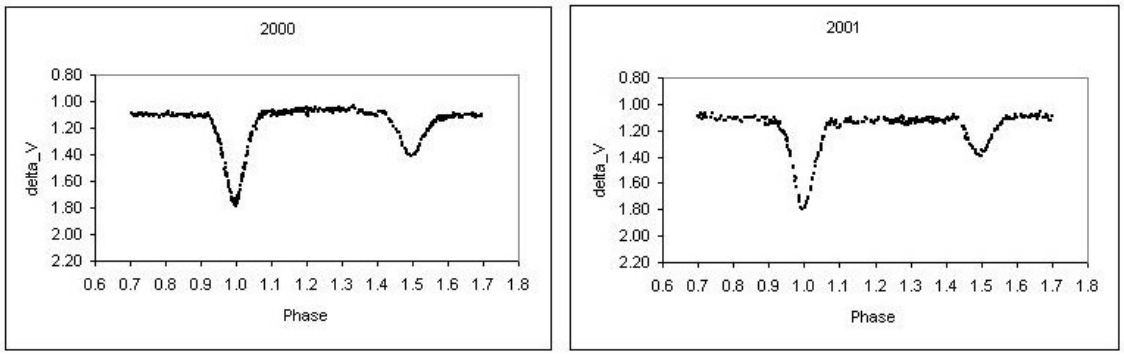
Şekil 2. Ortalama parlaklık ve renk değişimi. (Hall, 1991)

Yukarıdaki şekilleri, Applegate'in önermelerine göre inceleyelim: O-C eğrisinin minimum yaptığı 1980'li yıllarda ortalama parlaklık ve renk değişimlerinin de maksimum yaptığı görülmektedir. Yine Şekil 2'den sistemin ortalama parlaklığı artarken (sistem parlarken) rengin mavileştiği görülmektedir. Hall çalışmasında, O-C analizinin 50 ± 2 yıl ile 54 ± 3 yıl arasında bir çevrim uzunluğu, ortalama parlaklık verilerinin ise Fourier analizi sonucunda 41 ± 8 yıllık bir çevrim uzunluğu verdiğini belirtmektedir. Applegate'in kuramına göre değişim manyetik etkinlikten kaynaklanıyorsa, bu dönemlerin birbirine yakın olması gerekmektedir.

Gerek Hall'un çalışmasından ortaya çıkan bu sonucu, gerekse CG Cygni'de görülen dönem değişimine neden olabilecek başka etkilerin varlığını araştırmak amacıyla dizgenin 2000 ve 2001 ışık eğrileri E.Ü. Gözlemevi'nde elde edilmiştir. Literatürden toplanan diğer ışık eğrileri ile birlikte toplam 26 yıllık ışık eğrisi (Şekil 3) kullanılarak sistemin parlaklık değişimi incelenmiştir (Şekil 4).

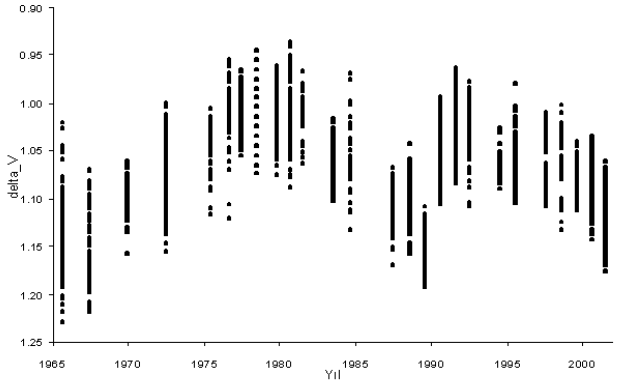


Şekil 3. 1965 – 2001 yılları arasında V bandında elde edilmiş ışık eğrileri.



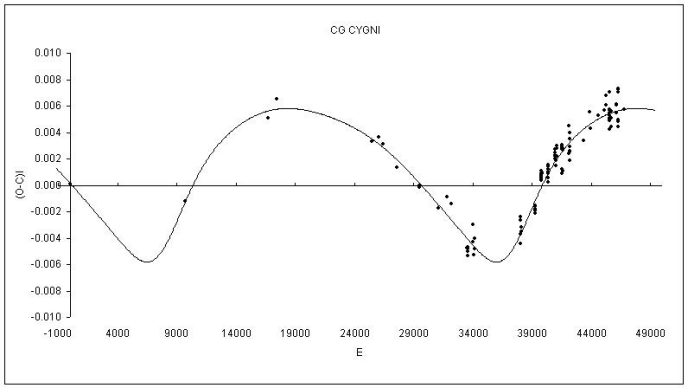
Şekil 3.'ün devamı. (2000 ve 2001 yılı ışık eğrileri E.Ü. Gözlemevi'nde elde edilmiştir)

Şekil 4 ile verilen sistemin parlaklık değişimi incelendiğinde ortalama 21 yıllık çevrimsel bir döneme sahip olduğu görülmektedir. Bu değişimi baş yıldızın yüzeyinde görülen aktif bölgeler doğurmaktadır.



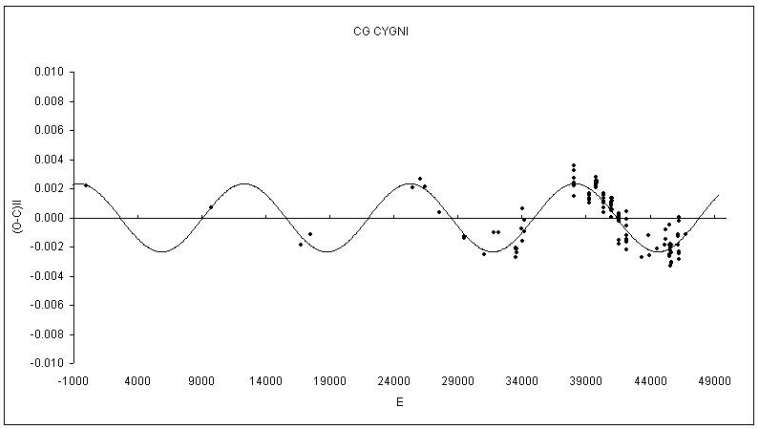
Şekil 4. CG Cygni örten çift yıldız sisteminin V bandındaki parlaklık değişimi.

O-C analizine 2000, 2001 ve 2002 yıllarında E.Ü. Gözlemevi'nde elde edilen minimum zamanları da eklenmiştir. Bu analiz ile elde edilen ilk sonuçlara ilişkin (O-C)I eğrisi şekil 5'te verilmektedir. Dönemin yaklaşık 50 yıl olarak bulunduğu bu grafikte ilk dört nokta fotoğrafik diğer noktalar ise fotoelektrik yolla elde edilmiş olan minimum zamanlarına karşılık gelmektedir.



Şekil 5. (O-C)I eğrisi

Gözlem noktalarının teorik eğriden farklarının alınması ile (O-C)II eğrisi elde edilmiştir (Şekil 6). Analiz sonuçları, bu eğrinin yaklaşık 22 yıllık bir döneme sahip olduğunu göstermektedir.



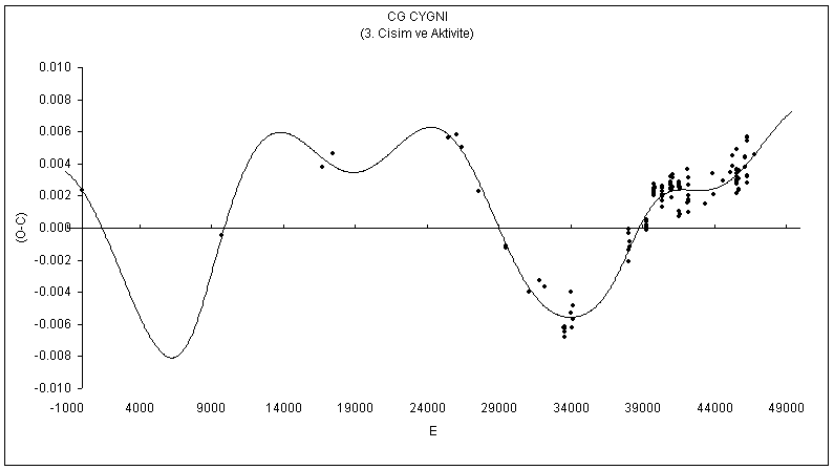
Şekil 6. (O-C)II eğrisi.

(O-C)I ve (O-C)II analiz sonuçları birlikte dikkate alındığında şekil 7'de görülen (O-C) değişimi ortaya çıkmaktadır. Bu değişime ilişkin parametreler;

$$P' \cong 50.9 \pm 0.1 \text{ yıl},$$

$e' \cong 0.57 \pm 0.01$, $\omega' \cong 306°.42 \pm 0.02$, $a\sin i \cong 1.074 \pm 0.008$ AB

şeklinde özetlenebilir.

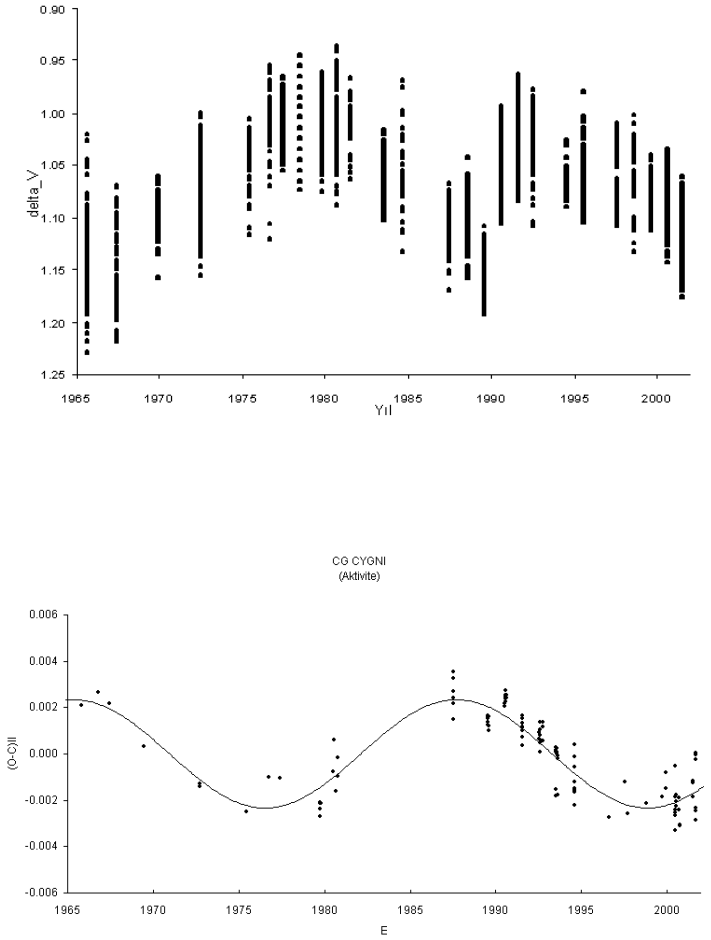


Şekil 7. (O-C) eğrisi.

3. SONUÇ

Sistemin parlaklık ve O-C analizi sonuçları kaşılaştırıldığında, parlaklık değişiminden yaklaşık 21 yıl olarak bulunan dönem ile analiz sonucu yaklaşık 50 yıl olarak bulunan dönemin birbirini tutmadığı görülmektedir. Bu durumunda Hall'un (1991) çalışmasında kullandığı Applegate önermelerinden birincisi gerçeklenmemektedir. O zaman, (O-C)I eğrisinden yaklaşık 50 yıl olarak elde edilen dönem üçüncü cismin çift sistemle sahip olduğu ortak kütle merkezi etrafındaki yörünge dönemi olarak yorumlanabilir.

Sistemin parlaklık değişimi ile (O-C)II eğrisi şekil 8'de karşılaştırılmaktadır. Her ikisinde de dönem değişiminin yaklaşık aynı olduğu görülmektedir. Yaklaşık 22 yıl olarak bulunan bu dönemin manyetik aktivite çevriminden kaynaklandığı düşünülmektedir.



Şekil 8. Sistemim parlaklık değişimi ve (O-C)II eğrisi.

Son durumda, şekil 7'de verilen (O-C) eğrisi 3. cisim ve manyetik aktivite etkilerinin her ikisinin birden görüldüğü değişimi yansıtmaktadır ve değişimin dönemi yaklaşık 51 yıldır. Bu yaklaşımın doğruluğunun görülebilmesi yapılacak olan yeni gözlemlerle mümkün olacaktır. Tüm ışık eğrileri için leke analizinin yapılması ve göç döneminin de araştırılması gerekmektedir.

KAYNAKLAR

- Applegate, J.H., 1992, ApJ 385, 621.
- Hall, D.S., 1976, in Multiple Periodic Phenomena in Variable Stars, ed. B. Szeidl, s. 287.
- Hall, D.S., 1991, ApJ 380, L85.
- Milone, E.F., Ziebarth, K.E., 1974, PASP 86, 684.
- Popper, M.P., 1994, AJ 108, No.3, 1091.

SU UMa Tipi Cüce Novaların X-Işını Uydu Verilerinin Spektral Analiz Sonuçları ve Diğer Alt Gruplarla Karşılaştırılması

Metin ALTAN[(1)] , M. Türker ÖZKAN[(2)]

[(1)] Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü, Eskişehir.

[(2)] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul.

Özet

Çalışma kapsamında, SU UMa cüce nova alt grubundan toplam 12 adet cüce nova X-ışını ROSAT gözlemi değerlendirilmiştir. Değerlendirme sürecinde (RSMF) Isısal Plazma Emisyonu (tam set Raymond-Smith), (BBEF) Kara Cisim (Planck spektrumu), (TBEF) Isısal Bremsstrahlung Modelleri kullanılmıştır. Sonuçta sayım oranı, hidrojen kolon yoğunluğu, sıcaklık, enerjideki akı genliği, sertlik oranı, emisyon ölçümü gibi, cüce novaların fiziksel özelliklerinin karakteristiğini yansıtan değerler elde edilmiştir. TBEF ve emisyon ölçümünde kullanılan RSMF'nin, cüce novalar için en uygun model olduğu ortaya çıkmıştır. Sertlik oranlarının belirlenmesi ile, incelenen kaynakların yumuşak ve sert X-ışını sınıflandırması yapılmıştır. Elde edilen değerlerin daha sağlıklı irdelenmesi açısından U Gem ve Z Cam tipi cüce nova alt gruplarına dahil olan toplam 5 yıldıza ait X-ışını gözlemleri ile karşılaştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Cüce nova, X-ışını veri analizi, MIDAS, EXSAS

1. Giriş

Kataklismik değişenler, baş yıldızı bir beyaz cüce ve yoldaş yıldızı geç tip düşük kütleli bir yıldız olan etkileşen kompakt çift sistemlerdir. Kataklismik değişenlerden yayınlanan X-ışın ve morötesi ışın akıları esas olarak beyaz cüce üzerine yoldaş yıldızdan olan yığışma sonucunda üretilir. Eğer beyaz cücenin zayıf bir manyetik alanı ($B \leq 10^6$ G) varsa, gelen madde yığışma diskini oluşturur ve maddenin bu akışı beyaz cücenin yüzeyine doğru devam edebilir. Bu yığışma Kepleryen bir disk vasıtası ile oluyorsa, mevcut enerjinin kabaca yarısı madde olarak diskin içinde yayılır ve madde beyaz cücenin yüzeyine ulaştığında diğer yarısı da hala mevcuttur. Böylece yayınlanan ışınımın yarısı yığışma diski ile beyaz cüce arasında diski kesen sınır tabakada oluşabilir. Sıcak bir sınır tabakanın X-ışınlarındaki akının çoğunu yayınladığı beklenebilir. Pringle ve Savonije (1979), kütle yığışım hızı küçükse ($\dot{m} << 10^{16} gs^{-1}$), sınır tabakanın optik olarak ince olduğunu ve ~10^8 K sıcaklıklarına kadar ısıtıldığını iddia ettiler. Eğer yığışım hızı yüksekse ($\dot{m} >> 10^{16} gs^{-1}$), sınır tabaka optikçe kalın olacak ve ~10^5 K lik bir karacisim ışıması yapacaktır. Sınır tabakaya ilaveten X-ışınları yığışma diski veya sınır tabakası rüzgarı veya genişletilmiş sıcak optikçe ince korona tarafından salınabilir.

Yapılan bu çalışmada kataklismik değişen yıldızların bir alt grubu olan cüce novaların ROSAT uydusunun 1990'ların başlarından itibaren yaptığı X-ışını gözlemlerinin bir değerlendirmesi yapılacaktır. Bu amaçla sadece uydu aracılığı ile elde edilebilen X-ışını verileri, genel astrofizik programları kullanılarak indirgenecek ve fiziksel özelliklerini ortaya koyarak yorumlanacaktır. Literatürde bir arada daha önce X-ışını spektral analizi açısından TBEF, RSMF ve BBEF modelleri kullanılarak incelenmeyen 17 cüce novanın analizi hedeflenmiştir.

2. Uydu Verileri ve İndirgemeler

Bu çalışmada analizi yapılan cüce novaların uydu verileri, ROSAT (ROntgen SATellite) Uydusu tarafından alınmıştır. 575 km yükseklikte dairesel yörüngede dönerek veri toplayan ROSAT, X-ışını (0.1-2.4 keV) ve XUV (20-200 eV) olmak üzere 2 çeşit teleskopa sahiptir. X-Işını teleskobu (XRT). 3 odaksal düzlem detektör içerir. Bunlardan ikisi 20 yaysaniye pozisyonsal çözünürlüklü PSPC'dir ve ortalama enerji çözünürlüğü 4'den 5 band'a, 0.1'den 2.4 keV'a enerji aralığı olarak verilir. Bu detektörler 2 derece görüntü

alanına sahiptirler. Üçüncü detektör, HRI (High Resolution Imager) yüksek çözünürlüklü görüntüleyici kanal düzlem detektörü, birkaç yaysaniyelik çözünürlüğe izin verir. İndirgeme ve analiz aşamasında ESO-MIDAS (European Southern Observatory–Munich Image Data Analysis System) ve EXSAS (Extended X-ışını Scientific Analysis System) programları kullanılmıştır. Çalışmalar sırasında kullanılan Spektral Analiz paketi, ışınım yayan cisimlerin enerji durumlarının tanımlandığı sıcaklık, spektral içerik, foton veya enerji akısı, luminosite gibi parametrelere ulaşmak için yakalanan fotonların spektrum indirgemesi işlemini yapmaktadır (EXSAS user-guide). Cüce novaların ROSAT uydu verileri, http://heasarc.gsfc.nasa.gov adresindeki HEASARC (High Energy Astrophysics Science Archive Research Center) arşivinden internet aracılığı ile elde edilmiştir. Çalışma kapsamında cüce novalara ait spektral analiz algoritmaları uygulanmıştır. Çalışmada AB Dra, V426 Oph, WW Cet [a00] ve WW Cet [a01] olmak üzere 3 adet **Z Cam**, RU Peg ve X Leo olmak üzere 2 adet **U Gem**, BZ UMa, CU Vel, CY UMa, OY Car, SS UMi, SU UMa, SW UMa, T Leo, TY PsA, WX Hyi, WZ Sge, YZ Cnc [a01], YZ Cnc [a02], YZ Cnc [n00] olmak üzere 12 adet **SU UMa** alt grubundan toplam 17 cüce nova X-ışını ROSAT gözlemi değerlendirilmiştir. Değerlendirme sürecinde Isısal Plazma Emisyonu, Kara Cisim, Isısal Bremsstrahlung olmak üzere 3 model üzerinde çalışılmıştır.

3. Uygulanan Modeller ve Temel Kavramlar

X-ışını detektörünün sayım oranı (C); foton akısı (F), detektör randıman oranı (η) ve detektör alanı (A) ifadelerini içerir ve detektörün enerji aralığı üzerinden integraline eşittir: $C = A\int F(E)\eta(E)dE$. Foton akısı, bir X-ışını kaynak akısının en açık şekli ile foton/cm^2/s birimindeki, en basit ölçümüdür. Aynı zamanda akı, temel olarak gerçek X-ışını enerji bandı üzerinde algılanan toplam enerjidir. Genellikle erg/cm^2/s veya keV/cm^2/s birimleri ile tanımlanır. Enerji akıları, sadece aynı tayfa sahip kaynaklar için foton akısı ile direkt olarak orantılıdır (Adams, 1980). Kara cisim modelinin uygulaması sonucunda elde edilen değerler; Hidrojen kolon yoğunluğu, enerji akısı değeri ve T sıcaklıktır. Isısal plazma emisyonu modelinin uygulaması sonucunda elde edilen değerler; Hidrojen kolon yoğunluğu, indirgenmiş genlik $A = \frac{10^{-14}}{(4\pi D_L{}^2)}\int_v n_e n_H dV$ (cm^{-5}) ve T plazma sıcaklığıdır. Emisyon ölçümü değeri için yıldızın bilinen uzaklığı D, pc birimindedir. $1pc = 3.1\times10^{18} cm$ olduğu göz önünde bulundurularak, $EM = \int_v n_e n_H dv$ olarak tanımlanan emisyon ölçümü değeri RSMF modelinde hesaplanan indirgenmiş genlik değeri yardımı ile bulunabilir. Emisyon ölçümü ifadesindeki n_e; elektron için yoğunluk numarası, n_H; hidrojen atomu için yoğunluk numarası. Genel ifadede değişkenleri yerine koyarsak yıldız için emisyon ölçümü değerine ulaşırız; $EM = A\times10^{14}\times4\times\pi\times D_L{}^2$ cm^{-3}. Isısal Bremsstrahlung modelinin uygulaması sonucunda elde edilen değerler; Hidrojen kolon yoğunluğu, enerji akısı değeri ve T sıcaklık. X-ışını kaynaklarının sertlik oranları, kaynağın fiziksel karakterini yansıtan önemli bir özelliktir. Sertlik oranının temel prensibi, incelenen X-ışını kaynağına ait yüksek enerjili fotonların duyarlı olduğu kanal aralıklarındaki sayımın, düşük enerjili fotonlara duyarlı kanal aralıklarındaki sayıma oranıdır. Oranın büyük olması kaynağın sert X-ışını özelliğinde olduğunu belirtir. ROSAT Uydusunun kanal aralıkları A ve B olarak enerji değerlerine göre sınıflandırılmıştır. Düşük enerji değerlerinin daha ayrıntılı irdelenmesi için B kanal aralığı C ve D olmak üzere ikiye ayrılmıştır. Aynı şekilde yüksek enerji değerlerinin daha ayrıntılı analiz edilebilmesi için D kanal aralığı D1 ve D2 olmak üzere iki bölüme ayılmıştır. Böylece tüm yıldızlar için gelen fotonlar, sahip oldukları enerji değerlerine göre ait oldukları kanal sınıfında toplanır (Çizelge 1).

Çizelge 1. Gelen fotonların toplanacağı ROSAT Uydusunun kanal aralıkları

A	B	C	D	D1	D2
(11-41)	(52-201)	(52-90)	(91-201)	(91-150)	(151-201)
0.1-0.5keV	0.52-2.01keV	0.6-1.1 keV	0.9-2 keV	1.1-1.8 keV	1.8-2.4 keV

Sertlik oranı belirleme aşamasında standart algoritma hr_1 ve hr_2 olarak verilmiştir. Düşük enerjili fotonlara daha duyarlı sertlik oranı değerleri hr_3, hr_4 ve yüksek enerjili fotonlara daha duyarlı sertlik oranı değerleri hr_5, hr_6 olarak verilmiştir.

$$hr_1 = \frac{(52-201)-(11-41)}{(52-201)+(11-41)},\ hr_2 = \frac{(91-201)-(52-90)}{(91-201)+(52-90)},\ hr_3 = \frac{(11-41)}{(91-201)},\ hr_4 = \frac{(52-90)}{(91-201)},\ hr_5 = \frac{(52-90)}{(151-201)},\ hr_6 = \frac{(91-150)}{(151-201)}$$

4. Sonuçlar ve Tartışma

Sınır tabakanın ışınımını daha fazla çalışmak, daha çok sayıda kataklismik değişenin daha çok gözlemlerini araştırmak gerekmektedir. Böylece bu bölümde, ROSAT uydusu üzerinde bulunan ve sönük cisimleri belirleyebilecek kadar hassas olan "The Position Sensitive Proportional Counter (PSPC)" ile yapılan 17 cüce novanın uydu görüntüleri ve ışık eğrileri oluşturulmuş, sayım oranı, foton indeksi, hidrojen kolon yoğunluğu, sıcaklık, enerjideki akı genliği, sertlik oranı, emisyon ölçümü gibi, cüce novaların fiziksel özelliklerini yansıtan değerler elde edilmiştir. Modele uygunluk eğri fitleri yapılarak χ^2 testine göre modellerin X-ışını kaynaklarına uygunluk araştırması yapılmıştır. İncelenen yıldızların spektral analiz sonuçları Çizelge 2'de verilmiştir. EXSAS programının standart algoritmaları ile elde edilen değerlerin yanı sıra, daha hassas değerlere ulaşmak amacı ile her değer için hata analizleri yapılarak 2δ hata ile sonuçlar elde edilmiştir (ALTAN, 2002).

Çizelge 2. İncelenen cüce novaların spektral analiz sonuçları.

		hidrojen kolon yoğunluğu ($\times 10^{21}$ $H\ .atom\ /\ cm^2$)	**Enerji akısı genliği** (keV/cm2/s)	**Sıcaklık** (keV)
AB Dra	**BBEF**	$0{,}241^{+0.121}_{-0.083}$	$0{,}00155^{+9.02\times10^{-5}}_{-9.02\times10^{-5}}$	$0{,}301^{+0.032}_{-0.027}$
	RSMF	$0{,}512^{+0.091}_{-0.068}$	$0{,}00325^{+4.1\times10^{-4}}_{-4.1\times10^{-4}}$	$3{,}78^{+342}_{-1.53}$
	TBEF	$0{,}684^{+0.19}_{-0.11}$	$0{,}00257^{+2.31\times10^{-4}}_{-2.31\times10^{-4}}$	$1{,}77^{+1.34}_{-0.57}$
V426 Oph	**BBEF**	$0{,}606^{+0.43}_{-0.23}$	$0{,}00545^{+6.72\times10^{-4}}_{-6.72\times10^{-4}}$	$0{,}545^{+0.067}_{-0.064}$
	RSMF	$2{,}299^{+0.441}_{-0.284}$	$0{,}054^{+1.41\times10^{-2}}_{-1.41\times10^{-2}}$	$30.89^{+\cdots\cdots}_{-24.22}$
	TBEF	$2{,}2^{+0.62}_{-0.27}$	$0{,}0065^{+9.37\times10^{-4}}_{-9.37\times10^{-4}}$	$56^{+\cdots\cdots}_{-51.1}$
ww cet (a00)	**BBEF**	$0{,}034^{+0.0280}_{-0.0209}$	$0{,}00484^{+1.81\times10^{-4}}_{-1.81\times10^{-4}}$	$0{,}276^{0.0170}_{0.0145}$
	RSMF	$0{,}2176^{+0.023}_{-0.023}$	$0{,}00945^{+8.27\times10^{-4}}_{-8.27\times10^{-4}}$	$2{,}98^{+1.43}_{-0.78}$
	TBEF	$0{,}324^{+0.044}_{-0.040}$	$0{,}00774^{+7.59\times10^{-4}}_{-7.59\times10^{-4}}$	$1{,}66^{+0.57}_{-0.34}$
ww cet (a01)	**BBEF**	$0{,}0002^{+0.017}_{-\cdots\cdots}$	$0{,}00482^{+2.54\times10^{-4}}_{-2.54\times10^{-4}}$	$0{,}2799^{+0.010}_{-0.016}$
	RSMF	$0{,}177^{+0.029}_{-0.026}$	$0{,}0112^{+1.6\times10^{-3}}_{-1.6\times10^{-3}}$	$5{,}88^{+13.13}_{-2.640}$
	TBEF	$0{,}2155^{+0.063}_{-0.035}$	$0{,}00716^{+1.09\times10^{-3}}_{-1.09\times10^{-3}}$	$3{,}22^{+3.78}_{-1.26}$
Ru Peg	**BBEF**	$0{,}109^{+0.096}_{-0.067}$	$0{,}00156^{+1.02\times10^{-4}}_{-1.02\times10^{-4}}$	$0{,}2718^{+0.0312}_{-0.0312}$
	RSMF	$0{,}23^{+0.084}_{-0.061}$	$0{,}0017^{+2.79\times10^{-4}}_{-2.79\times10^{-4}}$	$1{,}37^{+0.21}_{-0.18}$
	TBEF	$0{,}489^{+0.145}_{-0.112}$	$0{,}00267^{+4.82\times10^{-4}}_{-4.82\times10^{-4}}$	$1{,}38^{+0.96}_{-0.44}$
X Leo	**BBEF**	$0{,}0068^{+0.0296}_{-\cdots\cdots}$	$0{,}00143^{+9.81\times10^{-5}}_{-9.81\times10^{-5}}$	$0{,}1839^{+0.0095}_{-0.0107}$
	RSMF	$0{,}0178^{+0.021}_{-0.016}$	$0{,}000789^{+9.55\times10^{-5}}_{-9.55\times10^{-5}}$	$0.3505^{+0.041}_{-0.028}$
	TBEF	$0{,}249^{+0.053}_{-0.048}$	$0{,}00267^{+5.21\times10^{-4}}_{-5.21\times10^{-4}}$	$0{,}558^{+0.101}_{-0.080}$
BZ UMa	**BBEF**	$0{,}0001^{+0.0049}_{-\cdots\cdots}$	$0{,}00333^{+1.81\times10^{-4}}_{-1.81\times10^{-4}}$	$0{,}2038^{+0.0122}_{-0.0102}$
	RSMF	$0{,}049^{+0.012}_{-0.017}$	$0{,}00594^{+9.11\times10^{-4}}_{-9.11\times10^{-4}}$	$2{,}64^{+1.67}_{-0.67}$
	TBEF	$0{,}112^{+0.036}_{-0.031}$	$0{,}00481^{+4.27\times10^{-4}}_{-4.27\times10^{-4}}$	$1{,}63^{+0.850}_{-0.430}$
	BBEF	$0{,}0001^{+0.0086}_{-\cdots\cdots}$	$0{,}000723^{+5.87\times10^{-5}}_{-5.87\times10^{-5}}$	$0{,}226^{+0.019}_{-0.015}$

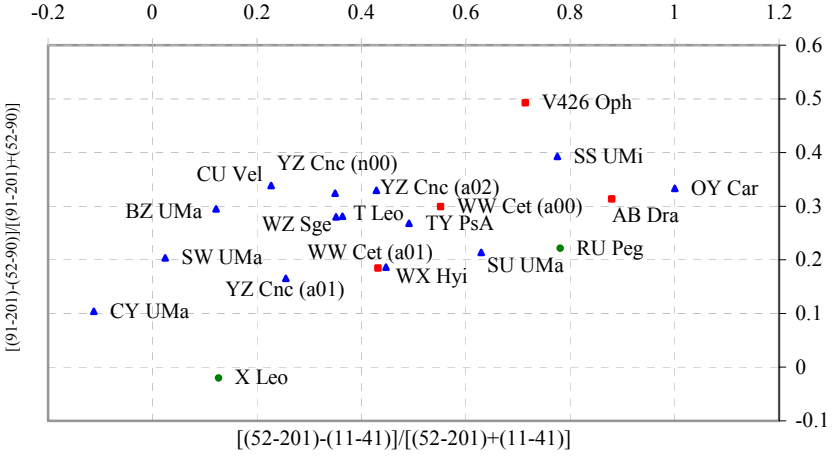
CU Vel	RSMF	$0,075^{+0.0230}_{-0.0201}$	$0,00155^{+2.5\times10^{-4}}_{-2.5\times10^{-4}}$	$3,88^{+6.42}_{-1.67}$
	TBEF	$0.13^{+0.049}_{-0.048}$	$1\times10^{-6}{}^{+3.34\times10^{-4}}_{-3.34\times10^{-4}}$	$2.28^{+2.83}_{-0.89}$
CY UMa	BBEF	$0,0001^{+0.0101}_{-.....}$	$0,000389^{+3.85\times10^{-5}}_{-3.85\times10^{-5}}$	$0,183^{+0.014}_{-0.012}$
	RSMF	$0,0101^{+0.0219}_{-.....}$	$0,000893^{+5.78\times10^{-4}}_{-5.78\times10^{-4}}$	$6^{+.....}_{-3.37}$
	TBEF	$0,06^{+0.061}_{-0.019}$	$1\times10^{-6}{}^{2.69\times10^{-3}}$	$1.68^{+1.050}_{-0.450}$
OY Car	BBEF	$0,0^{+0.96}_{-.....}$	$0,000448^{+7.79\times10^{-4}}_{-7.79\times10^{-4}}$	$0,5^{+0.980}_{-0.011}$
	RSMF	$0,5^{+1.601}_{-0.16}$	$0,000675^{+2.37\times10^{-3}}_{-2.37\times10^{-3}}$	$1.698^{+.....}_{-15}$
	TBEF	$0,0037^{+2.2463}_{-0.0027}$	$0,000219^{+1.41\times10^{-2}}_{-1.41\times10^{-2}}$	$48.2^{+.....}_{-47.03}$
SS Umi	BBEF	$0,08^{+0.376}_{-.....}$	$0,000323^{+4.75\times10^{-5}}_{-4.75\times10^{-5}}$	$0,318^{+0.08}_{-0.06}$
	RSMF	$0,35^{+0.278}_{-0.151}$	$0,000575^{+1.91\times10^{-4}}_{-1.91\times10^{-4}}$	$2,51^{+.....}_{-1.090}$
	TBEF	$0,46^{+0.38}_{-0.19}$	$0,000504^{+1.01\times10^{-4}}_{-1.01\times10^{-4}}$	$2,13^{+.....}_{-0.02}$
		hidrojen kolon yoğunluğu	Enerji akısı genliği	Sıcaklık
		$(\times 10^{21}\ H\ .atom\ /\ cm^{2})$	(keV/cm2/s)	(keV)
SU UMa	BBEF	$0,0^{+0.0029}_{-.....}$	$0,00445^{+1.34\times10^{-4}}_{-1.34\times10^{-4}}$	$0,2399^{+0.0081}_{-0.0069}$
	RSMF	$0,104^{+0.0120}_{-0.0104}$	$0,00919^{+6.87\times10^{-4}}_{-6.87\times10^{-4}}$	$4.21^{+1.39}_{-1.49}$
	TBEF	$0,164^{+0.0240}_{-0.0239}$	$0,00664^{+2.79\times10^{-4}}_{-2.79\times10^{-4}}$	$2,13^{+0.810}_{-0.450}$
SW UMa	BBEF	$0,0^{+0.0052}_{-.....}$	$0,00102^{+6.58\times10^{-5}}_{-6.58\times10^{-5}}$	$0,1827^{+0.0088}_{-0.0091}$
	RSMF	$0,0192^{+0.0126}_{-0.0110}$	$0,00216^{+3.31\times10^{-4}}_{-3.31\times10^{-4}}$	$3,79^{+2.99}_{-1.28}$
	TBEF	$0,089^{+0.032}_{-0.029}$	$0,00161^{+3.43\times10^{-4}}_{-3.43\times10^{-4}}$	$1,33^{+0.58}_{-0.32}$
T Leo	BBEF	$0,0^{+0.0058}_{-.....}$	$0,00722^{+2.51\times10^{-3}}_{-2.51\times10^{-3}}$	$0,223^{+0.0099}_{-0.0090}$
	RSMF	$0,0838^{+0.0130}_{-0.0128}$	$0,00589^{+5.99\times10^{-4}}_{-5.99\times10^{-4}}$	$3,401^{+1.5790}_{-1.0210}$
	TBEF	$0,17^{+0.030}_{-0.028}$	$0,0047^{+6.41\times10^{-4}}_{-6.41\times10^{-4}}$	$1,42^{+0.460}_{-0.290}$
TY PsA	BBEF	$0,0^{+0.0074}_{-.....}$	$0,00166^{+7.35\times10^{-5}}_{-7.35\times10^{-5}}$	$0,2551^{+0.0129}_{-0.0108}$
	RSMF	$0,1275^{+0.0185}_{-0.0175}$	$0,00341^{+3.42\times10^{-4}}_{-3.42\times10^{-4}}$	$3,499^{+2.481}_{-1.129}$
	TBEF	$0,1901^{+0.0359}_{-0.0351}$	$0,00252^{+3.44\times10^{-4}}_{-3.44\times10^{-4}}$	$2,198^{+1.242}_{-0.618}$
WX Hyi	BBEF	$0,00179^{+0.025}_{-.....}$	$0,00288^{+9.82\times10^{-5}}_{-9.82\times10^{-5}}$	$0,2699^{+0.014}_{-0.013}$
	RSMF	$0,1708^{+0.017}_{-0.016}$	$0,0057^{+4.45\times10^{-4}}_{-4.45\times10^{-4}}$	$3,035^{+1.395}_{-0.755}$
	TBEF	$0,262^{+0.033}_{-0.031}$	$0,00452^{+4.34\times10^{-4}}_{-4.34\times10^{-4}}$	$1,74^{+0.540}_{-0.350}$
WZ Sge	BBEF	$0,0^{+0.00153}_{-.....}$	$0,00131^{+5.31\times10^{-5}}_{-5.31\times10^{-5}}$	$0,2123^{+0.0077}_{-0.0095}$
	RSMF	$0,0499^{+0.009}_{-0.008}$	$0,0028^{+2.3\times10^{-4}}_{-2.3\times10^{-4}}$	$3,74^{+0.94}_{-1.12}$
	TBEF	$0,089^{+0.022}_{-0.021}$	$0,002^{+1.06\times10^{-4}}_{-1.06\times10^{-4}}$	$2,78^{+1.33}_{-0.78}$
YZCnc (a01)	BBEF	$0,0^{+0.024}_{-.....}$	$0,00589^{+4.52\times10^{-3}}_{-4.52\times10^{-3}}$	$0,242^{+0.022}_{-0.020}$
	RSMF	$0,108^{+0.036}_{-0.032}$	$0,00423^{+8.54\times10^{-4}}_{-8.54\times10^{-4}}$	$2,85^{+3.49}_{-1.00}$
	TBEF	$0,199^{+0.072}_{-0.063}$	$0,0035^{+9.34\times10^{-4}}_{-9.34\times10^{-4}}$	$1,54^{+1.56}_{-0.55}$
YZCnc (a02)	BBEF	$0,0^{+0.055}_{-.....}$	$0,00204^{+2.29\times10^{-4}}_{-2.29\times10^{-4}}$	$0,2701^{+0.038}_{-0.033}$
	RSMF	$0,159^{+0.061}_{-0.049}$	$0,00414^{+1.02\times10^{-3}}_{-1.02\times10^{-3}}$	$2.52^{+14.68}_{-0.260}$

	TBEF	$0{,}253^{+0.085}_{-0.103}$	$0{,}00321^{+1.01\times10^{-3}}_{-1.01\times10^{-3}}$	$2^{+4.81}_{-0.65}$
YZCnc (n00)	BBEF	$0{,}0^{+0.006}_{-\ldots\ldots}$	$0{,}00882^{+3.88\times10^{-3}}_{-3.88\times10^{-3}}$	$0{,}251^{+0.019}_{-0.016}$
	RSMF	$0{,}1001^{+0.027}_{-0.024}$	$0{,}00642^{+9.57\times10^{-4}}_{-9.57\times10^{-4}}$	$2{,}88^{+3.92}_{-1.08}$
	TBEF	$0{,}127^{+0.044}_{-0.041}$	$0{,}00475^{+3.37\times10^{-4}}_{-3.37\times10^{-4}}$	$4{,}35^{+14.85}_{-2.250}$

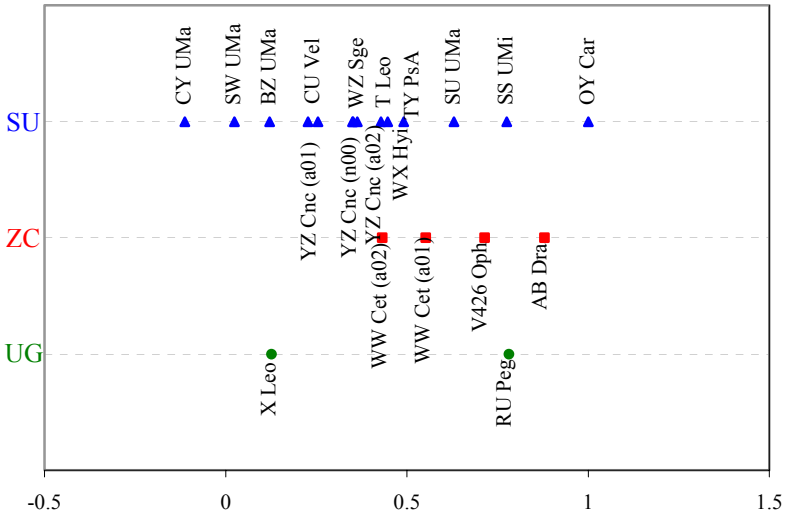
Yıldızların modellere uyumluluğu değerlendirildiğinde; AB Dra ve WW Cet (a01) için en uygun model TBEF olmakla birlikte tüm modeller uygunluk açısından kabul edilebilir sınırlar içindedir. V426 Oph ve SS UMi için en uygun model RSMF'dir, ancak yine diğer tüm modellerin uyumluluk değerleri 2'nin altında olduğu için kabul edilebilir olduğu belirlenmiştir. WW Cet (a00), BZ UMa, CU Vel, CY UMa, SU UMa, SW UMa, T Leo, TY PsA, WX Hyi, WZ Sge, YZ Cnc (a01), YZ Cnc (a02) yıldızları için en uygun model TBEF olarak belirlenmiş, BBDY ve BBEF kara cisim modelleri ise kabul edilebilir sınırların dışında olduğu için uygun bulunmamıştır. Aynı şekilde BBDY ve BBEF modelleri YZ Cnc (n00) içinde uygun değildir fakat bu yıldız için en uygun model RSMF olarak belirlenmiştir. X Leo için uygulanan hiçbir model uygun bulunamamıştır. ROSAT uydusunun enerji aralığı çok düşük X-ışını bölgesine duyarlı olduğundan yüksek enerji değerlerine sahip OY Car için yeterince veri toplanamadığından, model analizleri sonuç vermemiştir. UG grubunda olan RU Peg için ise tüm modeller ugun bulunmuş, ancak en uygun model BBEF olarak belirlenmiştir (Çizelge 3).

Çizelge 3. Yıldızların modellere uyumluluk değerleri

yıldızlar	modele uyumluluk			yıldızlar	modele uyumluluk		
	bbef	rsmf	tbef		bbef	rsmf	tbef
AB Dra	0,85910	1,10087	**0,75000**	SS UMi	0,53220	**0,48850**	0,63300
V425 Oph	1,11540	**1,06250**	1,06397	SU UMa	3,16880	1,56880	**1,22460**
WW Cet (a00)	2,12680	1,98960	**1,55560**	SW UMa	3,78840	2,49230	**1,40190**
WW Cet (a01)	1,63710	1,13500	**0,99830**	T Leo	2,88375	2,00000	**1,08587**
RU Peg	**1,32900**	1,85710	1,60740	TY PsA	2,68700	1,73890	**1,49090**
X Leo	2,02500	3,95510	2,59790	WX Hyi	2,37380	1,93420	**1,49180**
BZ UMa	3,03880	1,26640	**0,87980**	WZ Sge	3,37650	1,34180	**1,20180**
CU Vel	2,78740	1,07310	**0,83420**	YZ Cnc (a01)	2,27080	1,55600	**1,12390**
CY UMa	3,16000	1,88520	**1,11680**	YZ Cnc (a02)	2,41780	1,84780	**1,55420**
OY Car	*	*	*	YZ Cnc (n00)	2,64410	**1,20950**	1,37390

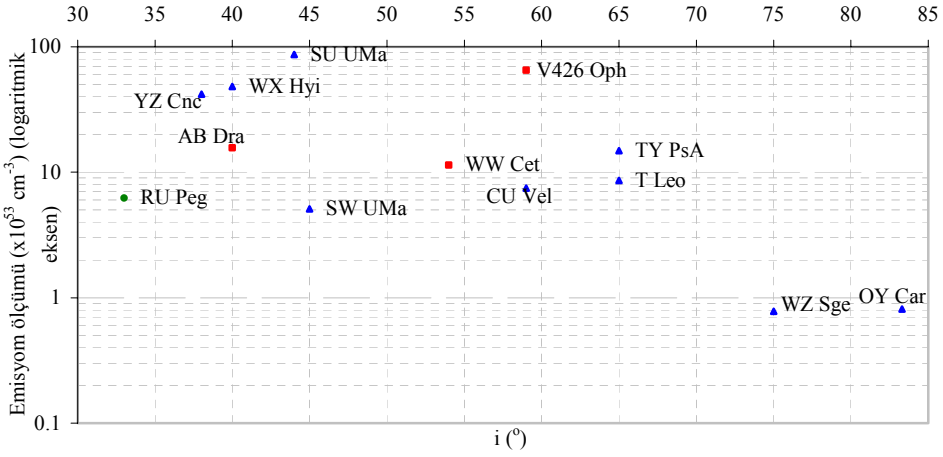


Şekil 1. Yıldızların hr1 ve hr2 sertlik oranı dağılımları

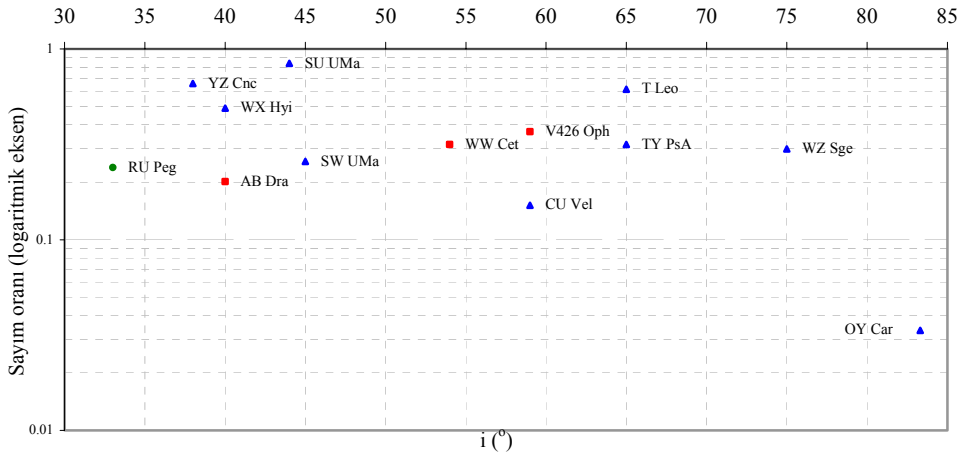


Şekil 2. Sertlik oranlarının cüce nova alt gruplarına göre dağılımı

ROSAT uydusunun yumuşak X-ışını bölgesine duyarlı olmasından dolayı incelediğimiz yıldızların ancak birbirlerine kıyasla sert ve yumuşak X-ışını kaynağı sıralaması yapılabildi. Bu çerçevede analizlerimizi değerlendirdiğimizde, sertlik oranı değerlerine göre yumuşaktan serte doğru bir sıralama yapılmıştır (Şekil 1). Yüksek enerjilere duyarlı kaynakların irdelendiği dikey eksen göz önünde bulundurularak, pozitif değerden negatife doğru daha sert X-ışını kaynakları olduğunu görmekteyiz. Yukarıdan aşağıya doğru sertlik oranı azalmaktadır. Düşük enerjili kaynakların irdelendiği yatay eksen dikkate alındığında ise büyük değerlere gidildikçe daha sert X-ışını kaynakları görülmektedir. Sertlik oranlarının cüce nova alt gruplarına göre dağılımları Şekil 2'de verilmiştir. Sertlik oranının 0.5 değerinden büyük olduğu sistemlerde X-ışını tayfları soğurulmaktadır. Özellikle ZC sistemlerinde bu durum açıkça görülmektedir. Şekil 3 ve 4 incelendiğinde yüksek eğim değerlerine doğru emisyon ölçümü değerleri ve sayım oranı değerlerinde bir azalma olduğu görülmektedir (TEESELING,1994). Bu ilişkilere seçim etkilerinin neden olduğunu belirtmek gerekir. Örneğin bir çok sistemin eğiminde belirsizlikler vardır. Özellikle küçük eğimleri belirlemek zordur. 30º'den küçük cüce novanın olmaması X-ışınlarının büyük bir yüzdesinin beyaz cüceye çok yakın bölgeden çıktığını gösterir.



Şekil 3. Yıldızların eğim açısına göre emisyon ölçümü dağılımı



Şekil 4. Yıldızların eğim açısına göre sayım oranı dağılımı

İncelenen BBEF, TBEF, RSMF modellerinden elde edilen hidrojen kolon yoğunluğu, enerji akısı genliği ve sıcaklık değerlerinin cüce nova alt gruplarına göre ortalamaları alınarak gruplar arasında kıyaslanması yapılmıştır. Tüm modellerde enerji akısı genliğindeki sıralama **ZC>SU>UG** ve sıcaklık değerlerindeki sıralama **ZC>SU>UG** şeklinde olmuştur. Ancak hidrojen kolon yoğunluğu sıralaması BBEF ve TBEF modellerinde **ZC>UG>SU** olmasına rağmen RSMF modelinde **ZC>SU>UG** sıralaması gerçekleşmiştir. Cüce novaların alt grupları dikkate alındığında, enerji akısı genliği ve sıcaklık değerlerinin sıralamasının modelden bağımsız olduğu belirlenmiştir. Tüm modeller dikkate alındığında en yüksek hidrojen kolon yoğunluğu, sıcaklık ve enerji akısı genliği değerlerine sahip cüce nova alt grubu **ZC** alt grubu olduğu belirlenmiştir.

Kaynaklar

ADAMS, D.J., *Cosmic X-Ray Astronomy*, Monographs on Astronomical Subjects 6, Adam Hilger Ltd, Bristol (1980).

Altan, M., Cüce Novaların X-ışını Uydu verilerinin Analizi, Anadolu Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi (Mart 2002).

EXSAS (Extended X-ray Scientific Analysis System) http://wave.xray.mpe.mpg.de/exsas/users-guide

Pringle, J. E. ve Savonije, G. J., 1979, MNRAS **187**, 777

TEESELING, A.V., ROSAT X-Ray Observations of Ten Cataclysmic Variables, Astronomy and Astrophysics, **292**, 519-533 (1994).

GQ Dra Örten Çift Yıldızının İlk Işık Eğrisinin Çözümü

M. Eray Atay[1], M. Mustafa Keskin[3], Sinan Aliş[1,2]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[2] Eyüboğlu İkiz Gözlemevi, Ümraniye – İstanbul
[3] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

Bu çalışmada, HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilen, β Lyrae türü örten değişen yıldız olan GQ Dra'nın 21 - 30 Eylül 2000 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi 'nde, 40 cm. çaplı teleskop ve SSP5-A ışıkölçeri (Hamamatsu 4457) kullanılarak elde edilmiş ışık eğrileri çözülmüştür. Yapılan gözlemlerden Kwee ve van Woerden yöntemi ile bir Min I ve bir Min II zamanları saptanmıştır. UBVR renklerinde elde edilen ışık eğrilerinden, Binary Maker 2.0 **(Bradstreet, 1993)** programı kullanılarak yapılan yaklaşımda sisteme ait bileşenlerin kesirsel yarıçapları, kütle oranı, sıcaklıkları ve yörünge eğimi belirlendi. Bu değerler WD yöntemiyle yapılacak çözümleme için giriş değerleri olarak alındı. GQ Dra dizgesinin örten değişen olduğunun yeni belirlenmiş olması ve GQ Dra ile ilgili literatürde çalışmanın olmaması nedeni ile dönem değişimini incelemek mümkün olmamıştır.

1. GİRİŞ

HIPPARCOS uydusu 8 Ağustos 1989 yılında 120000 yıldızın astrometrik gözlemini yapmak için fırlatıldı. Kasım 1989 'dan Mart 1993 'e kadar gözlemlerine devam etti. Bu gözlem süresi içinde yıldızlara ait astrometrik gözlemlerin yanında fotometrik gözlemler de yapmıştır. Uydu 12.4 kadire kadar inebilmiş 0.0015 kadirlik hassasiyetle ölçüm yapmıştır. Uydudan alınan veriler 1994 'ün ilk aylarında indirgenmeye başlandı, 3 yıllık indirgeme sonrasında ESA (European Space Agency), 1 Haziran 1997 'de 17 bölümden oluşan HIPPARCOS kataloğunu dağıtmaya başladı.

Katalog da 118218 tane yıldız var, bunların 117955 tanesi astrometrik, 118204 tanesinin ise fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Yapılan fotometrik gözlemlerden birçok değişen yıldız keşfedilmiştir. Bu yeni keşfedilen değişen yıldızların bir kısmı da örten değişen yıldızlardır **(Atay ve ark., 2000)**. HIPPARCOS kataloğunda 917 tane örten çift yıldız bulunmaktadır, bunların 347 tanesi yeni keşfedilmiş örten çift yıldızlardır. Katalogdan, yıldızların konsayıları, tayfları, en yüksek ve en düşük parlaklıkları, dönemleri, türleri gibi temel bilgiler elde edinilebilinir. Katalog bilgileri ışığında; GQ Dra, yeni keşfedilmiş yıldızların içinden seçilmiştir. GQ Dra ışık eğrisine göre β Lyr türü değişen bir örten çift yıldızdır.

HIP ID : 85277	RA (J2000) : $17^h\ 25^m\ 29^s.4$	DEC (J2000) :$+51^0$ 29' 35''.08
TAYF TÜRÜ: A3	GCVS : EB	DÖNEM : 0.76589
EN YÜKSEK PARLAKLIK : 8.979	EN DÜŞÜK PARLAKLIK : 9.423	IRAKSINIM : 2.94 ± 1.39

2. GÖZLEMLER, IŞIK EĞRİSİ VE MİNİMUM ZAMANLARI

GQ Dra 'nın gözlemleri için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi 'nden (TUG) iki gözlem zamanı alınmıştır. Bunlardan ilki 21-30 Eylül 2000 tarihinde gözlemci olarak M. Eray ATAY ve Sinan ALİŞ, diğeri ise 23-30 Kasım 2000 tarihinde M. Mustafa KESKİN gözlemci olarak TUG 'da bulunmuştur. Bu gözlemlerde 21-30 Eylül tarihindeki gözlem oldukça verimli geçmiştir, ancak 23-30 Kasım tarihinde hava şartlarından dolayı gözlem yapılamamıştır.

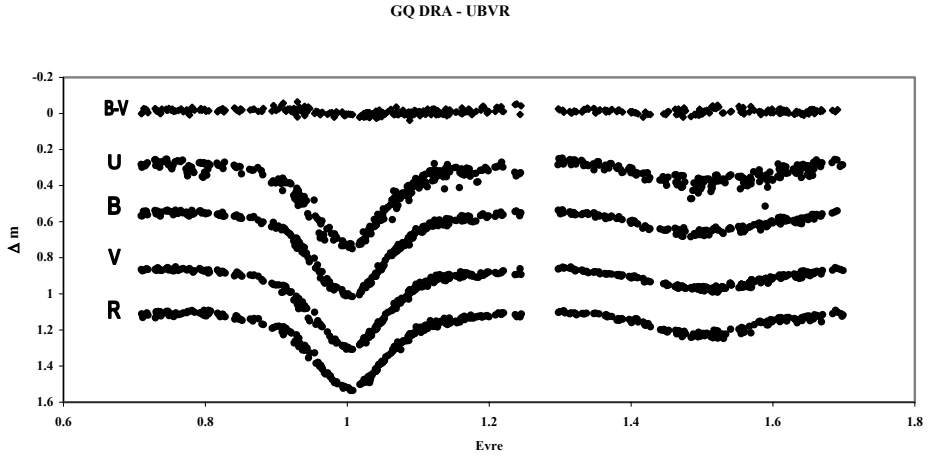
GQ Dra ile ilgili gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi 'nde (TUG) 40 cm 'lik Cassegrain teleskopu ve ona bağlı olarak çalışan SSP5-A ışıkölçeri (Hamamatsu 4457) kullanılarak yapılmıştır. Gözlemlerde standart BV renkleri kullanılmıştır. B renginde 408, V renginde 483 ve R renginde 423 nokta alınmıştır. Mukayese yıldızı olarak BD $+51^0$2234 olarak kullanmıştır. Gözlem sırası olarak C S V V V S C gözlem seti kullanılmıştır. Her bir nokta için 10 sn poz süresi verilmiştir. Gözlemlerden sonra veriler Varol Keskin tarafından yazılmış ATMEX programyla indirgendi ve zamanlar HJD 'ye çevrildi **(http://astronomy.sci.ege.edu.tr/~keskinv/)**. Elde edilen ışık eğrileri GQ Dra 'nın β Lyr türü bir örten

değişen olduğunu göstermektedir. Dizgeye ait minimum zamanları **Kwee ve van Woerden (1956)** yöntemi ile elde edildi.

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2451812.31325 \pm 0.00038$$
$$\text{O} - \text{C (Min I)} = 0.0024$$

$$\text{Min II} = \text{HJD } 2451817.28809 \pm 0.00109$$
$$\text{O} - \text{C (Min II)} = 0.0009$$

Elde edilen ışık eğrileri ve B-V renk eğrisi **Şekil 1** 'de gösterilmektedir.



Şekil 1. GQ Dra'nın 2000 gözlem döneminde elde B ve V renklerindeki ışık eğrileri ve B - V renk eğrisi

B - V renk eğrisine bakıldığında birinci minimumda B - V azalmakta, dolayısıyla bir kızıllaşma meydana gelmektedir. İkinci minimumda ise dizgenin ışığı, az olmakla beraber bir miktar mavileşme göstermektedir. Baş minimumdaki belirgin kızıllaşma, yoldaşın baş yıldıza göre daha geri tayf türünden olduğunu, fotometrik olarak göstermektedir.

3. L3 HESABI

GQ Dra örten çift dizgesinin, görsel bir üçüncü bileşeni vardır. HIPPARCOS kataloğundan edinilen bilgiye göre dizge üçüncü bileşen ile eşit uzaklıktadır bu da birbirlerine fiziksel olarak bağlı olduklarını gösteriyor; ancak üçüncü bileşenle dizge arasında örtme ve örtülme olayı gerçekleşmediği gibi diyafram dışına da alınamıyor. Bu nedenle elde edilen gözlemsel verilerde her üç bileşeninde etkisi mevcut. Buradan l_3 'ün l_1 ve l_2 ye oranı hesaplandı **(Müyesseroğlu, Selam, Demircan; 1992)**

$$m_3 - m_{12} = -2.5 \log(l_3 / (l_1+l_2))$$

$$l_3 / (l_1 + l_2 + l_3) = (l_3 / (l_1 + l_2)) / (1 + (l_3 / (l_1 + l_2)))$$

Burada, katalogdan alınan bilgiye göre, üçüncü bileşenin görünür parlaklığı $10^m.97$ 'dir. Bu hesabın sonucunda $l_3 \approx 0.138$ olarak bulundu. Ve ardarda yaklaşımlar boyunca bu değer hiç değiştirilmedi.

4. IŞIK EĞRİLERİNİN ÇÖZÜMÜ

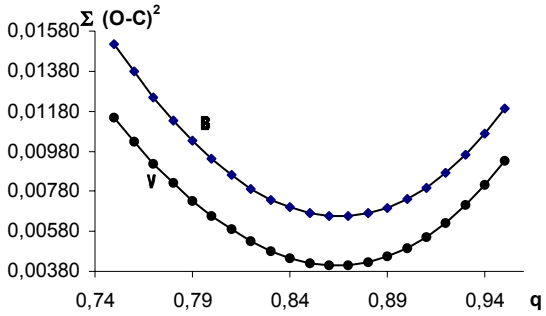
GQ Dra örten değişen yıldızının çözümlenmesi için **Wilson - Devinney (1971)** yönteminin 1998 sürümü kullanıldı. Bilindiği gibi bu yöntem örten değişen yıldızların çözümünde kullanılan en yaygın yöntemdir. Yöntem, örten değişen dizgeye ilişkin geometrik ve fiziksel öğeleri diferansiyel düzeltme yoluyla hesaplar. Wilson - Devinney yöntemi yıldızların yüzeylerini eş potansiyelli olarak kabul eder ve Roche geometrisi kullanır. Giriş ögeleriyle hesapladığı kuramsal eğriyi, gözlenen değer

ile karşılaştırarak, O-C 'leri en düşük yapacak şekilde ayarlar. Kuramsal eğrinin oluşturulması için başta girilecek, öğelere ait değerler iyi seçilmelidir. Bu nedenle Wilson - Devinney programında çalışmaya başlamadan önce dizgedeki öğeleri belirlemek amacı ile Binary Maker 2.0 **(Bradstreet, 1993)** paket programı kullanılmıştır. Ve buradan elde edilen değerler doğrultusunda Wilson - Devinney yöntemi ile çözüm yapılmıştır.

Wilson - Devinney programında örten değişen yıldızlara uygulanabilen sekiz ayrı mod vardır. Bunlar dizgenin fiziksel ve geometrik özelliklerine bağlı olarak kullanılır. Mod 2 ayrık çiftlere, mod 4 birinci bileşeni ve mode 5 ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı ayrık dizgelere uygulanmaktadır. Binary Maker 2.0 çözümlerinden itibaren elde edilen ön verilere göre GQ Dra ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı ayrık bir dizgedir. Bu nedenle DC programında **MODE 5** kullanılması uygun görülmüştür.

HIPPARCOS kataloğunda GQ Dra 'nın tayf türü A3 olarak verilmiştir. Bu tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değerini **Hayes (1978)** 'in çalışmasından 8670 ^{0}K olarak hesaplandı. B ve V süzgeçlerinin Kenar kararma katsayıları **Diaz-Cordoves, Claret ve Gimenez (1995)** 'den R süzgeci için bu değer **Claret, Diaz-Cordoves ve Gimenez (1995)** 'ten alınmıştır. Çekim kararma katsayıları ve yansıtma katsayıları belirlenirken baş yıldızın radyatif, bileşen yıldızın konvektif atmosfere sahip olduğu kabul edilmiştir **(Lucy 1967)**. Bu alınan değerler ardarda yaklaşımlar boyunca sabit tutulmuştur.

Wilson - Devinney yönteminde Roche geometrisi kullanıldığından çözümler kütle oranına çok duyarlıdır. Dizgeye ait tayfsal çalışma olmadığından fotometrik kütle oranı taraması yapılmıştır. Bu kütle oranı taraması sonucunda **Şekil 2** 'de de görüldüğü gibi her iki süzgeç için q yaklaşık 0.86 değerini aldı.

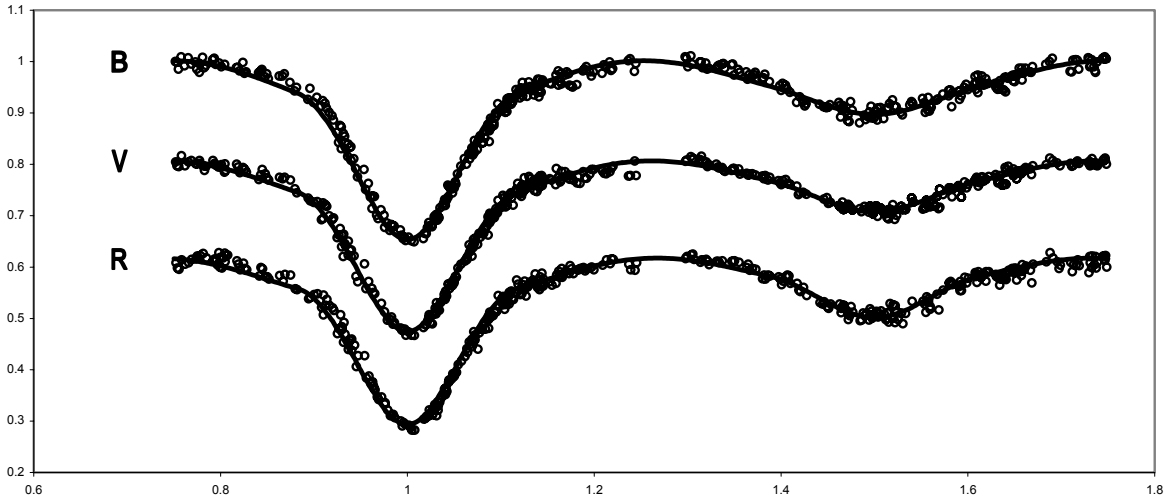


Şekil 3. B ve V renkleri için yapılan fotometrik kütle oranı taraması.

Öğeler	B	V	R	B&V
i	68.433 ± 0.162	68.016 ± 0.138	68.826 ± 0.119	68.198 ± 0.788
q	0.8659 ± 0.0095	0.8527 ± 0.0054	0.8121 ± 0.0079	0.8664 ± 0.0044
x_h	0.628	0.564	0.455	0.628(B). 0.564(V)

x_c	0.881	0.815	0.662	0.881(B). 0.815(V)
A_h	1.00	1.00	1.00	1.00
A_c	0.5	0.5	0.5	0.5
g_h	1.00	1.00	1.00	1.00
g_c	0.32	0.32	0.32	0.32
T_h	8670	8670	8670	8670
T_c	4716 ± 135	4648 ± 56	4998 ± 38	4712 ± 48
Ω_h	3.9265 ± 0.0243	3.9228 ± 0.0106	3.8953 ± 0.0594	3.9416 ± 0.0137
Ω_c	3.5306	3.5005	3.4701	3.5279
l_3	0.138	0.138	0.138	0.138
$L_h / (L_h+L_c)$	0.8207 ± 0.1014	0.7956 ± 0.0580	0.7138 ± 0.0244	0.8208 (B) ± 0.0377 0.7892(V) ± 0.0494
$L_c / (L_h+L_c)$	0.0413	0.0664	0.1482	0.0412 (B) 0.0728 (V)
R_h(pole)	0.3222	0.3229	0.3176	0.3214
R_h(point)	0.3623	0.3619	0.3526	0.3607
R_h(side)	0.3331	0.3336	0.3276	0.3321
R_h(back)	0.3484	0.3486	0.3412	0.3472
R_c(pole)	0.3443	0.3418	0.3408	0.3441
R_c(point)	0.4853	0.4822	0.4810	0.4851
R_c(side)	0.3610	0.3583	0.3572	0.3608
R_c(back)	0.3924	0.3897	0.3887	0.3922
$\Sigma (O-C)^2$	0.0065	0.0042	0.0045	0.0051(B) 0.0043(V)

Çizelge 1. GQ Dra için Wilson - Devinney yöntemi ile elde edilen sonuçlar.

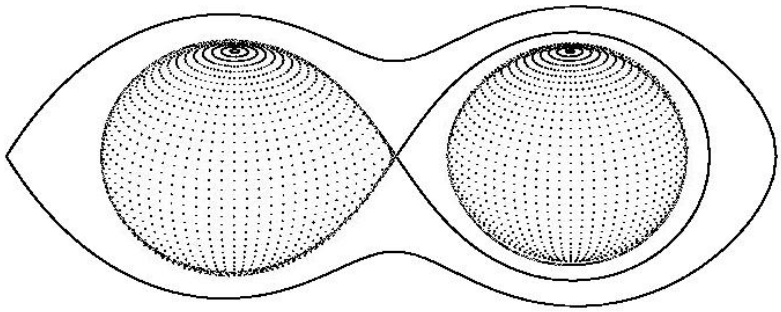


Şekil 4. GQ Dra 'nın Wilson – Devinney yöntemi ile elde edilen kuramsal eğrinin gözlemsel eğri ile karşılaştırılması

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

GQ Dra 'nın Wilson – Devinney çözümlerinden elde edilen bilgiler, bu yıldıza dair literatürdeki ilk bilgilerdir. Bu sonuçlara göre ; GQ Dra ikinci bileşeninin Roche lobunu doldurduğu yarı ayrık bir dizgedir. Ayrıca çözümlerden, ikinci bileşenin sıcaklığının, birinci bileşene göre çok daha düşük olduğu

bulunmuştur. Ikinci bileşenin anakol yıldızı olduğu varsayılırsa, bu sıcaklık değerinin **Hayes (1978)** e göre yaklaşık K3 tayf türüne karşılık geldiği görülmektedir. Dizgenin tayfsal analizi yapılmadığı için salt ögeler hesaplanamamıştır. Dizgeye ait Binary maker programıyla oluşturulmuş, 0.75 evresindeki biçimi **Şekil 5 '**te verilmektedir.



Şekil 5. GQ Dra 'nın Binary Maker programıyla oluşturulmuş, 0.75 evresindeki biçimi.

6. KAYNAKLAR

- Atay, E., Aliş, S., Keskin, M. M., Köksal, Ş., Saygaç, A. T., 2000, IBVS, No.4988
- Atay, M. E., Köksal, Ş., Aliş, S., Keskin, M. M., 2000, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı
- Atay, M. E., Köksal, Ş 2001 Diploma Tezi
- Bradstreet, D. H., 1993, Binary Maker 2.0, Contact Software
- Claret, A., Diaz-Cordoves, J., Gimenez, A., 1995, A&AS, 114, 247
- Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A., 1995, A&AS, 110, 329
- Hayes, D. S., 1978, IAUS, 80, 65
- Keskin, V., 1992, VIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, s. 110
- Kwee, K. K. ve van Woerden, H., 1956, BAN, 12, 327
- Lucy, L. B., 1967, ZA, 65, 89
- Müyesseroğlu, Z., Selam, S. O., Demircan, O., 1992, VIII. Ulusal Astronomi Toplantısı.
- The HIPPARCOS & TYCHO Catalogues, 1997, ESA – SP1200
- Wilson, R. E. ve Devinney, E. J., 1971, ApJ, 166, 605

7. TEŞEKKÜR

Her zaman desteğini hissettiğimiz ve bize yol gösteren değerli hocamız Zeynel Tunca 'ya, karşılaştığımız teknik sorunların giderilmesinde yardımlarını esirgemeyen Varol Keskin 'e, ayrıca programın kullanılmasındaki yardımlarından dolayı Günay Taş, Burak Ulaş ve Naci Erkan 'a teşekkür ederiz. Çalışmamız için gerekli gözlem zamanlarını sağlayan **TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi**'ne çok teşekkür ederiz.

Geç Tayf Türü O-AGB Yıldızlarının Düşük Yoğunluklu Kırmızı Öte Tayf Analizi

Mustafa Helvacı

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara

Ana koldan evrimleşmiş, M tayf türünde oksijence zengin kabuğa sahip Asimptotik Dev Yıldızlarının (O-AGB) yıldızlarının en belirgin özelliği, 9.8 ve 18 mikron salma bantları yıldızı saran kabuğun kimyasal özelliği ve optik kalınlığına göre değişim göstermesidir (Joint IRAS Working Group 1986, Habing, H.J 1995 ve Ivezic, Z. At al 1997). O-AGB yıldızlarının yapısal özelliklerini daha iyi anlamak amacıyla; DUSTY (Elitzur, M. At al, 1997) teorik tayf ve model üretme programı kullanılarak geniş bir teorik model veri tabanı oluşturulmuştur. İkinci aşamada başta IRAS katalogları (IRAS Low Resolution Spectral Atlas, 1986) olmak üzere toplam yedi gözlemsel katalog taranarak elde edilen 86 adet AGB yıldızının gözlemsel tayfı modellenmiştir. Modellenen tayflar salma bantlarının şekli ve şiddeti gibi özelliklerine göre sınıflanmıştır. Sonuç olarak literatürde (Whitlock , P.A., 2001) yoğun bir şekilde tartışılan "*Kütle kayıp hızlarının zamanla değişim gösterip göstermediği?*" sorusuna açıklık getirilmeye çalışılmıştır..

AW UMa Örten Çiftinin Dönem ve Işık Eğrisi Çözümlemesi

Naci Erkan, Cengiz Sezer
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

Bu çalışmada AW Uma örten çiftinin standart B ve V renklerindeki fotoelektrik ışık eğrileri, 2001 ve 2002 yıllarında Ege Üniversitesi Gözlemevi ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi(TUG)'nde elde edilmiştir. Toplam yedi minimum zamanı elde edilmiş ve dönem çözümlemesi için eski verilerle birleştirilmiştir. Dizgenin (O-C) değişimi, parabolik ve sinüs değişimi yaklaşımıyla çözümlenmiştir. Elde edilen ışık eğrileri de Wilson ve Devinney (1971) yöntemiyle çözülmüş ve dizgenin fiziksel ve geometrik öğeleri bulunmuştur.

Anahtar Sözcükler ; örten çiftler, değen çiftler, dönem değişimi, ışık eğrisi çözümlemesi, AW UMa

1.GİRİŞ, LİTERATÜR ÖZETİ

AW UMa (**BD +30°2163**, **HD 99946**); F0-F2V tayf türünden (B-V=0.36), P=0.43873 yörünge dönemli, tam tutulma gösteren A-türü bir W UMa dizgesidir. Yörünge eğim açısı i≈78° dir. Tüm değen çiftler arasında q≈0.075 ile en küçük kütle oranına sahip ikinci dizgedir. (SX Crv, q=0.066±0.003 Rucinski, 2001)

Dizge, fotoelektriksel olarak ilk defa Paczynski(1964) tarafından yedi gece boyunca gözlendi ve kısa dönemli, tam tutulma gösteren bir çift olduğu belirlendi. Bu tarihten sonra da birçokları tarafından hem fotoelektrik, hem tayfsal hem de polarimetrik olarak birçok kez gözlendi, dönem ve ışık eğrisi çözümlemeleri yapıldı.

Monchnacki&Daughty (1972), Rucinski (1973), Wilson&Devinney (1973), ve Lucy (1973) Paczynski' nin ışık eğrisini çözümlediler ve tüm değen dizgeler içinde en sığ tam tutulmayı gösteren çift olduğunu gösterdiler. Hesapladıkları kütle oranı (q=0.0716, Wilson & Devinney 1973) tüm değen çiftler içinde en küçük değerli olanıdır. Daha sonraki yıllarda Woodward ve ark. (1980), Hrivnak (1982), Jim & Jeong (1995), Jeong ve ark. (1997), Pribulla ve ark. (1999)' da kendi ışık eğrilerini çözümlediler.

Farklı zamanlarda dizgenin ışık eğrisinde değişimler olduğunu bildirildi (Kalish 1965, Dworak & Kurpinska 1975, Ferland & McMillan 1976, Hrivnak 1980, Derman ve ark. 1990, Bakos ve ark. 1990). Hrivnak (1980); 1979 yılında iki tür ışık eğrisi (*sönük* ve *parlak*) gözledi ve bunları ayrı ayrı çözümledi. Kendi 1979 gözlemleriyle birlikte Paczynski' nin 1963, Kalish' in 1964, Dworak ve Kurpinska' nın 1971, Woodward ve ark.' nın 1974 yıllarındaki gözlemlerini karşılaştırdı ve dönemsel bir değişim belirleyemedi. Hrivnak, bu değişimleri açıklayabilecek iki model önerdi; (1) ikinci bileşenin büyüklüğünde ve sıcaklığındaki değişim ve, Lagrange L_2 noktasından dizge dışına madde akışı, (2) ikinci bileşenin arka(*back*) tarafında değişken sıcak leke.

Işık eğrilerinde ve renk ölçeklerindeki en büyük fark (≈0^m.15) 1989-90 gözlemleriyle Derman ve ark.(1990) tarafından bildirildi. Bu değişimi hızlı madde aktarımı ve değişken lekeyle açıkladılar.

Bakos ve ark. (1991), dört farklı ışık eğrisinden söz ettiler; *sığ*, *derin*, *orta* ve *acayip*. Yazarlar bu değişimi; baş bileşen etrafındaki düzensiz madde dağılımıyla açıkladılar. Bu eğriler Pribulla ve ark. (1999) tarafından çözüldü, ancak derin eğride fiziksel bir sonuca ulaşılamadı. Bu değişimin nedenini; dış kritik yüzeyini dolduran dizgenin, L_2' den dizge dışına madde atımıyla açıkladılar.

Woodward ve ark. (1980), dizgenin döneminin azaldığını buldular. Dönem değişimi; Kurpinska (1980), Hrivnak (1982), Heintze ve ark. (1990), Demircan ve ark. (1992), Pribulla ve ark. (1997), Hobart ve ark. (1998), Pribulla ve ark. (1999) tarafından çalışıldı. Kurpinska (1980), dizgenin döneminin sabit olmadığını gösterdi. Hrivnak (1982), (O-C) değişiminde birinci ve ikinci *Minimum*'lar arasında tutarlı bir farkın olmadığını belirtti. Ona göre; gözlenen dönem değişimi ani veya sürekli olabilir ve büyük kütleli bileşenden diğerine madde aktarımıyla açıklanabilir. Pribulla ve ark. (1999) da aynı durumu incelediler ve olası iki ani dönem değişim tarihini JD 2442650±105 (1975.7) ve JD 2448850±115 (1992.7) olarak hesapladılar.

Yine Pribulla ve ark. (1999), ikili dizgenin kütle merkezi hızının ($V_{0,b}$ veya V_γ) değişimini incelediler. Kendi gözlemleriyle birlikte, Paczynski (1964), McLean (1981), Rensing ve ark. (1985), Rucinski (1992) verilerini, *P=398gün* dönemli bir değişimle açıkladılar. Buna neden olarak da dizgeye dahil bir üçüncü cismi gösterdiler. Olası üçüncü cismin kütlesini $M_3=0.85\pm0.13M_{güneş}$ olarak hesapladılar. Ancak böyle bir cismin V bandında vermesi gerek en büyük erke(enerji) çıkışını, fotometrik çözümlerinde bulamadılar. Buldukları erke dağılımını; dizgeye dahil bir beyaz cücenin varlığı *ve/veya* çiftin yüzeyinde tutulmalar dışında kalan sıcak kutup bölgesiyle açıkladılar.

2.GÖZLEMLER VE ÇÖZÜM

2.1 Gözlemler, Gözlem Araçları ve Yıldızlar

AW UMa örten çiftinin gözlemleri; 2001 yılının Şubat, Mart, Haziran ve Aralık aylarında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde (EÜG) ve 2002 yılının Şubat, Mart ve Mayıs aylarında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) ve EÜG'nde yapıldı. EÜG'nde yapılan gözlemlerde 48 cm ayna çaplı Cassegrain türü teleskop ve 30 cm ayna çaplı MEADE (LX-200) marka Schmidt-Cassegrain türü teleskop, TUG'nde yapılan gözlemlerde ise 40 cm ayna çaplı Cassegrain türü teleskop kullanıldı. Ölçüm aracı olarak her üç teleskopta da, HAMAMATSU R4457 fotokatlandırıcı tüplü SSP5 ışıkölçeri kullanılmış ve gözlemler Johnson (1959)'ın standart geniş band UBV ışıkölçüm düzeneğinin B(λ_{max}=*5500Å*) ve V(λ_{max}=*4320Å*) süzgeçlerinde yapılmıştır.

Gözlemlerde karşılaştırma yıldızı olarak Paczynski(1964)'den beri birçok gözlemci tarafından kullanılan *BD +31°2270* (*HD 99832*) ve denet yıldızı olarak da *BD +30°2164* (*SAO 62580*) kullanılmıştır. Birçok gözlem gecesi için denet yıldızı kullanılarak karşılaştırma yıldızının parlaklık değişimi incelenmiş ve değişime rastlanmamıştır.

2.2 Gözlemlerin İndirgenmesi

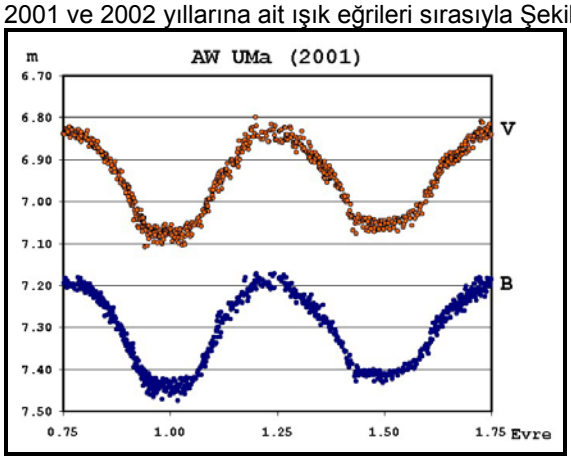
Gecelik gözlemlerin indirgenmesinde Doç. Dr. Varol Keskin tarafından yazılan Atmex33 bilgisayar programı kullanılmış ve her bir gözlem noktasına karşılık güneş merkezine indirgenmiş (heliocentric) Greenwich zamanı ve Julyen tarihi(JD), evre, değişen (m_V) ve karşılaştırma (m_C) yıldızlarının parlaklıkları, fark parlaklıkları $(\Delta m = m_V - m_C)$, değişen($X_{(V)}$) ve karşılaştırma($X_{(C)}$) yıldızlarının hava kütleleri ve saat açısı değerleri hesaplanmış ve o geceye ait atmosfer sönükleştirme katsayıları(*k*), B ve V renkleri için ayrı ayrı bulunmuştur. Girdi parametresi olarak verilen T_0 ve *P* değerleri Pribulla ve ark.(1999)' dan;

$$MinI = JD_{hel}\,2438044.8923 + 0^{g}.43872596 \times E \qquad (2.1)$$

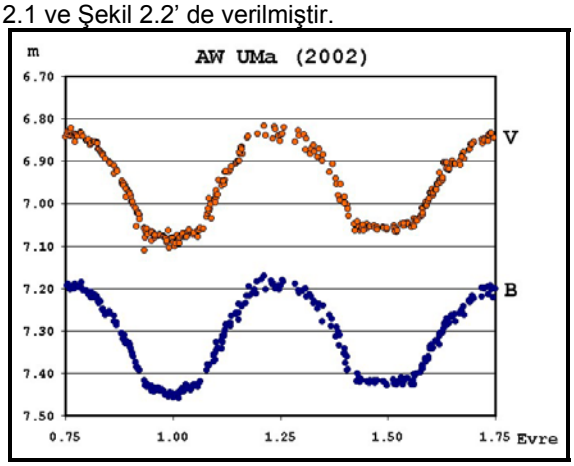
olarak alınmıştır.

Ayrıca her bir gözlem gecesi ve süzgeç için, karşılaştırma yıldızının hava kütlesi değerine karşılık parlaklığı çizilerek o geceye ait atmosferik değişimler incelenmiş, gerekli görülen gecelerde *k* katsayıları tekrar hesaplanarak indirgemeler bu hesaplanan *k* değerlerine göre tekrar yapılmıştır.

Elde edilen parlaklık farklarına, karşılaştırma yıldızının B ve V parlaklık değerlerinin eklenmesiyle, değişenin kadir biriminde parlaklık değişimi bulundu ve evreye karşı noktalanarak dizgenin ışık eğrileri elde edildi. (Buradaki evre değerleri, (2.3) eşitliğinde verilen düzeltilmiş T_0 ve P değerleri kullanılarak hesaplanmıştır.) Dizgenin belli dönemlerde hızlı parlaklık değişimi göstermesi nedeniyle, ışık eğrileri birbirinden ayrılmış, 2001 ve 2002 yılı gözlemleri ayrı ayrı değerlendirilmiştir. 2001 ve 2002 yıllarına ait ışık eğrileri sırasıyla Şekil 2.1 ve Şekil 2.2' de verilmiştir.



Şekil 2.1 AW UMa örten çiftinin 2001 yılı gözlemleriyle elde edilen ışık eğrisi.



Şekil 2.2 AW UMa örten çiftinin 2002 yılı gözlemleriyle elde edilen ışık eğrisi.

2.3 Minimum Zamanları ve Dönem Değişimi

Dizgenin 2001 ve 2002 yılında yapılan gözlemlerinde, dördü *Minimum I (MinI)* ve üçü *Minimum II (MinII)* olmak üzere toplam yedi tane *Minimum (Min)* zamanı elde edilmiştir. Bu *Min* zamanlar, Kwee & van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak bulunmuştur. Dizgenin bu çalışmada elde edilen Min zamanları Çizelge 2.1'de verilmiştir.

Çizelge 2.1 AW UMa örten çiftinin bu çalışmada elde edilen *Min* zamanları.

JD_{hel} (-2400000)	TARİH	ÇEVRİM (E)	(O-C)
51947.4571	6 Şubat 2001	31688.5	-0.02504
51949.4334	8 Şubat 2001	31693.0	-0.02297
51951.4075	10 Şubat 2001	31697.5	-0.02315
51977.5109	9 Mart 2001	31757.0	-0.02418
52064.3780	3 Haziran 2001	31955.0	-0.02544
52313.5750	8 Şubat 2002	32523.0	-0.02652
52345.3822	11 Mart 2002	32595.5	-0.02718

Şekil 2.3' te literatürden alınan ve bu çalışmada dönem çözümlemesinde kullanılan tüm noktalar gösterilmektedir. Bu (O-C) eğrisinin bulunmasında Pribulla ve ark.(1999) tarafından verilen;

$$MinI = JD_{hel}\,2438044.8150 + 0^{g}.43872910 \times E \qquad (2.2)$$

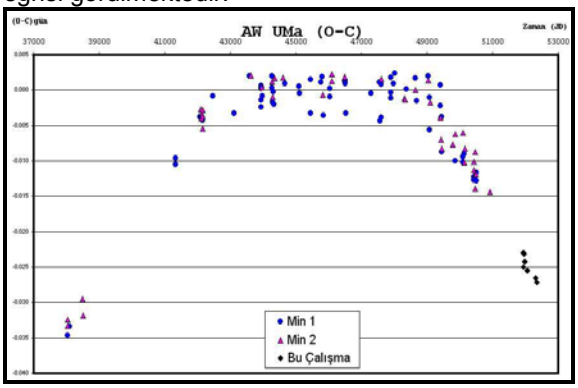
ışık öğeleri kullanılmıştır.

Bu çalışmada, eldeki tüm *Min* zamanları çevrim sayısına (E) göre işaretlenmiştir. *E>25000* gözlemleri kullanılarak son zamanlar için geçerli olan doğrusal ışık öğeleri şöyle bulunmuştur:

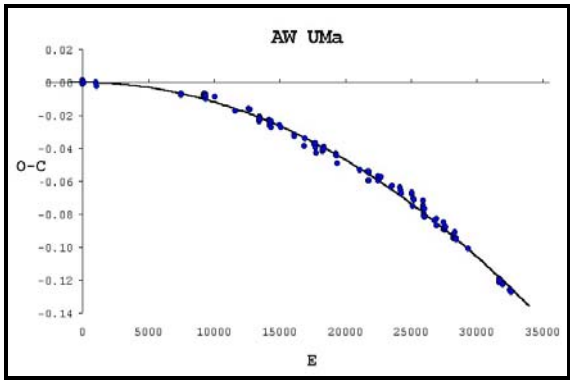
$$MinI = JD_{hel}\,2452313.5752 + 0^{g}.4387257 \times E \qquad (2.3)$$

$$\pm 8 \qquad \pm 2$$

Min zamanların değişimi en iyi şekilde bir parabol ve bu parabolün üzerine bindirilmiş bir sinüs eğrisiyle ifade edilebilmiştir. Şekil 2.4' te dizgenin (O-C) değişimi ve parabolik yaklaşımın kuramsal eğrisi görülmektedir.



Şekil 2.3 AW Uma örten çiftinin (O-C) değişimi.



Şekil 2.4 AW UMa örten çiftinin (O-C) değişimi. Noktalar, dizgenin gözlemsel (O-C) değerleri, çizgi ise ikinci dereceden kuramsal değişimdir (parabolik yaklaşım).

Sürekli dönem azalmasına karşılık gelen ikinci dereceden (parabolik) yaklaşım: $T = T_0 + PE + QE^2$ denklemi ile tanımlanır. Buna göre dizgenin düzeltilmiş dönem öğeleri:

$$MinI = JD_{hel}\,2438044.7814 + 0.4387332E - 1.17\times10^{-10}E^2 \qquad (2.4)$$

$$\pm 9 \qquad \pm 1 \qquad \pm 1$$

olarak hesaplanmıştır. Buradaki dönem azalmasının nedeni olarak, dizgenin bileşenleri arasındaki korunumlu kütle aktarımını kabul edersek, bu aktarımın yönü büyük kütleli baş yıldızdan yoldaş yıldıza doğrudur. Şimdi bu değişim miktarını ve aktarılan madde miktarını hesaplayalım:

(2.3) denkleminin *E'* ye göre iki kere türevini alarak;

$P = \frac{dT}{dE} = P_0 + 2QE$ ve $\Delta P = \frac{dP}{dE} = 2Q$ (2.5) buluruz. Burada:

$Q > 0$ için P büyür (dönemde artma), $Q < 0$ için P küçülür (dönemde azalma)

(2.5) eşitliği gün biriminde çevrim başına dönemdeki değişimdir. Dizgemiz için bu değer;

$2Q = 2\times\left(1.17\times10^{-10}\right) = -2.34\times10^{-10}\ gün/çevrim$

olarak hesaplanır. Buradan günlük ve yıllık dönem değişimi:

$$\frac{\Delta P}{P} = \frac{2Q}{P} = \frac{2.34\times10^{-10}}{0.4387332} = -5.33\times10^{-10}\ gün/gün = -1.95\times10^{-7}\ gün/yıl$$ bulunur.

Korunumlu madde aktarımı durumunda, dönemdeki kısalma miktarından, büyük kütleli yıldızın birim zamanda kaybettiği madde miktarı:

$\frac{dP}{dt} = 3P\left(\frac{M_1 - M_2}{M_1 \cdot M_2}\right)\frac{dM_1}{dt}$ eşitliği ile verilir. (van den Heuvel, 1994)

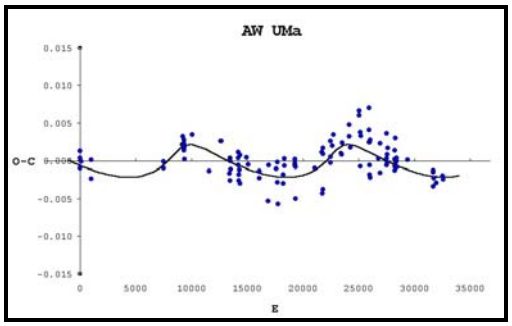
Denklemde, M_1 ve M_2 güneş kütlesi biriminden birinci ve ikinci bileşenin kütleleri, $\frac{dP}{dt}$ yıllık dönem değişi olarak alınırsa, baş yıldızın, yoldaş yıldıza bir yılda aktardığı kütle miktarı: (M_1=1.79$M_{güneş}$, M_2=0.14$M_{güneş}$ değerleri Pribulla ve ark.(1999)'dan alınmıştır.)

$$\frac{dm_1}{dt} = \frac{\left(1.95\times10^{-7}\right)}{\left[3\times0.4387332\times\left(\frac{1.79-0.14}{1.79\cdot0.14}\right)\right]} = 2.25\times10^{-8} M_{güneş} yıl^{-1}$$ olarak hesaplanır.

Parabolik yaklaşımın, dizgenin (O-C) verilerinden çıkartılmasıyla oluşan yeni farklar (Şekil 2.5), dizgeye dahil başka bir cismin ışık- zaman (*light-time*) etkisi olarak açıklanabilir. Bu durumda *Min* zamanları şöyle hesaplanır (Irwin 1959):

$$MinI = JD_0 + P\times E + Q\times E^2 + \frac{a_{12}\sin i}{c}\left[\frac{1-e^2}{1+e\cos\nu}\sin(\nu+\omega) + e\sin\omega\right] \qquad (2.8)$$

Burada; $JD_0 + P\times E + Q\times E^2$ *Min* zamanların ikinci dereceden (parabolik) değişimi, $a_{12}\sin i$ üçüncü cismin çevresindeki yarı-büyük eksen uzunluğu, *e* yörünge basıklığı, ω enberi noktasının boylamı, ν gerçek ayrıklık, *c* ise ışık hızıdır. Olası üçüncü cisim için bulunan yörünge öğeleri Çizelge 2.2'de verilmiştir.



Şekil 2.5 Parabolik değişim çıkarıldıktan sonra elde edilen fark (O-C) değişimi, bir sinüs eğrisiyle ifade edilebilmektedir.

Çizelge 2.2 Olası üçüncü cismin yörünge öğeleri.

ÖĞE (Birimi)	**DEĞER**	**YANILGI**
P_3(yıl)	17.0	0.6
e	0.52	0.21
ω(derece)	397.9	21.8
T_s	JD_{hel}2441889(1973.7)	366
a_{12}sin*i*(AB)	0.406	0.067
f(m_3)($M_{güneş}$)	0.00023	0.00010
Σ(O-C)^2	0.001731	

Olası üçüncü cisim için kütle fonksiyonu: $f(m_3) = \frac{(a_{12}\sin i)^3}{P_3^2} = \frac{m_3^3\sin^3 i}{(m_1+m_2+m_3)^2}$ (2.9)

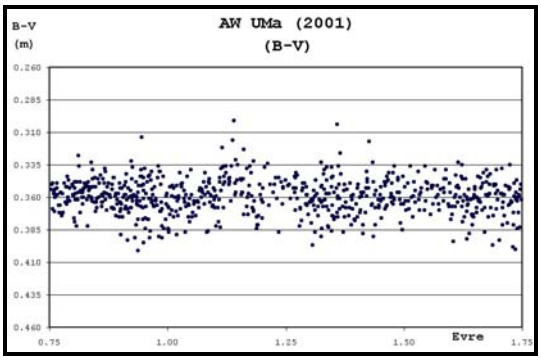
eşitliği ile tanımlanır. Burada, $a_{12}\sin i$ astronomik birim(AB), P_3 yıl biriminde alınırsa kütle fonksiyonu ($f(m_3)$), güneş kütlesi($M_{güneş}$) biriminde bulunur. *i* yörünge eğim açılarına göre olası üçüncü cisim kütleleri Çizelge 2.3' te verilmiştir.

Çizelge 2.3 Yörünge eğim açılarına göre olası üçüncü cisim kütleleri.

Eğim Açısı(*i*)	**M_3**($M_{güneş}$)
90°	0.098
80°	0.100
70°	0.105
60°	0.114
50°	0.129
40°	0.156
30°	0.203
20°	0.306
10°	0.667

2.4 Işık Eğrileri ve Çözümleri

AW UMa örten çiftinin 2001 ve 2002 yıllarında yapılan gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri, Şekil 2.1 ve Şekil 2.2' de gösterilmiştir. Bu çalışmadaki çözümlemelerin tümünde 2001 yılı eğrileri kullanılmıştır. Bileşenler arasındaki yarıçap farklarının büyüklüğünü ve birinci bileşenin kenar karama etkisinden dolayı *MinI*'de tam tutulma etkisi daha belirgin olarak görülmektedir. Maksimum seviyeler arasında ise çok az olmakla birlikte fark görülmektedir. Dizgenin (B-V) renk ölçeğinin evreye göre değişimi Şekil 2.6' da verilmiştir. Şekilden de görüleceği gibi, dizgenin rengi önemli bir değişim göstermemektedir.



Şekil 2.6 AW UMa örten çiftinin 2001 yılı gözlemlerinde evreye göre (B-V) renk ölçeği değişimi.

Örten çiftlerin fiziksel ve geometrik özelliklerinin belirlenmesi için en sık kullanılan sentetik çözüm modeli, Wilson & Devinney (1971) ve Wilson (1979, 1990, 1993, 1998) tarafından tanımlanan modeldir (WD). Bu modelde yıldız yüzeyleri Roche geometrisindeki eşpotansiyel yüzeyleri olarak değerlendirilir. Model; analitik çözümlerin genel özelliği olarak, dizgenin fiziksel ve geometrik özelliklerine karşılık gelen belli öğelerine göre, gözlem noktalarıyla en uyumlu kuramsal eğriyi vermeyi amaçlar. Bu çalışmada R.E.Wilson (1998) tarafından FORTRAN bilgisayar dilinde yazılan **D**ifferential **C**orrections (**DC**) ve **L**ight **C**urve (**LC**) programlarının MS-DOS işletim sisteminde çalışabilecek şekilde derlenmiş programları kullanılmıştır..

Bu çalışmada sadece dizgenin 2001 yılı ışık eğrisi çözüme sokulmuştur. Bu noktalar normalize yeğinlik(intensity) birimindedir. B süzgecinde *761* ve V süzgecinde *747* olmak üzere toplam *1508* gözlem noktası çözüme sokulmuştur.

AW UMa dizgesi, W UMa türü bir örten çift olduğu için Wilson-Devinney yöntemiyle DC programında MODE 3 kullanılmıştır. Bu MOD'da yıldızların yüzey potansiyelleri birbirine eşit alınır ($\Omega_1=\Omega_2$) ve Ω_2, g_2, A_2, L_2, χ_2 değerleri serbest öğeler olarak alınamazlar. Bu MOD'da yıldızlar değen çift olabilirler fakat oldukça farklı yüzey parlaklıklarına sahiptirler. Yani; ısısal değme olmaksızın geometrik olarak değen çifttirler.

Çözümler için; kenar kararma katsayıları $\chi_{1,2}$(B)=0.663 ve $\chi_{1,2}$(V)=0.577 (Cordoves ve ark. (1995)), çekim kararma katsayıları $g_{1,2}$=0.45 (Wilson & Devinney (1973)), albedolar $A_{1,2}$=1.0, baş yıldızın sıcaklığı T_1=7175K (Woodward ve ark. (1980)) olarak alınmış ve tüm çözümlerde bu değerler korunmuştur. Roche geometrisinin önemli öğelerinden biri de *q* kütle oranıdır. Literatürde, dizgenin kütle oranı fotometrik olarak; 0.0716 (Wilson&Devinney, 1973)'dan 0.08 (Mauder, 1972)'e ve tayfsal olarak; 0.07 (McLean, 1981)'den 0.086 (Pribulla ve ark, 1999)'ya kadar bir aralıkta verilmektedir.

Biz bu çalışmada ilk olarak *q* değerini Wilson&Devinney (1973)' den *q=0.0716* olarak aldık. Literatürdeki diğer WD çözümleriyle uyumlu olması açısından birinci çözümde *i* değerini de $79^o.1$' de değişmez(*sabit*) olarak aldık ve DC programıyla çözdük. İkinci çözümde ise *i* yörünge eğikliği öğesini de serbest bırakarak çözüme gittik. Bu çözüm değerleri Çizelge 2.4' te verilmiştir.

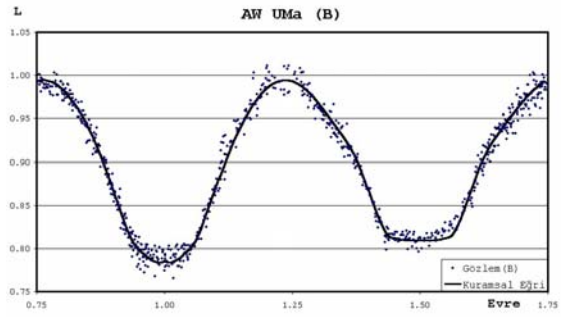
q=0.0716 ve *i* serbest öğe için LC programının kuramsal eğri çıktıları B ve V süzgeçleri için sırasıyla Şekil 2.7.a ve Şekil 2.7.b' de gösterilmiştir.

.

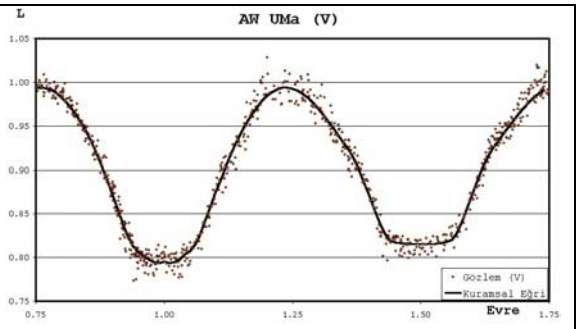
Çizelge 2.4 *q* değerleri değişmez(^{d}) tutularak yapılan Wilson&Devinney çözüm sonuçları

MODE 3	**B&V(ortak çözüm)**	**B&V(ortak çözüm)**
i(^{o})	79.1$^{(d)}$	76.65±0.34
q	0.0716$^{(d)}$	0.0716$^{(d)}$
$\mathbf{T_2}$(K)	6977±14	6994±14
$\mathbf{\Omega_1=\Omega_2}$	1.8300±0.0008	1.8280±0.0010
$\frac{L_1}{L_1+L_2}$	0.9134*(B)*	0.9118*(B)*
	0.9114*(V)*	0.9099*(V)*
$\mathbf{r_{1(pole)}}$(a)	0.566	0.566
$\mathbf{r_{1(side)}}$(a)	0.650	0.648
$\mathbf{r_{1(back)}}$(a)	0.666	0.667
$\mathbf{r_{2(pole)}}$(a)	0.187	0.188
$\mathbf{r_{2(side)}}$(a)	0.197	0.198
$\mathbf{r_{2(back)}}$(a)	0.259	0.264
$\mathbf{\Sigma(\sigma^2)}$	***0.01804***	***0.017887***

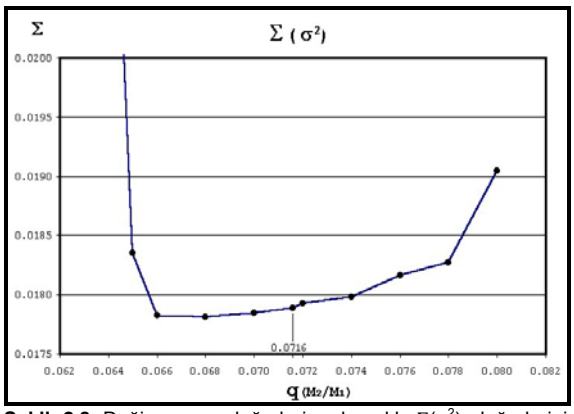
Bu çözümlerden sonra dizgenin kütle oranının 0.0716 değerine yakın kütle oranlarındaki çözümünü araştırdık. Bunun için q değerini 0.064 ile 0.080 aralığında 0.002 arttırarak, çözümün $\Sigma(\sigma^2)$ yanılgı değerlerinin değişimini inceledik. Sapmaların karelerinin toplamı, alınan q değerlerine göre işaretlenerek Şekil 2.8' de gösterilmiştir. Kütle oranının 0.066 ile 0.072 aralığında fark karelerinin toplamı en küçük olmaktadır. Fark kareler toplamının en küçük değerine 0.068 dolayında ulaşılmaktadır.



Şekil 2.7.a q=0.0716 ve i serbest öğe kabulüne göre yapılan WD çözümünün B süzgecindeki kuramsal eğrisi . •'lar gözlem noktalarıdır.



Şekil 2.7.b q=0.0716 ve i serbest öğe kabulüne göre yapılan WD çözümünün V süzgecindeki kuramsal eğrisi . •'lar gözlem noktalarıdır.



Şekil 2.8 Değişmez q değerlerine karşılık $\Sigma(\sigma^2)$ değerlerinin değişim çizgesi.

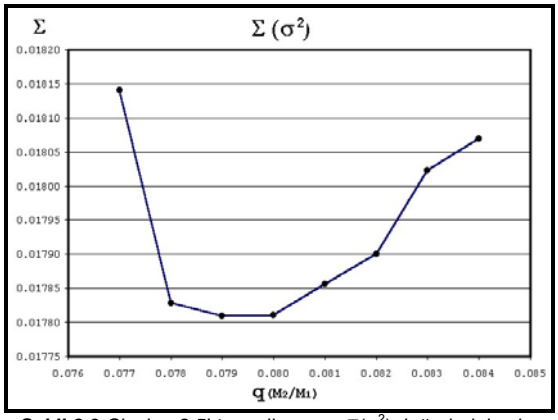
Buraya kadar yapılan Wilson & Devinney çözümlerinde dizgemizin iki bileşenden oluştuğu kabulünü yaptık. L_3, olası bir üçüncü cismin etkisini göz önüne almadık. Ancak (O-C) değişimlerini incelediğimiz Bölüm 2.3' te de sözü edildiği gibi, kütle aktarımı yaklaşımından sonra geriye kalan değişimlerin kaynağının, çifte dinamik olarak bağlı üçüncü bir cisim olabileceğini belirtmiştik.

Bu bulgu göz önüne alınarak, L_3 etkisi de dizgeye dahil edilerek yeni çözümlerin yapılması gerektiği düşünüldü. Böyle bir etkinin dizgeye dahil edilmesiyle daha önceki çözümlerde bulunan fiziksel ve geometrik öğelerin değişeceği açıktır.

Bu değerlerden özellikle *q* kütle oranının değeri çözüm için en önemli öğe olacaktır ve en iyi çözüm, *q*'nun en uygun değerinin bulunmasıyla mümkün olacaktır. Bunun için L_3, üçüncü ışık değeri, serbest bırakılarak en uygun *q* değeri aranmıştır. Başlangıç değeri olarak *q=0.065* alınmış ve her bir adımda 0.001' lik artışla en küçük yanılgı değeri aranmıştır. Çözüm sonuçlarından; *0.077*' den daha küçük *q* değerlerinde, dizgeye dahil L_3 ışığının negatif değerlere gittiği görülmüştür. Bu fiziksel olarak anlamlı olmayan bir durumdur. Anlamlı sonuçlar Çizelge 2.5'te, bu değişimin çizgesi de Şekil 2.9'da gösterilmiştir.

Çizelge 2.5 L_3 öğesi serbest bırakılarak bulunan q, kütle oranı, değerlerine karşılık çözüm yanılgılarının $\Sigma(\sigma^2)$ değişimi

q	$\Sigma(\sigma^2)$
0.077	0.018141
0.078	0.017828
0.079	*0.017809*
0.080	*0.017811*
0.081	0.017856
0.082	0.017900
0.083	0.018023
0.084	0.018070



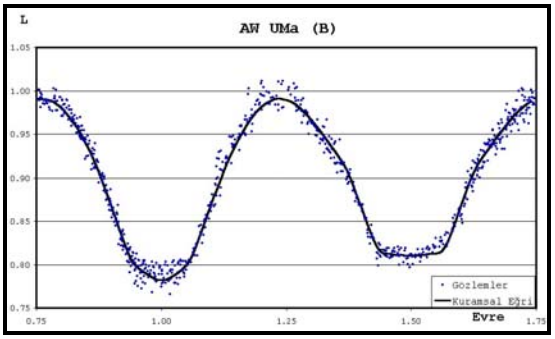
Şekil 2.9 Çizelge 2.5' te verilen q ve $\Sigma(\sigma^2)$ değerlerinin çizgesi.

Üçüncü cismin ışık katkısı göz önüne alınarak yapılan çözümlerde, kütle oranının küçük bir aralığında fark karelerinin toplamı en küçük olmaktadır. Buna göre kütle oranı 0.079 ile 0.080 aralığında bulunmalıdır. Çizelge 2.5' ten de görüleceği gibi *0.079* ve *0.08* kütle oranı değerleri yüzbinde bir oranında aynı yanılgı değerlerini verdi. Bu iki çözüme karşılık gelen fiziksel ve geometrik öğeler Çizelge 2.6' da verilmiştir.

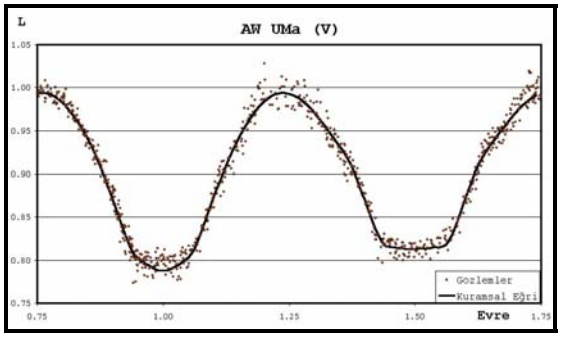
Bu son değerlere göre, q=0.08 için LC programının kuramsal eğri çıktıları B ve V süzgeçleri için sırasıyla Şekil 2.10.a ve Şekil 2.10.b' de gösterilmiştir.

Çizelge 2.6 DC programında MODE 3' te q=0.079 ve q=0.08 değeri değişmez(d) tutularak yapılan Wilson&Devinney çözüm sonuçları.(L_3 serbest öğe.)

MODE 3	**q=0.079 Çözümü**	**q=0.08 Çözümü**
i(°)	78.00±0.39	78.31±0.40
q	0.079(d)	0.08(d)
T_2(K)	6990±15	7003±15
$\Omega_1=\Omega_2$	1.8520±0.0024	1.8546±0.0024
$\frac{L_1}{L_1+L_2}$	0.9060*(B)*	0.9043*(B)*
	0.9040*(V)*	0.9024*(V)*
L_3	0.0659±0.0098*(B)*	0.0781±0.0097*(B)*
	0.0330±0.0098*(V)*	0.0449±0.0096*(V)*
$r_{1(pole)}$(a)	0.561	0.560
$r_{1(side)}$(a)	0.639	0.638
$r_{1(back)}$(a)	0.659	0.658
$r_{2(pole)}$(a)	0.193	0.194
$r_{2(side)}$(a)	0.203	0.204
$r_{2(back)}$(a)	0.265	0.267
$\Sigma(\sigma^2)$	***0.017809***	***0.017811***



Şekil 2.10.a q=0.08 değerine göre yapılan WD çözümünün B süzgecindeki kuramsal eğrisi (L_3 serbest öğe).



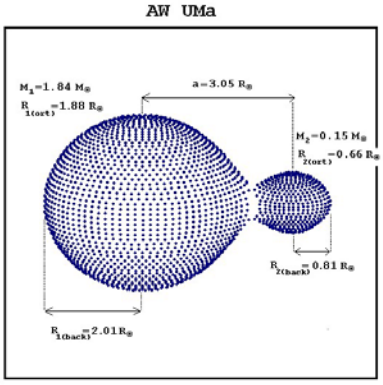
Şekil 2.10.b q=0.08 değerine göre yapılan WD çözümünün V süzgecindeki kuramsal eğrisi (L_3 serbest öğe).

3. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

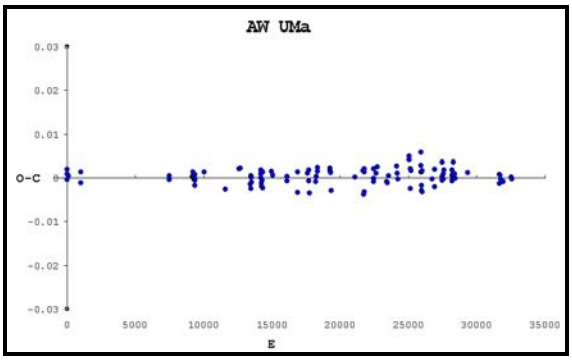
Bu çalışmada AW UMa örten çiftinin dönem ve ışık eğrisi analizi yapılmıştır.

Dizgenin 0.25 evredeki genel görünümü **LC** programı kullanılarak bulunmuş ve Şekil 3.1' de gösterilmiştir. Girdi öğeleri q=0.08 çözümünün B süzgeci sonuçlarıdır.

Dönem çalışması sonucunda; sürekli dönem azalmasının nedeni olarak baş bileşenden yoldaşa madde aktarımı (*parabolik değişim*) ve bu etkinin dışındaki değişim için de, dizgeye dahil bir üçüncü cismin ışık-zaman etkisi (*sinüsoidal değişim*) en iyi yaklaşım olarak öngörülmektedir. (2.8) eşitliğiyle tanımlanan tüm bu etkilerden kalan fark (O-C) değişimi Şekil 3.2' de gösterilmiştir.



Şekil 3.1 AW UMa dizgesinin 0.25 evredeki genel görünümü.



Şekil 3.2 AW UMa dizgesinin parabolik ve sinüs değişimi çıkarıldıktan sonra elde edilen fark (O-C) değişimi.

2001 ve 2002 yılı gözlemleri arasında, B süzgecinde, *MinII* ortasında $0^m.01$'e varan parlaklık değişimi gözledik. (Şekil 2.1 ve Şekil 2.2) Bunu; dizgenin aktivitesinin bir göstergesi olarak yorumlayabiliriz.

Belirli kütle oranı için, iç ve dış yüzey potansiyellerine göre, dizge yüzey potansiyelinin birinci Roche *şişim*inden(*lobe*) taşma miktarı etkisi (*fill-out factor*);

$f = 1 + \frac{\Omega_{inner} - \Omega}{\Omega_{inner} - \Omega_{outer}}$ formülüne göre: *q=0.0716 çözümü için f=1.81*, *q=0.08 çözümü için f=1.78* bulunur. Buradan dizgenin aşırı değen (*over-contact*) olduğunu söyleyebiliriz.

Özellikle, olası üçüncü cismin enberi geçişlerinde ikili dizgenin aktivitesini etkileyebileceği görüşü (*Pribulla ve ark. 1999*), hesapladığımız ve Çizelge 2.2'de gösterilen üçüncü cisim öğeleri dikkate alınarak kabul edilebilir. (Üçüncü cismin ikili dizgeye yakınlığı ($a_{12}sini=0.406\pm0.067AB$) ve yörüngesinin basıklığı ($e=0.52\pm0.21$)). Bu değerlere göre; üçüncü cisim son enberi geçişini 1990.7(±1.6)' de yapmıştır. Bu da *Derman ve ark. 1990*, tarafından rapor edilen ve en büyük parlaklık değişimlerinin gözlendiği 1989-90 dönemi ile yaklaşık aynı tarihlere rastlamaktadır.

WD çözümlerinden bulunan ve Çizelge 2.6'da gösterilen L_3 değerlerine göre, üçüncü cismin toplam parlaklığa katkısı kısa dalgaboylarında büyümektedir. q=0.08 değeri için kaba bir hesapla üçüncü cismin (B-V) renginin -0.6 dolayında olduğu hesaplandı. Küçük kütleli, ön tayf türünden böyle bir bileşen ancak bir sıkışık cisim, büyük bir olasılıkla beyaz cüce olabilir.

KAYNAKLAR DİZİNİ

Al-Naimiy,H.M.K., 1978,Ap&SS 56,219
Bacos,G.A.,Horak,T.B.,Tremko,J. 1991,BAC 42, 331.
Demircan,O.,Derman,E.,Müyesseroğlu,Z., 1992,A&A 263,165.
Derman,E.,Demircan,O.,Müyesseroğlu,Z.,1990, IBVS 3540.
Diaz-Cordoves,J.,Claret,A.,Gimenez,A., 1995, A&AS 110,329
Dworak,T.Z.,Kurpinska,M., 1975,Acta Astron.25, 7.
Ferland,G.J.,McMillan,R.S., 1976,IBVS 1176.
Hart,M.K.,King,K.,McNamara,B.R.,Seaman,R.L., Stoke,J., 1979,IBVS 1701.
Hobart,M.A.,Pena,J.H.,de la Cruz,C., 1998,Ap&SS 260,375.
Hrivnak,B.J., 1982,ApJ 260,744.
Irwin,J.B., 1959,AJ 64,149.
Istomin,L.F.,Orlov,L.M.,Kulagin,V.V.,1980,IBVS 1802.
Jeong,J.H.,Lee,Y.S.,Yim,J.R., 1997,JASS 14(2),225
Kalimeris,A., Rovithis-Livaniou,H., Rovithis,P., 1994,A&A 282,775
Kalish,M.S., 1965,PASP 77,36.
Kurpinska-Winiarska,M., 1980,IBVS No.1843.
Kwee,K.K.,van Woerden,H., 1956,BAN 12,327.
Maceroni,C.,van't Veer,F., 1996,A&A 311,523
Mauder,H., 1972, A&A 17,1
McLean,B.J., 1981,MNRAS 195,931.
Mikolajewska,J.,Mikolajewski,M.,1980,IBVS 1812.
Monchnacki,S.W.,Doughty,N.A., 1972,MNRAS 156,51.
Müyesseroğlu,Z.,Gürol,B.,Selam,S.O,1996,IBVS 4380

Oschepkov,P.A., 1974,IBVS 884.
Paczynski,B., 1964,AJ 69,124.
Piirola,V., 1975,IBVS 1060.
Pribulla,T.,Chochol,D.,Rovithis-Livaniou,H., Rovithis,P., 1997,IBVS 4435.
Pribulla,T.,Chochol,D.,Rovithis-Livaniou,H., Rovithis,P., 1999,A&A 345,137.
Rensing,M.J.,Monchnacki,S.W.,Bolton,C.T., 1985,AJ 90,776.
Rucinski,S.M., 1973,Acta Astron.23,79.
Rucinski,S.M., 1992,AJ 104,1968.
Rucinski,S.M., 2001,AJ 122,1007.
Srivastava,R.K.,Padalia,T.D., 1986,Ap&SS 120,121.
Srivastava,R.K., 1989,Ap&SS 154,179
van den Heuvel,E.P.J.,1994, Interacting Binaries, Springer-Verlag, p:263
Wilson,R.E.,Devinney,E.J., 1971,ApJ 166,605.
Wilson,R.E.,Devinney,E.J., 1973,ApJ 182,539.
Wilson,R.E., 1998, Computing Binary Star Observables (DC&LC Programları Kullanım Kılavuzu)
Woodward,E.J.,Koch,R.H.,Eisenhardt,P.R., 1980, AJ 85,50.
Yim,J.R.,Jeong,J.H., 1995,Kor.JASS 12,44.

V566 Ophiuchi Değen Çift Sisteminin Fotometrik Analizi

Ö. L. Değirmenci, Ö. Gülmen, C. Sezer
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova 35100, İzmir

Özet
Aşırı değen W UMa türü değişen V566 Ophiuchi'nin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi ve Ege Üniversitesi Gözlemevinde elde edilen ışık eğrilerinin eş zamanlı çözümleri ile yörünge öğeleri belirlenmiştir.

Anahtar kelimeler: W UMa yıldızları, örten çiftler, V566 Ophiuchi

Abstract
Orbital elements of the over-contact W UMa type variables V566 Ophiuchi, based on simultaneous solution of the light curves obtainet at TÜBİTAK National Observatory and Ege University Observatory, have been derived.

Keywords: W UMa type stars, eclipsing binaries, V566 Ophiuchi.

1. Giriş

V566 Oph (BD+05^{o}3547)'nin değişen bir yıldız olduğu Hoffmeister (1935) tarafından keşfedilmiştir. Sistem Binnendijk (1970) tarafından tanımlanan A-türü bir W UMa örten çiftidir. Baş minimumda örtülen bileşen daha büyük kütleli olup, sistem yan minimumda tam tutulma göstermektedir.

Sistemin literatürde mevcut olan en önemli fotoelektrik ışık eğrileri şunlardır: 1) Binnendijk (1959) tarafından 1955-1959 yıllarında elde edilen B, V ışık eğrileri; 2) Bookmyer (1969) tarafından 1966 yılında elde edilen B, V ışık eğrileri; 3) Bookmyer (1976) tarafından 1973 yılında elde edilen B, V ışık eğrileri; 4) Eaton (1986) tarafından 1984 yılında IUE uydusu ile elde edilen moröte ($\lambda\lambda$ 2585-3200 bandı) ışık eğrisi. Sistemin fotometrik analizleri; Nagy (1977) (daha önceki analizler karşılaştırmalı olarak verilmiştir), Lafta ve Grainger (1985), van Hamme ve Wilson (1985), Eaton (1986) ve Niarchos ve ark. (1993) tarafından verilmiştir.

Bileşenlerin tahminen hızlı dönüyor olmaları nedeni ile tayf çizgileri oldukça genişlemiştir. Bu nedenle sistemin tayfsal çalışmaları ve dikine hızlarının elde edilmesi son derece güçtür. Bugüne kadar yayınlanmış dikine hızlar şunlardır: 1) Heard (1965) tarafından yayınlanan 1954-1957 yıllarına ilişkin dikine hız eğrileri; 2) McLean (1983) tarafından 1979-1980 yıllarında elde edilen dikine hız eğrileri; 3) Hill ve ark. (1989) tarafından 1985-1987 yıllarında elde edilen dikine hız eğrileri.

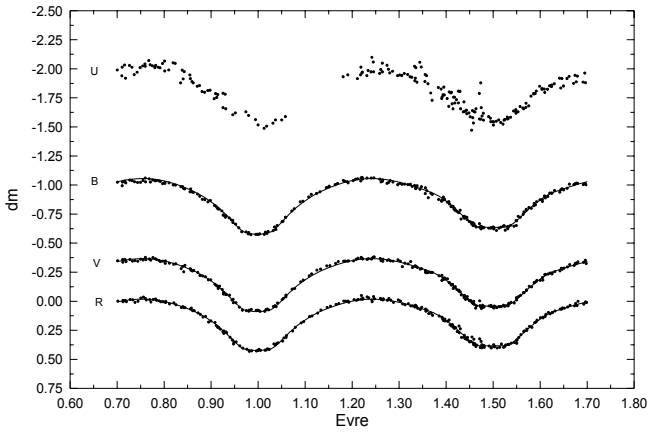
V566 Oph, McLean (1983)'in dikine hız eğrisi analizine kadar, tayfsal ve fotometrik kütle oranı arasında önemli farklılık gösteren klasik örneklerden biri idi. Sistemin ilk tayfsal kütle oranı Heard (1965) tarafından q_{sp} = 0.34 olarak verilmiştir. Heard ayrıca sistemin tayf sınıfını F4 V olarak vermiştir. Mochnacki ve Doughty (1972), Hutchings ve Hill (1973) ve Nagy (1977) tarafından yapılan fotometrik analizler ise fotometrik kütle oranı için q_{ptm} = 0.23 – 0.24 arasında değerler vermiştir. McLean (1983) sistemin yeni ve yüksek yaymalı tayflarını aldı ve çok daha gelişmiş bir indirgeme tekniği (cross-correlation) ile yeni dikine hız eğrilerini elde etti. Onun dikine hız analizi q_{sp} = 0.24 ± 0.03 vermiştir ki, daha önce fotometrik olarak belirlenen değerler ile son derece uyumludur. van Hamme ve Wilson (1985), McLean'ın dikine hız eğrilerini yeniden çözdüler. Çözümlerinde yakınlık ve tutulma etkilerini de dikkate alan van Hamme ve Wilson (1985), kütle oranı için q_{sp} = 0.216 ± 0.018 değerini elde ettiler. Bu sonucu kontrol etmek amacıyla noktasal kütle varsayımı ($\Omega \rightarrow \infty$) ile yeni bir çözüm daha yaptılar ve q_{sp} = 0.247 ± 0.017 değerini elde ettiler. Ayrıca McLean'ın dikine hız eğrileri ile Bookmyer (1976)'nın 1973 B, V ışık eğrilerini eş zamanlı olarak çözen van Hamme ve Wilson (1985), kütle oranı için q = 0.237 ± 0.001 değerini elde ettiler. Bu son değer McLean (1983)'ün verdiği değer ile oldukça uyumludur. Hill ve ark. (1989), sistemin 1985 - 1987 yıllarındaki Reticon gözlemlerine dayanarak yeni dikine hız eğrilerini elde ettiler. Dikine hız eğrilerinin non-Keplerian çözümlerinden q_{sp} = 0.251 ± 0.007 değerini ve Keplerian çözümlerinden de q_{sp} = 0.266 ± 0.006 değerini elde ettiler. Hill ve ark. (1989) sistemin kızıllaşma parametrelerinden yararlanarak tayf türünü F2 ve ortalama etkin sıcaklığını da 6700 K olarak belirlediler.

Sistemin fotoelektrik minimum zamanı gözlemleri 1952 yılında Fresa (1954) ile başlar. Sistemin minimum zamanlarına ilişkin en son derleme Hobart ve ark. (1989) tarafından verilmiştir. Bookmyer (1969) sistemin 1952-1966 yılları arasında 14 yıl süresince sabit dolanma dönemine sahip olduğunu belirtmiştir. Ancak Maddox ve Bookmyer (1981), biri JD 24 40000 (1968 yılı) ve diğeri de JD 24 42600 (1975) civarında olmak üzere iki ani dönem artışı belirlemişlerdir. Hobart ve ark. (1989), ani dönem değişimi için basit ve yetkin bir açıklama olmaması gerçeğinden hareketle tüm minimum zamanlarına parabolik bir fit yaptılar ve sistemin 2.63 s/yy değerinde bir dönem artışı gösterdiğini

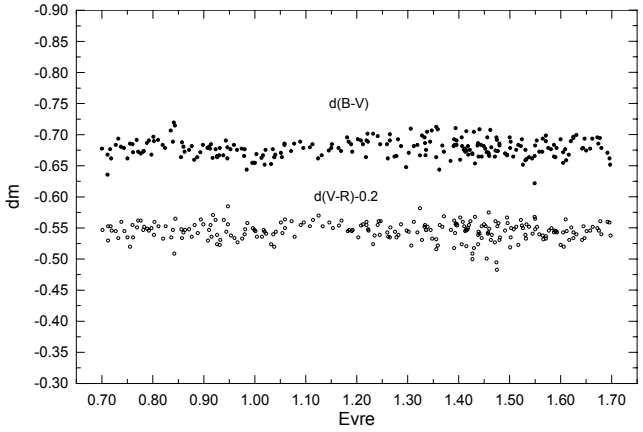
buldular. Son olarak Kalimeris ve ark. (1994), değen çiftlerin dönem değişimi üzerine olan bir makalelerinde sistemin O-C ve dönem değişimi grafiklerini yayınlamışlardır. Kalimeris ve ark., sistemin yörünge döneminin hemen hemen sinüsoidal olarak ve yaklaşık 42 yıllık bir dönemle değiştiğini buldular. Lanza ve Rodonò (1999) ise sistemin dönem değişiminden manyetik aktivitenin sorumlu olduğunu varsaymış ve yörünge modülasyon dönemi için 35.6 yıl değerini elde etmişlerdir.

2. Gözlemler

V566 Oph'nin gözlemleri 18-21 Haziran 1997 tarihlerinde (4 gece) TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinin (TUG) 40 cm (F/12.5)'lik teleskopu ve 24 Temmuz 1997 tarihinde Ege Üniversitesi Gözlemevinin (EUO) 48 cm (F/13)'lik teleskopu ile yapılmıştır. Her iki gözlemevinde de SSP5 fotometresi kullanılmış ve gözlemler TUG'da *U*, *B*, *V*, *R* filtrelerinde EUO'de ise *B*, *V*, *R* filtrelerinde yapılmıştır. *U*, *B*, *V*, *R* filtrelerinin her birinde sırasıyla 201, 232, 234 ve 233 gözlem noktası elde edilmiştir. İndirgenmiş ışık eğrileri Şekil 1'de verilmiştir. Işık eğrilerinin evrelendirilmesi bir sonraki kısımda açıklanmıştır. Aletsel d(B-V) ve d(V-R) renk ölçekleri ise Şekil 2'de verilmiştir. Renk ölçekleri tipik bir W UMa türü sistemin özelliklerini göstermekte ve d(B-V)'de baş minimum civarındaki hafif bir kızıllaşma dışında hemen hemen hiç bir renk değişimi gözlenmemektedir. Işık eğrilerine ilişkin özellikler Çizelge 1'de verilmiştir.



Şekil 1. V566 Oph'nin gözlenen ışık eğrileri. Düz çizgiler kuramsal (Model B, bkz. Bölüm 4) ışık eğrileridir.



Şekil 2. V566 Oph'nin gözlenen renk eğrileri.

Çizelge 1. Işık eğrilerine ilişkin parlaklık değerleri

	Max I	Min I	Min II	Min I derinliği	Min II derinliği	Min I-Min II
U	-2.029	-1.505	-1.548	0.524	0.481	0043
B	-1.046	-0.579	-0.636	0.467	0.410	0.057
V	-0.366	0.088	0.042	0.454	0.408	0.046
R	-0.017	0.422	0.382	0.439	0.399	0.040

3. Dönem analizi

Gözlemler sırasında V566 Oph'ye ilişkin 5 adet minimum zamanı elde edilmiştir. Aynı gecede fakat farklı filtreler ile elde edilen minimum zamanları ortalama alınarak Çizelge 2'de verilmiştir. Minimum zamanları ve hataları Kwee-van Woerden yöntemi (Kwee ve van Woerden, 1956) ile elde edilmiştir. Böylece literatürden topladıklarımızla birlikte, 45 yıllık bir dönemi kapsayan ve toplam 167 fotoelektrik minimum zamanından oluşan bir veri seti elde edilmiş oldu.

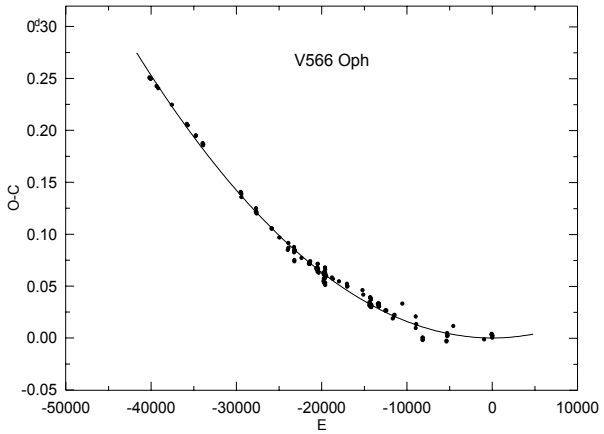
Çizelge 2. V566 Oph'nin bu çalışmada elde edilen minimum zamanları.

Minimum Zamanı JD 24 00000+	**Hata**	**Filtre**
50618.5119	.0005	U,B,V,R
50619.3318	.0008	U,B,V,R
50619.5359	.0005	B,V,R
50621.3793	.0005	U,B,V,R
50654.3552	.0004	B,V,R

Minimum zamanlarına ilk olarak parabolik bir fit yapıldı ve aşağıdaki ışık öğeleri elde edildi:

$$MinI = HJD\,2450619.5331 + 0.4096513\,E + 1.58\,10^{-10}\,E^2\,. \qquad (1)$$
$$\pm 12 \qquad \pm 1 \qquad \pm 3$$

Parabolik terim için elde ettiğimiz değer, Hobart ve ark. (1989) tarafından elde edilenden (1.705×10^{-10}) %7 daha küçüktür. (1) eşitliğinin doğrusal kısmı ile hesaplanan O-C değerleri, parabolik fit ile birlikte Şekil 3'de ve gözlemlerin parabolik fitten farkları ise Şekil 4'te verilmiştir. Şekilden de anlaşılacağı gibi V566 Oph'nin dönem değişimi yalnızca parabolik terim ile temsil edilemez. Sistemde parabolik dönem değişiminden başka, çevrimli ve belki de dönemli bir dönem değişiminin olduğu açıkça görülmektedir.

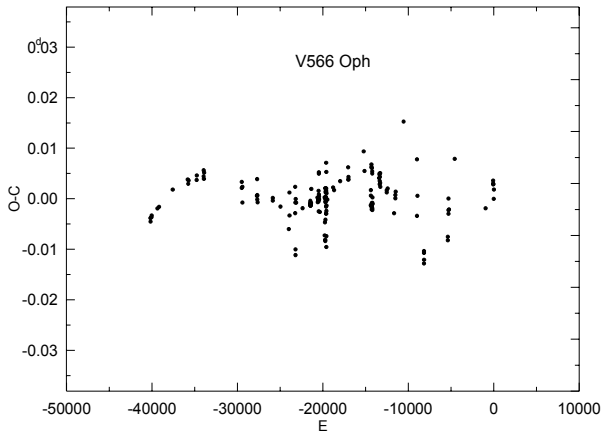


Şekil 3. V566 Oph'nin fotoelektrik minimum zamanlarından elde edilen yörünge döneminin değişimi. O-C farkları (1) eşitliğinin doğrusal kısmı ile hesaplanmıştır.

V566 Oph'nin dönem sorununun incelenmesinin ikinci aşamasında parabolik ve sinüsoidal değişimi birlikte dikkate alarak yeni bir dönem analizi yaptık. Burada bozulmuş sinüsoidal değişim için Irwin (1959) tarafından verilen ışık-zaman fonksiyonunu kullandık. Ancak sinüsoidal değişimin nedeni olarak sistemde görünmeyen bir üçüncü cisimin varlığı gibi başka nedenler de olabileceğini burada belirtmekte yarar görüyoruz. Bizim şimdilik amacımız böylesi bir çevrimsel dönem değişiminin varlığını ve dönemini ortaya koymaktır. Ağırlıklı en küçük kareler ve diferansiyel düzeltme yöntemi kullanılarak elde edilen sonuçlar Çizelge 3'te verilmiştir. Sinüsoidal değişimin yarı-genliği ve dönemi sırasıyla A ve P′ ile temsil edilmiştir. Çizelge 3'teki öğelerle elde edilen kuramsal O-C eğrisi ile gözlenen O-C'ler Şekil 5'te ve dönem değişimindeki sinüsoidal katkı da Şekil 6'da verilmiştir. Buna göre V566 Oph'nin yörünge dönemi, global olarak 2.39 s/yy'lık bir artış göstermekte fakat dönem artış hızı zamanla değişmektedir.

Işık eğrilerini evrelendirebilmek amacıyla JD 2445863'ten sonraki 23 minimum zamanına doğrusal fit uygulanarak aşağıdaki ışık öğeleri elde edildi:

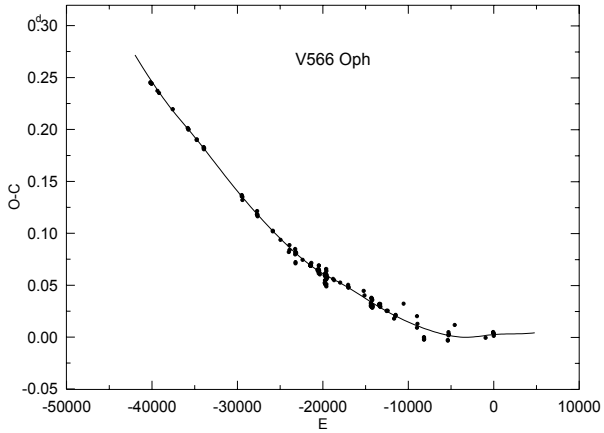
$$Min\ I = HJD\ \ 2450619.5314 + 0.40965009\ \ E\ . \qquad (2)$$



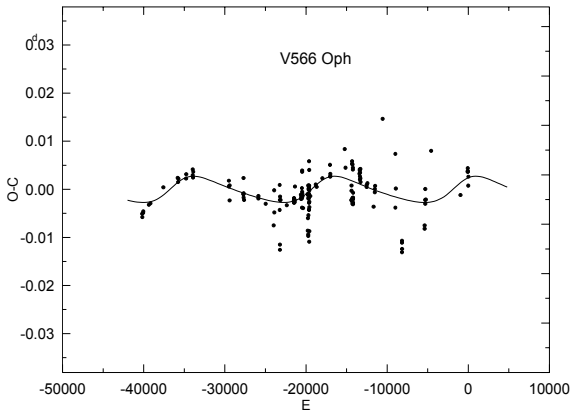
Şekil 4. Gözlenen O-C değerlerinin, Şekil 3'deki parabolik fitten farkları.

Çizelge 3. Parabolik ve sinüsoidal değişimi birlikte dikkate alarak yapılan fit ile elde edilen sonuçlar.

Öğe	**Değer**	**Hata**
T_o	50619.5323	0.0017
P (gün)	0.4096511	0.0000001
Q (gün/çevrim)	$1.55\ 10^{-10}$	$0.03\ 10^{-10}$
A (gün)	0.0027	0.0005
P' (yıl)	20	1



Şekil 5. V566 Oph'nin gözlenen minimum zamanlarına parabolik ve sinüsoidal fit yapılarak elde edilen O-C diyagramı. Gözlenen O-C değerleri Çizelge 3'te verilen doğrusal ışık öğeleri ile hesaplanmıştır.



Şekil 6. V566 Oph'nin gözlenen dönem değişimindeki sinüsoidal katkı.

4. Fotometrik çözüm

V566 Oph'nin elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney (WD) programı (Wilson ve Devinney, 1971) ile çözülmüştür. U rengindeki büyük saçılma nedeni ile yalnızca B, V ve R ışık eğrileri eş zamanlı olarak çözülmüştür. Çözümde kullanılacak ışık eğrilerinin göreli ağırlıkları eş zamanlı çözümlerde oldukça önemlidir. Bu amaçla ışık eğrilerinin maksimumlarına (0.14-0.36 ve 0.64-0.84 evre aralıkları) Fourier serileri [l=lo+sinθ+cosθ+sin2θ+cos2θ] fit ettik ve bu fitlerin standart sapmalarını ışık eğrilerinin göreli ağırlıkları olarak kullandık. Fourier fit sonuçları Çizelge 4'te verilmiştir.

Çizelge 4. Işık eğrilerinin maksimumlarına yapılan Fourier fitlerinin standart sapmaları (ışık eğrilerinin göreli ağırlıkları)

Filtre	Göreli Ağırlık
U	0.039
B	0.012
V	0.011
R	0.009

Sistem aşırı değen olduğundan çözümler bu tür için geçerli olan MOD 3'te yapıldı. Baş yıldızın sıcaklığı F2 tayf türüne uygun olarak 7000 K alındı. Çözümlerde logaritmik kenar kararma yasası kullanıldı. Güneşin kimyasal bollukları ve log g=4.25 varsayılarak bileşenlerin bolometrik ve tek renk kenar kararma katsayıları Claret (2000)'den alındı. Bileşenlerin bolometrik albedoları (A_h=A_c) 0.5 alındı ve senkronize dönme varsayıldı (F_h=F_c=1). Hem karacisim yaklaşımı (Model A) hem de model atmosfer yaklaşımı (Model B) ile çözümler elde edilmiştir. Bileşenlerin çekim kararma üsleri (g), Model A'da van Hamme ve Wilson (1985)'ten alınmışken Model B'de ise serbest bırakılmıştır. Model A'da basit yansıtma kabul edilirken Model B'de bileşenler arasında çoklu yansıtma varsayılmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge 5'te verilmiştir.

Çizelge 5. V566 Oph'un B, V, R ışık eğrilerinin eş zamanlı çözüm sonuçları.

Öğe	**Model A**	**Model B**
i (^{o})	79.6 ± 0.2	80.6 ± 0.2
g_h = g_c	0.399 (kabul)	0.36 ± 0.05
T_h (K)	7000 (kabul)	7000 (kabul)
T_c (K)	6912 ± 6	6907 ± 14
Ω_h = Ω_c	2.272 ± 0.003	2.288 ± 0.003
q (m_2/m_1)	0.2309 ± 0.0008	0.2395 ± 0.0005
$L_h/(L_h+L_c)$	0.796 ± 0.001 (B) 0.794 ± 0.001 (V) 0.794 ± 0.001 (R)	0.791 ± 0.003 (B) 0.788 ± 0.002 (V) 0.787 ± 0.002 (R)
$L_c/(L_h+L_c)$	0.204 (B) 0.206 (V) 0.206 (R)	0.209 (B) 0.212 (V) 0.213 (R)
r_h(pole)	0.4845 ± 0.0005	0.4826 ± 0.0006
r_h(side)	0.5273 ± 0.0007	0.5249 ± 0.0009
r_h(back)	0.5534 ± 0.0009	0.5517 ± 0.0011
r_c(pole)	0.252 ± 0.002	0.255 ± 0.001
r_c(side)	0.263 ± 0.002	0.267 ± 0.002
r_c(back)	0.304 ± 0.004	0.309 ± 0.003
Sigma	0.0085	0.0087

Model B'nin öğeleri ile hesaplanan kuramsal eğrilerin, gözlenen ışık eğrileri ile uyumu Şekil 1'de gösterilmiştir.

Çizelge 5'ten de anlaşılacağı üzere her iki model de hemen hemen aynı sonucu vermektedir. Ancak Model B'de elde edilen kütle oranının q=0.240 değeri van Hamme ve Wilson (1985)'nin nokta kaynak varsayımı ile elde ettikleri q=0.247 değeri ile oldukça uyumlu ve Hill ve ark. (1989)'nın, tayf çizgilerini yapma profiller ile temsil ederek elde ettikleri dikine hız eğrilerinin çözümünden buldukları q=0.266 değerine daha yakın olması bakımından daha anlamlı gözükmektedir.

6. Salt öğeler

McLean (1983)'in dikine hız eğrileri ile Bookmyer (1976)'in ışık eğrileri, van Hamme ve Wilson (1985) tarafından eş zamanlı olarak çözülmüş ve V566 Oph'nin göreli yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu için 2.79 ± 0.14 $R_\odot$ değeri elde edilmiştir. Bu değer ve Çizelge 5'te verilen fotometrik öğeler kullanılarak bileşenlerin salt öğeleri hesaplanmış ve Çizelge 6'da verilmiştir. Salt öğelerdeki hataların

büyüklüğü, esas olarak dikine hızların belirlenmesindeki hatalardan kaynaklanmaktadır. Taşma derecesini veren *F* parametresi (fill-out parameter), Mochnacki ve Doughty (1972) tarafındandan tanımlanmıştır. *F* parametresi 1 ile 2 arasında değerler almakta olup, *F*=1 değeri değen sistemlere ve *F*=2 değeri de dış kritik Roche yüzeyine kadar genişlemiş aşırı-değen sistemlere karşılık gelmektedir. V566 Oph sistemi için taşma parametresinin değeri ise *F*=1.27 olarak elde edilmiştir.

Çizelge 6. V566 Oph'nin bileşenlerinin salt öğeleri

Öğe	Baş Yıldız	Yoldaş Yıldız
Kütle m ($m_\odot$)	1.41 ± 0.18	0.34 ± 0.08
Yarıçap R ($R_\odot$)	1.45 ± 0.07	0.78 ± 0.04
Yüzey Çekimi Log g (cgs)	4.26 ± 0.10	4.18 ± 0.10
Etkin sıcaklık T_e (K)	7000 ± 15	6907 ± 15
Bolometrik Salt Parlaklık M_b	3.14 ± 0.10	4.56 ± 0.12
Göreli yörüngenin yarı-büyük ekseni A ($R_\odot$)	2.79 ± 0.14	

Bileşenlerin elde edilen salt öğeleri dikkate alındığında, baş bileşenin normal yıldızlar için olan kütle-ışıtma bağıntısından çok az sapmasına karşın yoldaş yıldızın kütlesine göre aşırı ışıtmalı olduğu ve bu nedenle de oldukça evrimleşmiş olması gerektiği anlaşılmaktadır.

7. Sonuç.

V566 Oph değişen yıldızı, oldukça kısa dönemli ve aşırı değen bir örten çift sistemdir. Baş minimum transit ve yan minimum tam tutulmadır. Baş minimumda örtülen bileşen daha büyük ve daha kütleli olandır. Buna göre V566 Oph örten çifti A-türü bir W UMa sistemidir. Sistemin ortalama tayf türü F2 dir. Log T_e-Log L diagramında, baş yıldız ZAMS ile TAMS arasında yer alırken yoldaş yıldız ZAMZ'ın bir miktar altına düşmektedir. Sistem ortak konvektif zarf ile çevrelenmiş olup, sıcaklık gradiyenti için en uygun çekim kararma üssü yaklaşık olarak g=0.37 dir. Bileşenler arasındaki sıcaklık farkının ancak 100 K kadar olması nedeniyle, ortak zarf hemen hemen ısısal dengeye ulaşmıştır.

Teşekkür

V566 Oph örten çift sisteminin gözlemlerini yapmamız için olanak sağlayan TUG ve EUO yönetimlerine içten teşekkürlerimizi sunuyoruz.

Kaynaklar

Binnendijk, L.: 1959, A. J. 64, 65.
Binnendijk, L.: 1970, Vistas in Astr. 12, 217.
Bookmyer, B. B.: 1969, A. J. 74, 1197.
Bookmyer, B. B.: 1976, Pub. A. S. P. 88, 473
Eaton, J. A.: 1986, Acta A. 36, 275.
Fresa, A.: 1954, Mem. Soc. Astr. Ital. 25, No.2; Contr. Astr. Napoli (Copodimonte) Serie II, 4, No.14.
Heard, J. F.: 1965, Roy. Astron. Soc. Canada J. 59, 258.
Hill, G., Fisher, W. A., Holmgren, D.: 1989, A. A. 218, 152.
Hobart, M. A., Gómez, T., Peña, J. H.: 1989, Rev. Mexicana Astron. Astrof. 17, 39.
Hoffmeister, C.: 1935, A.N. 225, 401.
Hutchings, J. B., Hill, G.: 1973, A. J. 179, 539.
Irwin, J. B.: 1959, A. J. 64, 149.
Kalimeris, A., Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P.: 1994, A. A. 282, 775.
Kwee, K. K., van Woerden, H.: 1956, B. A. N. 12, 327.
Lafta, S. J., Grainger, J. F.: 1985, Ap. Space Sci. 114, 23.
Lanza, A. F., Rodonò, M.: 1999, A. A. 349, 887.
Maddox, W. C., Bookmyer, B. B.: 1981, Pub. A. S. P. 93, 230.
McLean, B. J.: 1983, Mon. N. R. A. S. 204, 817.
Mochnacki, S. W., Doughty, N. A.: 1972, Mon. N. R. A. S. 156, 51.
Nagy, T. A.: 1977, Pub. A. S. P. 89, 366.
Niarchos, P. G., Rovithis-Livaniou, H., Rovithis,, P.: 1993, Ap. Space Sci. 203, 197.
van Hamme, W., Wilson, R. E.: 1985, A. A. 152, 25.
Wilson, R. E., Devinney, E. J.: 1971, Ap. J., 166, 605.

V357 PEG Örten Çift Yıldızının Fotometrik Gözlemi ve Çözümlemesi

Sinan ALİŞ[1,2], M. Mustafa KESKİN[3], M. Eray ATAY[1]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452, Üniversite – İstanbul

[2] Eyüboğlu İkiz Gözlemevi, Namık Kemal Mah., Dr. Rüstem Eyüboğlu Sok. No:3
81240, Ümraniye – İstanbul

[3] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
35100, Bornova – İzmir

sinanali@yahoo.com

ÖZET

Bu çalışmada, HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilen, W UMa türü örten değişen yıldız olan V357 Peg 'in 21 - 30 Eylül 2000 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi 'nde, 40 cm. çaplı teleskop ve SSP5-A ışıkölçeri (Hamamatsu 4457) kullanılarak, Johnson UBVR süzgeçlerinde ışık eğrisi elde edilmiştir. Kwee - van Woerden yöntemi ile iki Min I ve iki Min II zamanı elde edilmiştir. UBVR renklerinde elde edilen ışık eğrilerinden, Binary Maker 2.0 **(Bradstreet, 1993)** programı kullanılarak yapılan yaklaşımda, bileşenlerin kesirsel yarıçapları, kütle oranı, sıcaklıkları, yörünge eğimi belirlendi. Bu değerler WD yöntemiyle yapılacak çözümleme için giriş değerleri olarak kabul edildi ve daha sonra bu ışık eğrileri **DC** programı aracılığı ile çözümlenmiştir.

Yaşarsoy, Sipahi ve Keskin (2000) tarafından yapılan dizgeye ait ilk gözlemlerden elde edilen minimum zamanları da kullanılarak yapılan O-C analizinde, dönemde kaba bir azalma görülmekle birlikte nokta yetersizliğinden dolayı bu sonuç çok anlamlı durmamaktadır.

1. GİRİŞ

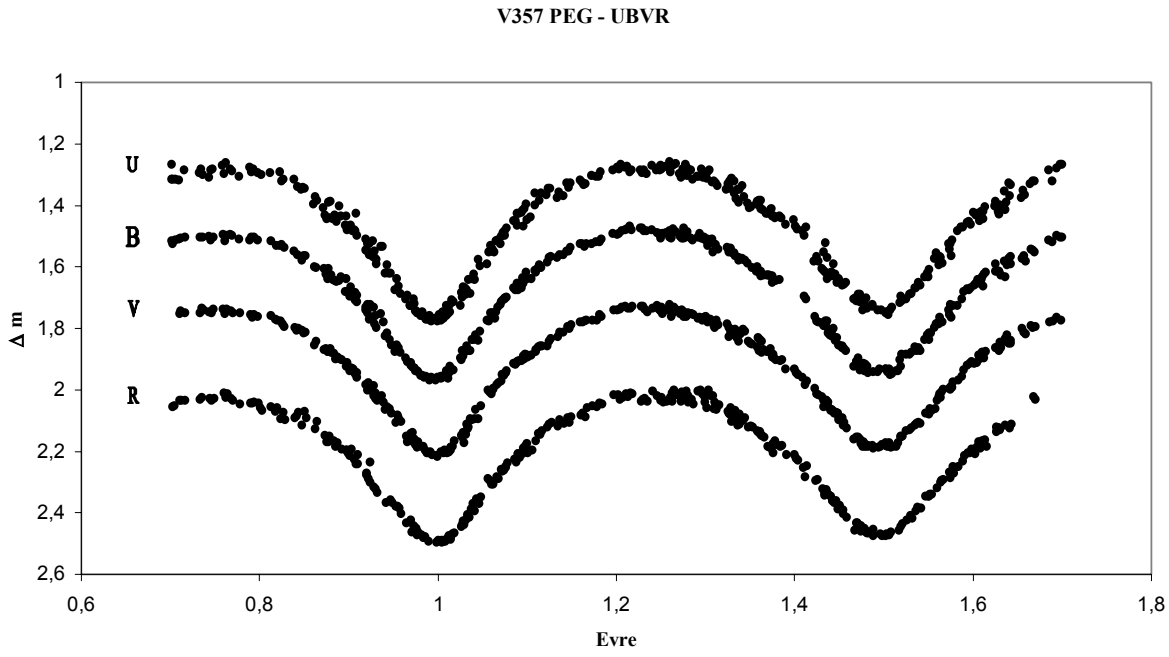
V357 Peg, HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilmiş bir örten çift yıldızdır **(ESA, 1997)**. HIPPARCOS Kataloğunda bulunan yeni keşfedilmiş 33 W UMa yıldızından biridir **(Atay ve ark., 2000)**. Dizgenin ışık değişimi 9^m ile $9^m.485$ arasında değişmektedir. Katalogda dizgenin tayf sınıfı F5 olarak verilmiştir. Dizgeye ilişkin ilk ışık öğeleri HIPPARCOS tarafından verilmiştir **(ESA, 1997)**:

Min I HJD = 24 48500.3159 + 0.578452 x E

V357 Peg ilk olarak **YSK00** (Yaşarsoy, Sipahi ve Keskin, 2000) tarafından gözlenmiş ve ilk minimum zamanları **KYS00** (Keskin, Yaşarsoy ve Sipahi 2000) tarafından verilmiştir. YSK00, V357 Peg 'in baş minimumunun daha sığ olduğunu söylemiş ancak durumun tam tersi olduğu **AKA02** (Aliş, Keskin ve Atay, 2002) tarafından gösterilmiştir. Bu durumda V357 Peg, klasik sınıflandırmaya göre A türü bir W UMa sistemi olarak göze çarpmakta ancak 4. bölümde de görüleceği gibi kütle oranı değeri ile genel aralığın dışında kalmaktadır. Minimumların yerlerinde yapılan bu yanlışlık sonucu **KYS00** 'da verilen zamanlar da hatalı olmuştur ve bununla ilgili düzeltme **AKA02** 'de belirtilmiştir.

2. GÖZLEMLER

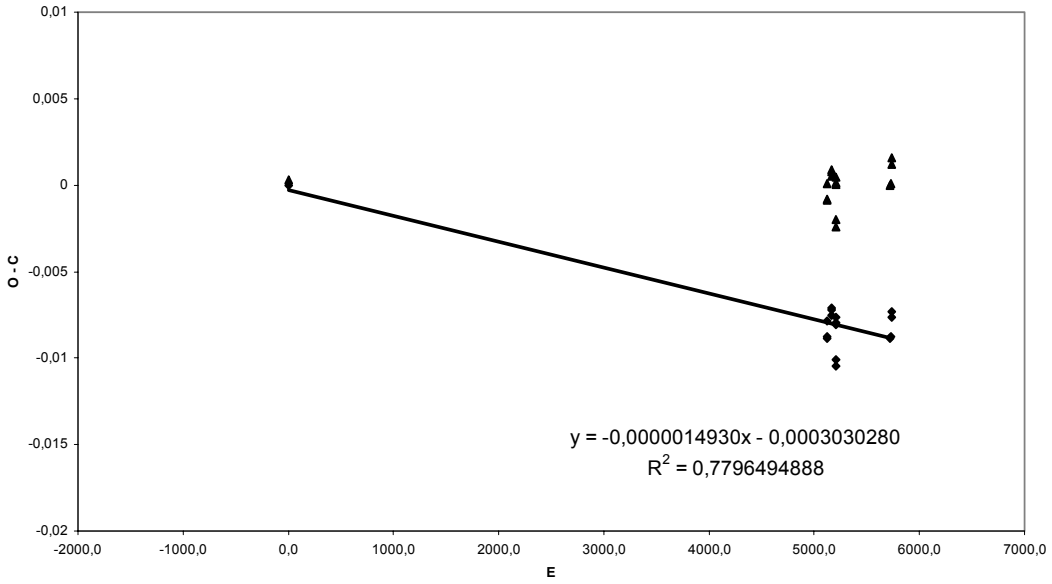
V357 Peg dizgesi 21 – 30 Eylül 2000 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde T40 ve SSP5-A ışıkölçeri kullanılarak gözlenmiştir. Gözlemler UBVR süzgeçlerinde 10'ar saniyelik sayımlarla yapılmıştır. Elde edilen ışık eğrileri **Şekil 1** 'de sunulmaktadır. Atmosferik sönümleme katsayılarının elde edilmesi için HIP 116688 yıldızı mukayese olarak kullanılmıştır. İndirgeme işlemleri Varol Keskin tarafından yazılmış olan ATMEX yazılımı kullanılarak yapılmıştır **(http:/astronomy.sci.ege.edu.tr/~keskinv)**.



Şekil 1. V357 Pegasi 'nin UBVR süzgeçlerinde elde edilmiş ışık eğrileri.

3. O – C Analizi

Dizgeye ait ilk minimum zamanı HIPPARCOS 'un verdiğidir. Daha sonra **KYS00**'da 11 ve **AKA02**'de 4 minimum zamanı verilmiştir. Tüm bu zamanları bir araya getirdiğimizde az olmakla birlikte dönemde bir azalma göze çarpmaktadır. HIPPARCOS 'a ait minimum zamanı O-C grafiğinde KYS00 ve AKA02'nin değerlerine göre belirgin bir biçimde yukarıda kalmaktadır **(Şekil 2)**. Uydu ile yerden yapılan ilk gözlemler arasında 8 yıl vardır ve bu süre içinde arada veri bulunmadığı için değişimin doğası hakkında bir şey söylemek mümkün değildir. Yeni minimum zamanlarına ciddi biçimde gereksinim duyulmaktadır. Ancak 5. bölümde de değinileceği gibi dönem değişimi dizgenin sahip olduğu manyetik etkinlik ile ilişkili olabilir. Böyle bir değişimin çevrimsel doğası ancak uzun süre birikecek veri ile ortaya konabilir. Bu nedenle dizgeyi düzenli olarak takip etmeyi planlamaktayız.



Şekil 2. V357 Peg 'e ait tüm minimum zamanlarının O – C değerlerinin grafiği.

Elimizdeki tüm minimum zamanlarını kullanarak yaptığımız hesaplamaya göre yeni ışık öğeleri

Min I HJD = 24 48500.3156 + 0.5784507 x E

olarak elde edildi.

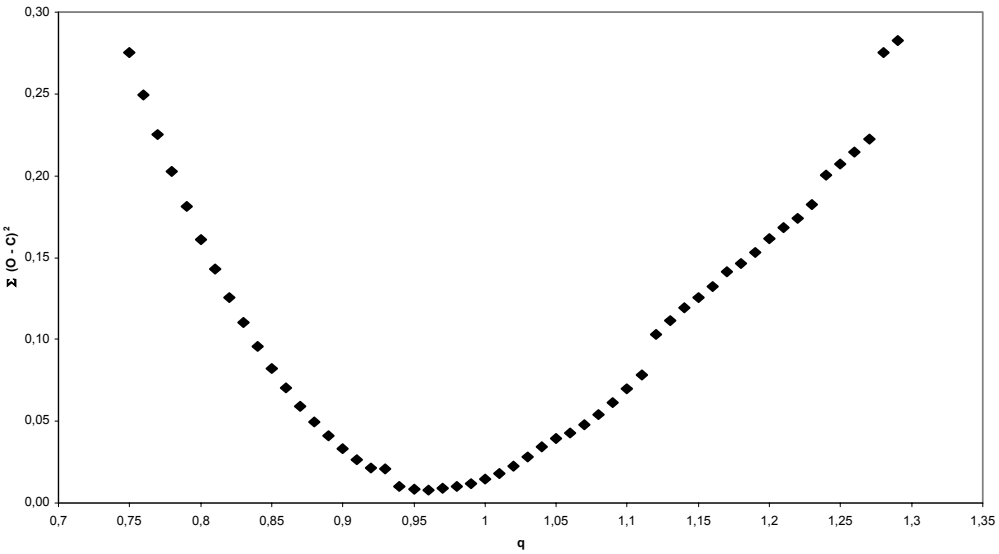
4. Işık Eğrilerinin Çözümü

V357 Peg 'in UBVR süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinin çözümü için Wilson-Devinney (1971) yönteminin 1998 versiyonu kullanıldı. Çözüm sırasında ışık eğrileri ortalamalar alınmadan kullanılmıştır. Yalnız U süzgecindeki ışık eğrisindeki saçılmalar fazla olduğundan ortalaması alınmıştır. Sonuç olarak; U süzgecinde 50, B süzgecinde 358, V süzgecinde 368 ve R süzgecinde 329 nokta kullanılmıştır.

Bu çalışma dizgeye ait ilk çözümleme çalışması olduğundan, literatürden alabileceğimiz giriş değerleri bulunmamaktadır. Dizgeye olabildiğince uyumlu giriş değerleri, Binary Maker 2.0 **(Bradstreet, 1993)** programı yardımıyla elde edildi.

Baş yıldızın sıcaklığı **Hayes (1978)** 'ten F5 tayf türünün karşılığı olarak alınmıştır. Doğrusal kenar kararma katsayıları UBV süzgeçleri için **Diaz-Cordoves, Claret ve Gimenez (1995)** 'ten R süzgeci için ise **Claret, Diaz-Cordoves ve Gimenez (1995)** 'ten alınmıştır. Bolometrik kenar kararma katsayıları ise **van Hamme (1993)** 'ten alınmıştır. Çekim kararma ve yansıtma katsayıları bileşenlerin konvektif atmosferlere sahip olduğu gözönüne alınarak, 0.5 alınmıştır **(Lucy, 1967)**.

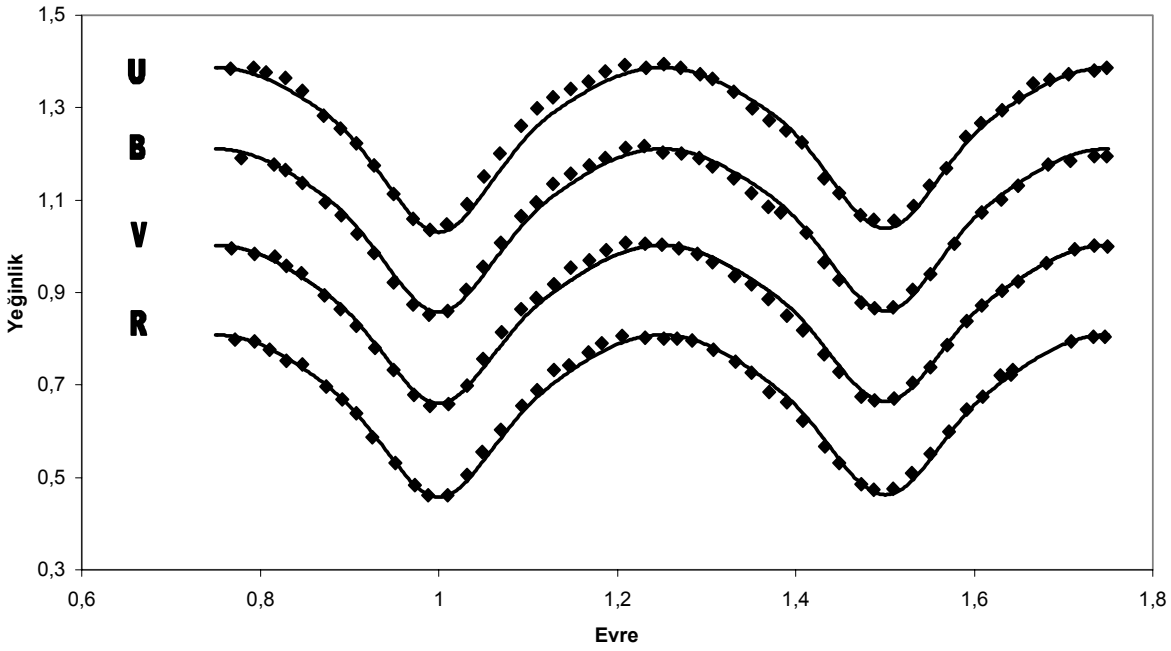
Daha önce dizgeye ait yapılmış tayfsal çalışma olmadığı için yakın çift yıldızlarda yaygın bir şekilde kullanılan, fotometrik kütle oranı taramasını yaptık **(Keskin, 1992)**. Tarama sonucunda 0.96 değerini dizgeye ilişkin kütle oranı olarak aldık **(Şekil 3)**.



Şekil 3. V357 Peg 'in V süzgecinde elde edilmiş q taraması grafiği.

Elimizde V357 Peg 'e ait Asiago Astrofizik Gözlemevi 'nden alınmış yaklaşık 2 saatlik bir aralığı kapsayan tayf bulunmaktadır. Dizgenin döneminin yaklaşık 12 saat olduğu düşünülürse bu 0.2 evre aralığına karşılık gelmektedir. Dolayısıyla şimdilik elimizde tayfsal çalışma yapmaya yeterli miktarda tayf bulunmamaktadır. Ancak ilerleyen tarihlerde eksik evrelere ait tayfları da elde etmemiz mümkün olursa, fotometrik ve tayfsal kütle oranı değerleri karşılaştırılabilecektir.

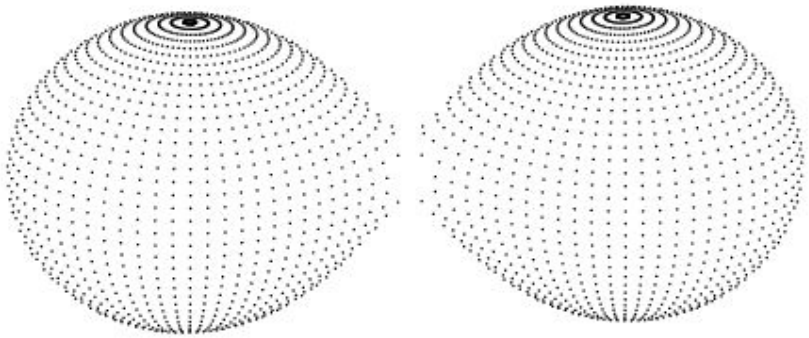
DC programında **mod 3** kullanılarak yapılan çözüm sonuçları **Tablo 1** 'de, bu değerlerle elde edilen kuramsal eğrilerin gözlemlerle karşılaştırılması ise **Şekil 4** 'te sunulmaktadır.



Şekil 4. V357 Peg 'in kuramsal değerleri ile gözlemlerin karşılaştırılması.

Parametre	U	B	V	R
i	71.484 ± 0.534	70.759 ± 0.158	70.845 ± 0.133	71.132 ± 0.134
T_1	6560	6560	6560	6560
T_2	6518 ± 47	6544 ± 20	6528 ± 21	6523 ± 25
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.6685 ± 0.0132	3.6755 ± 0.0074	3.6392 ± 0.0058	3.5971 ± 0.0017
q	0.9545 ± 0.0041	0.9697 ± 0.0047	0.9631 ± 0.0003	0.9450 ± 0.0012
$L_1 / (L_1 + L_2)$	0.5122 ± 0.1280	0.5128 ± 0.0430	0.5107 ± 0.0374	0.5163 ± 0.0387
$L_2 / (L_1 + L_2)$	0.4877	0.4871	0.4893	0.4837
x_1	0.726	0.707	0.607	0.511
x_2	0.730	0.709	0.610	0.514
$x_1$bol	0.481	0.481	0.481	0.481
$x_2$bol	0.482	0.481	0.482	0.482
$g_1 = g_2$	0.32	0.32	0.32	0.32
$A_1 = A_2$	0.5	0.5	0.5	0.5
r_1 (pole)	0.3600	0.3626	0.3678	0.3691
r_1 (side)	0.3784	0.3816	0.3881	0.3895
r_1 (back)	0.4094	0.4138	0.4233	0.4246
r_2 (pole)	0.3531	0.3554	0.3614	0.3601
r_2 (side)	0.3708	0.3737	0.3809	0.3795
r_2 (back)	0.4020	0.4063	0.4165	0.4151
$\Sigma (O - C)^2$	0.00102	0.00820	0.00658	0.00483

Tablo 1. V357 Pegasi 'nin UBVR süzgeçlerinde ulaşılan Wilson-Devinney sonuçları.



Şekil 6. V357 Peg 'in Binary Maker 2.0 kullanılarak 0.25 evrede oluşturulmuş konfigürasyonu.

5. Tartışma ve Sonuç

V357 Pegasi dizgesine ait elde ettiğimiz kuramsal değerler baş minimumdan çıkışta gözlem değerlerinin biraz altında kalmaktadır. Bu problemin kaynağı olarak baş yıldızda bulunabilecek sıcak bir leke gösterilebilir. Zaten W UMa dizgelerinin geri tayf türünde olmaları ve karşılıklı etkileşmeleri nedeniyle manyetik etkinliklerinin olması genel olarak beklenen bir özelliktir. Benzer bir sorun Soydugan ve ark. (2000) ' nın karşısına da çıkmış ve YY CrB dizgesi için en iyi çözümü sıcak leke modeli ile elde etmişlerdir. Gözlemlerle kuramsal değerlerin uyumunun U süzgecinden R süzgecine

gittikçe artması da burada etkin olan bir sıcak lekenin göstergesi olabilir. Ancak V357 Pegasi; ER Vul, SZ Psc ya da RT And gibi leke konusunda sabıka kaydı olan bir yıldız olmadığından, burada ışık eğrisinin o kısmı için kesin olarak leke var demeyi uygun bulmadık. Ayrıca Zeki Eker 'in ışık eğrilerinden lekelere ilişkin öğelerin bulunmasına karşı olarak yaptığı çalışmalar da böyle temkinli konuşmamızda etkili oldu. Bu durumun en iyi çözümü olarak, Varol Keskin ve ark.'nın bizden bir yıl önce yaptıkları gözlemleri analiz etmelerini merakla beklemekteyiz. Bunun yanında gözlem zamanı bulabildiğimiz en yakın zamanda dizgenin ışık eğrisini tekrar elde edip, aynı durumun görülüp görülmediğine bakmayı hedeflemekteyiz.

6. Kaynaklar

- Aliş, S., Keskin, M. M., Atay, M. E., 2002, IBVS, No.5282
- Atay, M. E., Köksal, Ş., Aliş, S., Keskin, M. M., 2000, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı
- Bradstreet, D. H., 1993, Binary Maker 2.0, Contact Software
- Claret, A., Diaz-Cordoves, J., Gimenez, A., 1995, A&AS, 114, 247
- Diaz-Cordoves, J., Claret, A., Gimenez, A., 1995, A&AS, 110, 329
- Hayes, D. S., 1978, IAUS, 80, 65
- Keskin, V., 1992, VIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, s. 110
- Keskin, V., Yaşarsoy, B., Sipahi, E., 2000, IBVS, No.4855
- Lucy, L. B., 1967, ZA, 65, 89
- Soydugan, F. ve ark., 2000, XII. Ulusal Astronomi Toplantısı
- The HIPPARCOS & TYCHO Catalogues, 1997, ESA – SP1200
- van Hamme, W., 1993, AJ, 106, 2096
- Wilson, R. E. ve Devinney, E. J., 1971, ApJ, 166, 605
- Yaşarsoy, B., Sipahi, E., Keskin, V., 2000, IBVS, No.4866

7. Teşekkür

Bu çalışmalarımızın en başından beri sürekli bize yol gösteren, keskin eleştirileri ile yanlış yollara sapmamızı engelleyen sevgili **Zeynel Hoca**mıza çok teşekkür ederiz.

Bizden önce gözlemiş oldukları yıldızı, onlardan önce çözmemizde çok önemli katkıları olmuş olan **Varol Hoca**mıza da teşekkürler. Karşılaştığımız her türlü teknik sorunu çözmemizde yardımcı olmasaydı, bunları gerçekleştiremezdik.

Bilimsel hayatımızın geleceğini şekillendiren ve kişisel gelişimimize önemli katkıda bulunan **M12 Astrofizik Çalışma Topluluğu**'na da teşekkür ederiz.

Çalışmamız için gerekli gözlem zamanlarını sağlayan **TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi**'ne çok teşekkür ederiz.

Aktif Çift Yıldızlarda Fotometrik Dönem Değişimleri

Serdar Evren

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir

Özet. Kromosferik aktif çift yıldız V2075 Cyg' nin 1992-2001 yılları arasında yapılan BV ışıkölçümü ve uzun dönemli leke davranışları araştırıldı. Bu veri gruplarından hesaplanan fotometrik dönem yaklaşık 4.5 yıllık bir dönemle sinüs benzeri değişim gösterir. Yıldızın ortalama parlaklığı da zamanla değişmektedir. Parlaklık değişimi ve dönem değişimi arasında bulduğumuz ilişkiye göre, yıldızın parlaklığı azaldığında fotometrik dönem daha uzun olmaktadır. Bu sonuç, lekeler yıldız üzerinde daha büyük alan kaplandığında yıldızın daha yavaş döndüğünü açıklar.

1. Giriş

Düzgün olmayan yüzey parlaklık dağılımına sahip geri tayf türünden yıldızların ışıkölçümü, yıldızların kendi ekseni etrafında dönmesi sonucunda ortaya çıkan parlaklık değişimlerini bulmamıza olanak sağlar. Bu gibi fotometrik değişimlerin arkasındaki fiziksel olay, aktif bölgeler olarak da adlandırılan soğuk yıldız lekeleri ve sıcak fakülalardır. Aslında, soğuk yıldız lekeleri konvektif hareketleri engelleyen, yeterince kuvvetli yerel manyetik alanlardır. Bu yüzden, yıldızın içinden yüzeye doğru olan erke akışı engellenir. Bu bölgeler parlak fotosfere göre karanlık ve soğuk alanlar olarak kendini gösterir. Yıldız lekelerinin varlığı yalnız dönme döneminin ve diferansiyel dönmenin doğru saptanmasını değil, yüzey sıcaklık dağılımı ve bünyesel değişimi hakkında bilgi edinmemizi de sağlar (Strassmeier et al. 1997).

2. Fotometrik Dönem ve Etkilendiği Parametreler

Tutulmalar gösteren, sorunsuz kabul edilebilecek bir örten çift yıldız sisteminin yörünge dönemini, fotometrik yollardan giderek hesaplamak oldukça güvenilir sonuçlar verir. Sistemin arka arkaya yapılan baş minimum gözlemlerine ilişkin minimum zamanları hesaplanır ve bu değerler kullanılarak yörünge dönemindeki olası değişimler bile ortaya konabilir. Yakın çift yıldızların büyük bir çoğunluğunda, yörünge dönemi ve dönme dönemi de yaklaşık eşit kabul edildiğinden genelde sistemdeki bileşenlerin dönme dönemi de bulunmuş olur. Ancak, günümüzde birçok çift sistemin yörünge ve dönme dönmelerinin birbirlerinden oldukça farklı olduğunu da biliyoruz.

Eğer, çift yıldız olduğunu bildiğimiz sistemimiz yörünge eğikliğinin uygun olmamasından dolayı ışık eğrisinde tutulmalar göstermiyorsa veya eş yüzey parlaklık dağılımına sahip bir tek yıldızımız varsa, bu yıldızların fotometrik gözlemleri sonucunda bir parlaklık değişimi elde edemeyiz. Geri tayf türünden olduğunu bildiğimiz böyle yıldız örneklerinde, fotometrik gözlemler sonucunda dalga benzeri bir parlaklık değişimi elde ediliyorsa, bu değişimin nedeni genelde çiftin veya tek yıldızın yüzeyindeki düzgün olmayan parlaklık dağılımından, yani yukarıda sözedilen aktif bölgelerin varlığından kaynaklanır. Yıldız döndükçe, bir leke veya leke grubunun bir görünüp bir görünmemesi yıldızın parlaklığını belli bir oranda değiştirecektir. Uzun zaman aralığı içinde elde edilmiş dalga biçimli parlaklık değişimlerinin, genelde minimum veya maksimum zamanları arasındaki farklardan giderek bulunan dönem de fotometrik dönemdir ve değişkendir.

Geri tayf türünden, kromosferik aktif, tek veya çift yıldızlar için, bu yöntemle bulunan fotometrik dönem; Aktif bölgelerin, özellikle de soğuk yıldız leke veya leke gruplarının: sayılarından, konumlarından, aktiflik derecelerinden, boyutlarından, yaşam sürelerinden ve sistemin yörünge eğikliğinden çok fazla etkilenmektedir. Parlaklık değişimlerinden giderek bu etkilerin hepsini ortaya çıkarmak için uzun zaman aralığına sıkça yayılmış, güvenilir fotometrik ölçümlere gerek vardır. Ancak, o zaman fotometrik dönem değişimlerinin nedenlerine ilişkin kabul edilebilir sonuçlara ulaşılabilir.

Bir kromosferik aktif yıldızın dönmesinden kaynaklanan ve günden güne değiştiği görülen fotometrik değişimler, soğuk yıldız lekelerinin asimetrik dağılımının görüntüsünü temsil ederken, uzun yıllar içinde elde edilmiş daha uzun dönemli değişimler, lekelerin toplam aktivitesindeki daha yavaş değişimlerden kaynaklanır (Fekel et al. 2001). Çoğu zaman birçok kromosferik aktif yıldız, yaklaşık 180° boylam farklı iki ayrı bölgede leke yoğunlaşması (aktif boylamlar) gösterir. Bu durum, bir yıldız dönüşü içinde, elde edilen ışık eğrisinde iki maksimum ve iki minimum görülmesine neden olur. Bu yüzden bazen fotometrik dönem, dönme döneminin yarısına kadar azalmış olarak bulunur.

Çevrimsel yörünge dönemi değişimleri veya aktif boylamların yer değişimleri ile toplam parlaklık değişimi arasında bir ilişki olduğu bilinmesine rağmen tüm bu olayları ilişkilendiren bir kuram henüz ortaya atılamamıştır.

3. Güneş Lekelerinin Dönme Hızındaki Değişimler

Güneş'in dönmesi klasik bir sorundur ve bugüne kadar Galileo dahil Carrington, Spörer, Maunder ve birçok araştırmacı tarafından çalışılmıştır. İlk çalışmalardan belirlendiği gibi; Güneş, eşlek yakınında uçlaklardan daha hızlı döner ve buna "*diferansiyel dönme*" denir. Güneşin dönmesi üzerine yapılan çalışmalardan, sistematik değişimler ortaya çıkmıştır. Bu değişimlere göre dönme hızı; lekelerin boyutu (alanı), şekli, konumu ve hatta leke çevriminin evresine bağlıdır. Güneş lekelerinin konveksiyon bölgesinin tabanına yakın yerlerde oluştuğuna inanılır. Konveksiyon bölgesi içinde yüzeye doğru yükseldikçe, lekelerin yapısı ve dinamiği; koriolis kuvveti, sürtünme kuvveti, konvektif ve çalkantı kuvvetleri gibi dış kuvvetlerden etkilenir. Bu yüzden güneş lekeleri yüzey altındaki plazmanın yapısını anlamamıza ve izlememize yardımcı olurlar.

Pulkkinen & Tuominen (1998), 143 yıllık zaman aralığına yayılmış modern çağa ilişkin güneş gözlemlerinin hız yapılarındaki dönmeye ilişkin değişimi incelemişler ve maksimum dönme hızının eşlekte değil, 7° uzakta olduğunu bulmuşlardır. Eşlekteki dönme, her iki yarıkürede ulaştığı maksimum değerden kuzey yarıküre için yaklaşık %2, güney yarıküre için yaklaşık %4 daha yavaştır. Diğer bir bulguları, kuzey yarıkürenin yüksek enlemlerindeki lekeler çevrelerinden daha hızlı dönerler. Bu durum, yüksek enlemlerdeki lekelerin yaş dağılımıyla açıklanabilir. Buradaki lekeler genelde daha hızlı dönen genç lekelerdir. Aslında, en yaşlı lekeler zaten yüksek enlemlerde görünmez. Çevrim başlangıcındaki zayıf aktivite uzun yaşamlı lekeleri üretemediğinden bu durum doğal gibi görünür. Yaşlı lekeler bir çevrim içinde eşlek bölgelerinde de yoktur. Bu lekeler hala bir önceki zayıf manyetik aktiviteli çevrime aittir. Çevrimlere ayrı ayrı bakıldığında güney yarıkürenin, çoğu çevrimde kuzeydekinden daha hızlı döndüğüne rastlanmıştır. Diğer bir önemli konu da, tek lekelere karşı leke gruplarının davranışıdır. Tek lekelerin yaş dağılımı leke gruplarınkinden farklıdır. Tek lekelerin dönme hızı, leke gruplarınınkiyle karşılaştırıldığında daha yavaştır.

Güneş'in dönme sorunu hakkında açıklanması gereken üç önemli nokta vardır. Birincisi, tayfsal ölçümlerden ve manyetik izlerin yerdeğiştirmesinden bulunan değerler biribirinden farklıdır. Bu uyumsuzluğun nedeni henüz ortaya konmamıştır. Ancak, görüşlere göre manyetik izler fotosferden daha derin katmanlardan kaynaklanır ve bunların yüzeye yansıması değişik olur. İkincisi, dönme hızının yüksekliğe bağlı ölçümü değişik sonuçlar verir. Sorun hala çözülememiştir. Üçüncüsü, çeşitli çalışmalar dönme hızı ve aktivite çevrimi arasında bir ilişki bulmuştur. Bu analizlerin çoğu dönme hızı belirteci olarak manyetik izleri kullanır. Belirteçlere göre Güneş, aktivitesinin minimum olduğu anda yaklaşık %0.7 daha hızlı dönmektedir.

Güneş'in dönme hızındaki sistematik değişimler leke alanlarıyla ilişkilidir. Ward (1966)'ın yaptığı analiz, büyük alanlara sahip olan lekelerin küçük leke gruplarından daha yavaş döndüğünü gösterir. Aslında, Pulkkinen & Tuominen (1998)'e göre, lekelerin dönmesini belirleyen parametre onların yaşı değil boyutlarıdır. Yeni doğan lekeler küçüktür ve yaşlandıkça boyutları büyür. Buradan çıkan sonuç, küçük lekeler büyüklerden daha hızlı dönüyor olmalıdır. Olası nedeni daha küçük manyetik veya ısısal difüzyondur.

Howard (1984)'ın yaptığı çalışmada, üç farklı boyuttaki lekelerin dönme hızları birbirinden farklıdır. En büyük lekeler en yavaş dönerler. Lekelerin farklı dönme hızları, lekelere ait yüzelaltı akı tüplerinin farklı derinliklerde oluşmasından olabilir. Diğer bir olası açıklama ise, daha büyük lekelerin yüzeye olan yapışkanlığı küçük lekelerinkinden daha büyüktür. Dolayısıyla, onların fotosferdeki sürüklenmesi daha yavaştır.

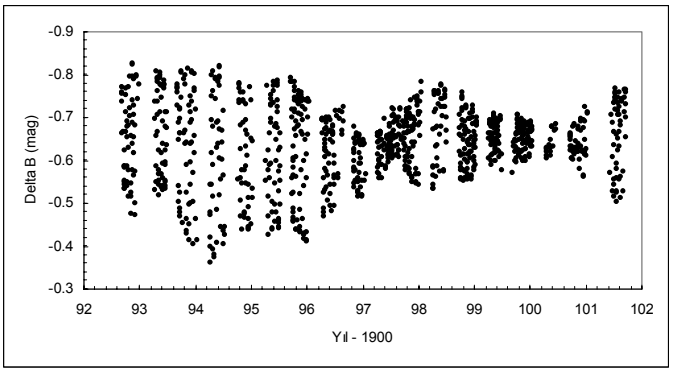
Leke dönme hızı ve leke alanı bilgisi; yarıküre, leke çevrim evresi ve herbir leke çevrimine göre araştırılmıştır. Bu üç durumda da leke alanı küçük olduğu anda ve yerde, Güneş hep daha hızlı döner. Sanki, lekeleri üreten dinamik işlemler dönme hızını düşürme eğilimindedir. Örneğin, konvektif hareketlerdeki değişimler bu katmanları yavaşlatırken daha çok leke üretir. Ancak, dinamo kuramına göre, dinamonun şiddeti dönme hızının artmasıyla artar. Ama buradaki sonuçlara göre dönme hızı arttıkça, leke sayılarında azalma görülür. Diğer olasılık, dönme hızındaki artış, leke oluşumunu yokeder ama bu etki için fiziksel neden bilinmemektedir (Hathaway & Wilson 1990).

Bir leke çevriminin aktivitesi, onun uzunluğuyla kabaca ilişkilidir. Daha aktif bir çevrim daha kısa sürer. Çevrim aktivitesi için diğer bir ilişki dönme hızından bulunabilir. Bir çevrimin genliği veya aktivitesi, herbir çevrim boyunca lekelerin toplam alanlarının hesaplanmasıyla bulunabilir ve negatif bir ilişki görünür. Daha aktif çevrim daha yavaş döner (Pulkkinen & Tuominen 1998). Hathaway & Wilson (1990)'ın yaptığı çalışma, leke çevrimleri içindeki dönme hızı değişimlerini verir. Ortalama dönme hızı

leke çevriminin boyutu (max. genlik) ile ters olarak değişir. Maunder minimum boyunca Güneş bugünkü değerinden yaklaşık %0.5 daha hızlı dönmüş görünmektedir.

4. Fotometrik Dönem-Parlaklık İlişkisi

İkinci bölümde belirtildiği gibi tutulma göstermeyen kromosferik aktif bir çift yıldızın fotometrik gözlemlerinden elde edilen parlaklık değişimlerinin yorumlanması, leke faaliyetlerine ilişkin bilgiler kazandırır. Eldeki gözlemler 10-20 yıl gibi nekadar çok uzun zaman aralığını kapsıyorsa lekelerin veya aktif bölgelerin genel davranışları daha iyi ortaya konabilir. 100 yılı aşkın güneş lekesi gözlemleri sonucunda bile açıklanamayan bazı sorunlar bulunmaktadır. Lekeli yıldızlardaki aktivitenin güneş benzeri bir aktivite olduğu bilinmesine rağmen güneşdekinden kat kat daha büyük olduğu da açıktır. Güneş aktivite belirteçlerinden ve benzerliklerinden giderek birçok aktif yıldızın yüzey yapısı hakkında daha iyi sonuçlara ulaşılmıştır.

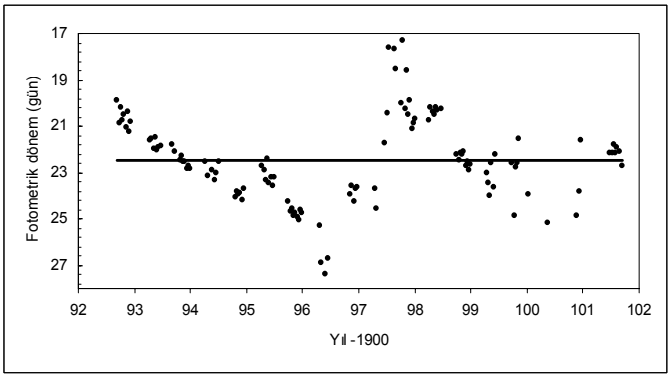


Şekil 1. V2075 Cyg'nin B ışıkölçümü.

O halde, güneş üzerindeki büyük boyutlu güneş lekelerinin diğerlerine göre daha yavaş döndüğü veya hareket ettiği bilindiğine göre, aktif yıldızlar üzerindeki büyük boyutlu lekelerin de daha yavaş hareketi sözkonusu olabilmelidir. Yıldız yüzeyindeki lekeleri güneş yüzeyindekiler gibi görerek işlem yapamayacağımıza göre, geriye onlardan aldığımız ışığı iyi yorumlamak kalıyor. Büyük lekeler yüzeyde daha büyük alanlar kaplayacağından saptadığımız ışık kayıpları da aynı aktiflik derecesine sahip küçük lekelerinkine göre daha büyük olacak, yani yıldızın ortalama parlaklığı daha fazla azalacaktır. Gelişimi içinde farklı boyutlara ulaşan lekelerin zamana bağlı parlaklık değişimlerindeki dalga biçimli bozulmaların minimumları arasındaki zaman farkının (fotometrik dönem) da aynı zaman içinde değişmesi gerekir. Fotometrik dönemin artması lekelerin daha yavaş hareketini gösterecek. Daha yavaş hareket eden lekeler daha büyük lekeler olacağına göre sistemin ortalama parlaklığının da düşmesi yani sistemin daha sönük gözlenmesi beklenmelidir.

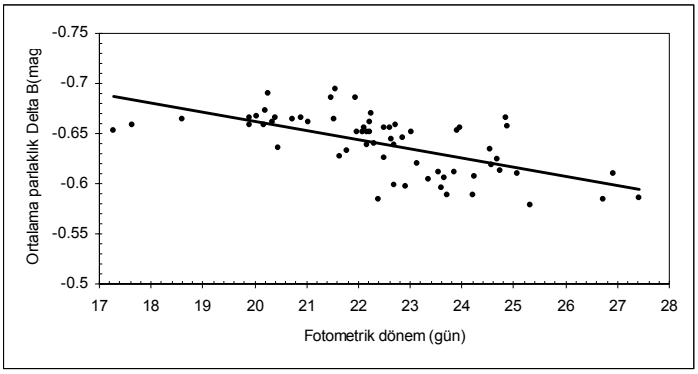
5. V2075 Cyg ve Sonuçlar

Fotometrik dönem ve ortalama parlaklık arasında olmasını beklediğimiz yukarıdaki gibi bir ilişkinin araştırmasını, kromosferik aktif bir çift yıldız olduğu bilinen 22.62 gün yörünge dönemli, G8 tayf türünden bir dev yıldız olan V2075 Cygni'nin yaklaşık on yıllık fotometrik gözlemlerine uyguladık. Sistemin 1992 -2001 yılları arasında (1996'dan itibaren Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde) B ve V süzgeçleri kullanılarak yapılan gözlemlerinden, B bandında elde edilen yıllara göre parlaklık değişimi Şekil 1' de gösterilmiştir.



Şekil 2. V2075 Cyg'nin fotometrik dönem değişimi.

Her yıla ilişkin parlaklık değişimlerinin maksimum ve minimum zamanları kullanılarak ortalama 22.45652 günlük fotometrik dönem bulduk. Ancak, bu dönem 4.5 yılda bir 4 gün genlikli sinüs benzeri bir değişim de göstermektedir (Şekil 2). Aynı zaman dilimlerinde elde edilen ortalama parlaklık değerleriyle hesapladığımız fotometrik dönemleri



Şekil 3. Ortalama parlaklık ile potometrik dönem arasındaki ilişki.

grafiklediğimizde (Şekil 3) ise ortaya attığımız düşünceyi destekler nitelikte bir sonuç çıkmaktadır. Yani, sistemin fotometrik dönemi arttığında ortalama parlaklığı daha sönük olmaktadır. Bu durum, ortalama parlaklığı söndüren yıldız yüzeyindeki daha büyük lekelerin daha yavaş hareket ettiğini veya yıldızın daha yavaş döndüğünü göstermektedir. Benzer ilişkinin, özellikle uzun yörünge dönemli diğer aktif yıldızlarda da araştırılması konunun genelleştirilmesine yardımcı olacaktır.

KAYNAKLAR

Fekel F.C., Henry G.W., Brooks K., and Hall D.S. 2001, AJ, 122, 991
Hathaway D.H. and Wilson R.M. 1990, ApJ 357, 271
Howard R. 1984, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 22, 131
Pulkkinen P. and Tuominen I. 1998, A&A 332, 748
Strassmeier K.G., Bartus J.,Cutispoto G., and Rodono M. 1997, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 125,11
Ward F. 1966, ApJ 145, 416

Klasik Novaların Kütle Aktarım Oranı –Yörünge Peryodu İlişkisi

A. T. Saygaç[1], A. Bianchini[2], H.H. Esenoğlu[1]

[1]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi, 34452 – Üniversite – İstanbul,
saygac@istanbul.edu.tr
[2]Astronomy Department, University of Padova - Italy

Özet

Klasik Novaların bir grup seçilmiş örneklerinden, bu yıldızların Kütle Aktarım Oranları ($M_{aktarım}$) ile Yörünge Peryotları (P) arasında aşağıdaki gibi bir ilişki elde edildi;

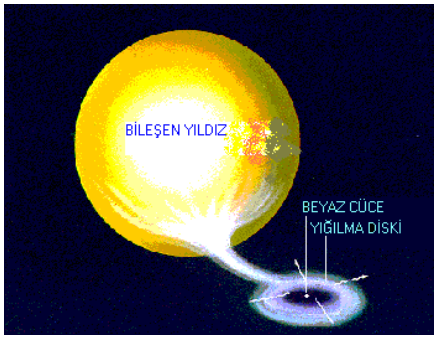
$$\log M_{aktarım} (M_{\odot}/yıl) = 2.49 (\pm 0.4) \log P_{yör} (gün) - 6.424 (\pm 0.5)$$

Bu ilişki sadece 0.5 günün altındaki peryotlara sahip sistemler için geçerlidir. Daha büyük peryotlarda ve kütle aktarım oranlarında, sadece baş yıldız beyaz cüceleri kararlı nükleer yanmalı simbiyotik çiftleri gözlemlemeliyiz. Ancak, bu ilişki aranırken simbiyotik yıldızlar hemen hemen hiç yoktur. Çünkü, bu yıldızların bileşen yıldızları, çift yıldızın dinamo süreci ve manyetik frenlemeyi oluşturabilecek konvektif bir zarfa sahip değillerdir. Sadece yörünge peryotları bir kaç yüz gün olan, büyük kütle aktarımı sağlayabilen dev bileşen yıldızlara sahip parlak simbiyotikler görünür. Peryot boşluğunun altında (Pyor < 2 saat) gözlenen kütle aktarım oranları düşüktür. Bir spekülasyon olmak üzere, burada bazı çok evrimleşmiş nova sistemleri bulunabileceği düşünülebilir ki bunlar; 'Çok Büyük Patlama Genlikli Cüce Novalar - Tremendous Outburst Amplitude Dwarf Novae [TOADs]' denilebilen örnekler olmalıdır.

Anahtar Kelimeler: Yıldızlar: novalar ve kataklismik değişenler, simbiyotik novalar, kütle transfer oranı.

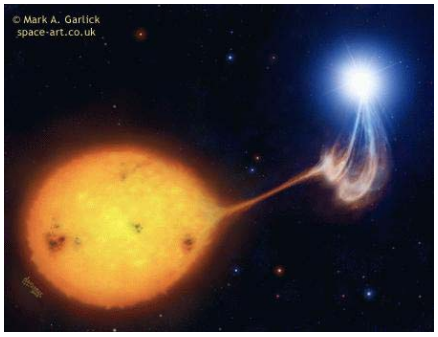
1. Giriş

Klasik Novalar (KN'lar), Kataklismik Değişen (KD) Yıldızlar Sınıfı'na ait bir gruptur. Roche Lobunu doldurmuş genellikle alt-anakol yıldızından aktarılan madde, beyaz cüce baş yıldız tarafından yığıştırılır. Beyaz cücenin etrafında eğer manyetik alan yeterince kuvvetli değilse bir disk oluşur. Farklı örneklerde manyetik alan arttıkça bu disk kısmen ya da tamamen yok olur (Şekil 1).



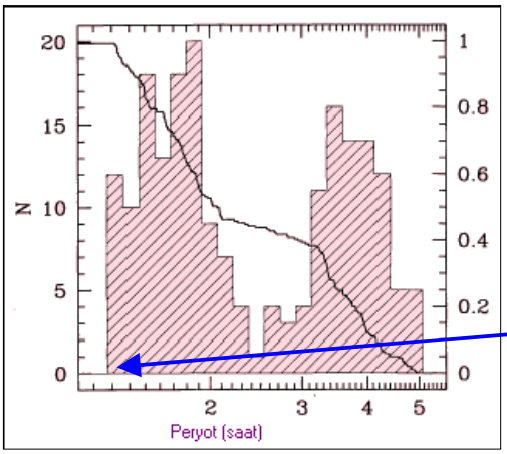
Şekil 1. Beyaz cücenin manyetik alanının biraz fazla olması ile standard yığılma diskinin ortasının bir manyetosfer ile açılması sonucu oluşmuş intermediate polar sistemi.

Bazı gözlemsel kanıtlar şunu göstermektedir ki; nova sistemlerinde, nova benzeri sistemlerdeki gibi, baş yıldızın manyetik kutuplarına doğrudan bir madde yığılması görünür (Şekil 2.). Aslında bu, olay standart yığılma disklerine göre daha fazla oluşan bir olay da olabilir. KN'larda beyaz cücelerin ($\geq$0.6 $M_{\odot}$) yeterince kütleli olduğu düşünülür. Çünkü, beyaz cüce etrafında yığılan maddenin dönemsel olarak termonükleer patlamalar yapmasına olanak tanır (Livio, 1994). Diğer KD yıldızlara benzer olarak KN'larda, Roche lobunu doldurmuş bileşen yıldızdan yapılan kütle transferi, manyetik frenleme (magnetic bracking) tarafından sürdürülür ki; bu bileşenin manyetik rüzgar tarafından üretilmiş açısal momentum kaybının nedenidir (Warner, 1998). Bileşenin manyetik alanı, büyük bir olasılıkla dış konvektif zarfın tabanındaki sınır tabaka dinamo süreci ile üretilir (Zangrilli et al. 1997).



Şekil 2. Beyaz Cüce manyetik alanının daha da artması ile yığılma diskinin kaybolması ve beyaz cücenin manyetik kutuplarına doğru, manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca sürüklenen maddenin yığılması.

Evrimleşmiş bir KD'nin yörünge peryodu 3 saatten kısa olduğunda, bileşen yıldız tamamen konvektif bir yapıya ulaşmış olur ve dinamo mekanizması çok daha az etkili olur. Bunun bir sonucu olarak sistemin içerisindeki kütle aktarımı; çekimsel ışınımla (gravitational radiation) oluşan açısal momentum kaybı ile yörünge peryotdu 2 saate kadar azalıncaya değin durur. Bu noktada bileşen yeniden kendi Roche lobunu doldurur ve KD daha parlak bir evreye döner. Bu süreçlerden dolayı, yörünge peryotlarının 2-3 saatlik aralığına 'Peryot Boşluğu – PB' adı verilir (Şekil 3).

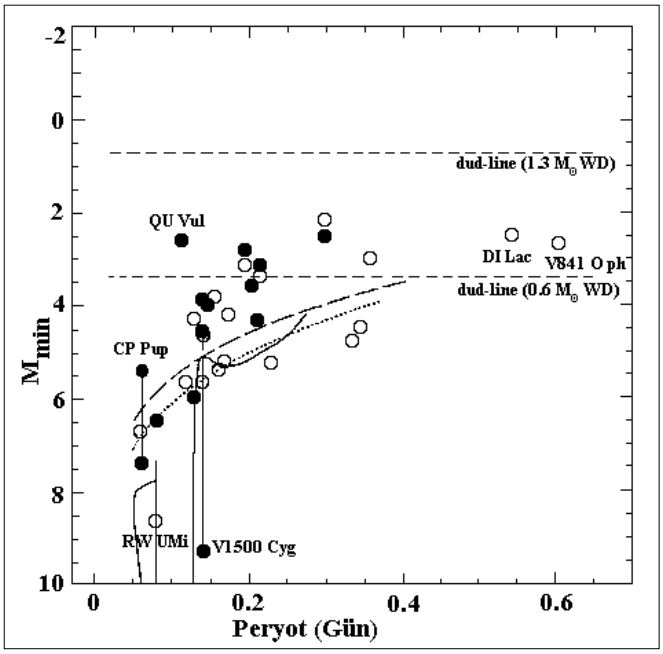


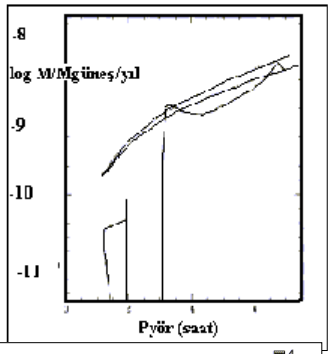
Şekil 3. Peryotların 5 saatten küçük KD'lerin peryot dağılımı. Eğri kümülatif dağılımı göstermektedir. (Ritter ve Kolb, 1998)

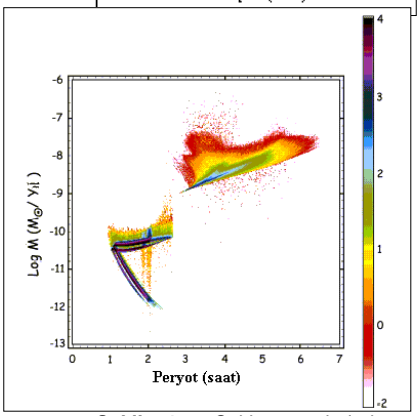
Bu boşlukta genel istatistik dağılıma göre çok az sayıda KD sistem belirlenmiştir. Tüm KD'ler için minimum peryodun 80 dakika olması gerektiği önerilmektedir. Howell, Rappaport ve Politano'nun (1997) evrim hesaplarına göre PB'nun altındaki KD'lerin sayısının üst tarafa göre 100 kez daha büyük olması gerekmektedir. Bu kısa peryotlu KD'lerin çoğu KN'ları içermelidir fakat bilinen KN'lar için mevcut yörünge bilgileri (Ritter ve Kolb, 1998), yörünge peryotları ve patlama özellikleri arasında her hangi bir açık korelasyon kurabilmek için yeterli değildir (Çizelge 2). Ancak bu konuda yine de birkaç şey söylemeye çalışacağız.

2. Kütle Transfer Oranı – Yörünge Peryodu İlişkisi

Şekil 4, Sakin evre *mutlak parlaklıkları* bilinen KN'ların *peryotları* ile arasındaki ilişkiyi gösteriyor. Dolu daireler uzaklıkları bilinen güvenilir (fiducial) örneklerdir. Diğer KN'ların (içi boş daireler) mutlak parlaklıkları t_2 parametresinden (patlama sonrası parlaklığın 2 kadir azalması için geçen süre) yararlanılarak *(M = 1.76 (±0.31) log t_2 +10.42 (±0.38))* bulunmuştur.



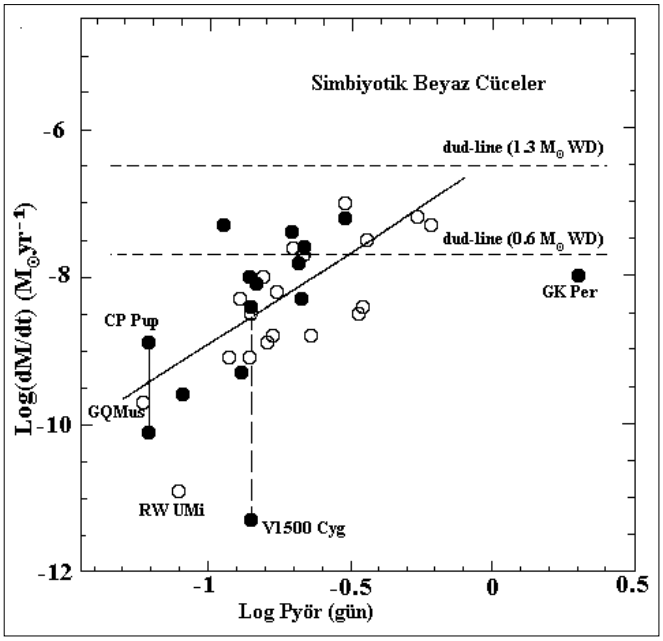




Şekil 4a. Sakin evrelerinde mutlak parlaklıkları ve peryotları iyi bilinen KN'lar. Dolu daireler uzaklıkları iyi belirlenmiş güvenilir (fiducal) cisimleri gösteriyor. İçi boş dairelerin temsil edildiği diğer KN'ların mutlak parlaklıkları ise t_2 parametresi kullanılarak; *M = 1.76 (±0.31) log t_2 + 10.42 (±0.38)* ifadesinden bulunmuştur. CP Pup ve V1500 Cyg için iki farklı sakin evre mutlak parlaklık değeri belirlenmiştir. Her iki sistem için sönük olan değerler onların patlama öncesi parlaklıklarına karşılık geliyor. Yatay kesikli çizgiler patlamayan nova çizgisi yada 'nova dud line' olarak açıklayabileceğimiz çizgilerdir. Bunlar basınçla

ısıtılarak aktarılan maddeye karşılık gelir. Verilen bir beyaz cüce kütlesi için kritik bir madde aktarım oranı vardır. Bu oranın üzerinde kuvvetli patlamalar elde edilemez. Çünkü nükleer reaksiyonların ateşlenmesi sadece çok hassas dejenerasyon şartlarında (çok büyük basınç ısıtmasından dolayı) oluşur. M (kütle aktarımı beyaz cüce) – M (kütle aktarımı) düzleminde bu yaklaşımın yeri 'nova dud line' olarak bilinir. Nümerik hesaplarda, nova dud line'ın üzerinde patlamalarda kütle atımı yoktur, çizginin alt kısmında ise nova tipi patlamalar oluşur (Livio, 1994). Dud-lines $M_{transfer} \approx 1.32 * 10^{-7} M_{BC}^{3.57} (M_{\odot}/yıl)$ (Iben, 1982), 0.6 $M_{\odot WD}$ ve a 1.3 $M_{\odot WD}$ için. Kesiksiz eğriler, sınır-tabaka dinamo etkisi ile oluşan yörünge peryodu ile kütle transferi arasındaki evrim çizgisini (**4a ve 4b, 4c**), kesikli ve noktalı eğriler ise 0.6 $M_{\odot}$ve 1.44 $M_{\odot}$kütlelerindeki beyaz cücelerin yığılma diski kararsızlığı için kritik kütle transfer oranlarını gösteriyor (Zangrilli ve ark. 1997) (Howell ve ark., 2001).

Şekil 5. Açıklamalar Şekil 4'deki gibidir.



Şekil 5, Yörünge peryodunun bir fonksiyonu olarak bulunmuş kütle transfer oranlarını göstermektedir. Bu şekillerde CP Pup ve V1500 Cyg, iki farklı sakin evre parlaklığı ile temsil edilmektedir. Her iki sistem için sönük parlaklıklar patlama öncesi sakin evrelerine aittir. Böylece peryot boşluğunun altında yer alan en sönük sistemler CP Pup ve RW UMi olarak görülmektedir. Keza V1500 Cyg'de patlama öncesi oldukça sönük bir sistem olmalıdır. Onun peryodu PB'nun üzerinde yer alır. Fakat bu durumda, sakin evrede düşük madde yığılmasının sonucu ışınım gücü, kütleli beyaz cücenin (polar sistem) manyetik tabiatına bağlanabilir.

Yörünge peryotları bilinen güvenilir nova örneklerini (fiducal) kullanılarak (Çizelge 1), onların sakin evre mutlak parlaklıklarını elde etmek mümkündür. Tylenda'nın (1977, 1978, 1981a, 1981b) modelleri yardımı ile karşılık gelen kütle transfer oranları bulunur. Daha sonra çıkarılan ilişki şöyledir (Şekil 5);

$$\log M_{aktarım} (M_{\odot/yıl}) = 2.49 \pm 0.4 * \log P_{yör\ (gün)} - 6.424 \pm 0.5 \qquad (1)$$

Çizelge 1. Güvenilir (fiducal) klasik nova örnekleri.

Sistem	M_{maks}	M_{min}	m_{min}	t_2(gün)	i(°)	$P_{yör}$(gün)
T Aur	-7.2	3.6	15	81	57	0.20438
V603 Aql	-9.1	2.95	11	4	17	0.1381
V1500 Cyg	-10.1	9.2	21.5	2	55	0.13996
V1974 Cyg	-7.5	6.05	18.0	23	45	0.0849
HR Del	-5.9	2.6	12.0	65	40	0.21416
DQ Her	-7.4	5.6	14.2	65	86	0.1936
V533 Her	-6.4	5.95	14.5	18	80	0.2098
GK Per	-8.4	4.8	13.2	13	73	1.9968
RR Pic	-7.3	4.4	12.8	60	65	0.1450
CP Pup	-9.5	6.85	17.0	4	40	0.0614
QU Vul	-8.2	5.13	19	22	85	0.1117

3. Tartışma

1) (1)numaralı bağıntının eğilimi, yörünge peryotlarının 0.5 günün altında olduğu durumlarda geçerli olduğunu gösteriyor. Bu ilk öğrendiğimiz şeydir. Gerçekte bu durum şunu gösterir; daha büyük peryotlarda (ve daha büyük kütle transfer oranlarında) biz sadece kararlı nükleer yanmaya sahip simbiyotik beyaz cüceli sistemleri gözlemeliyiz (Çizelge 3) (Iben, 1991). Ancak simbiyotikler görülmüyor çünkü, bileşen yıldızları etkin bir dinamoyu üretecek ve böylece manyetik frenlemeyi sağlayacak bir konvektif zarfa sahip değil! Bu durumda, göreli olarak uzun peryotlu GK Per, DI Lac, V841 Oph gibi KN'lar ve keza V1017 Sgr (Pyör = 5.7 gün, örneklerimizde yer almıyor!) oldukça az ve sadece bileşen yıldızı bir parça evrimleşmiş ise görülebiliyorlar. Şekil 4'de görüldüğü gibi, onların kütle transfer oranları yuklarıdaki bağıntının tahmin ettiğinden daha küçük olmalı! Burada bir de şunu söylemeliyiz ki; parlak simbiyotikler sadece birkaç yüz günlük yörünge peryotları ile görülmelidirler çünkü, onlar dev bileşenlere sahiptirler. Bu bileşenler oldukça hızlı evrimleşmişlerdir ve böylece çok büyük kütle transferi sağlayabilirler. Ancak, 5.7 günlük yörünge peryoduna sahip V1017 Sgr novasının mutlak parlaklığının istatistik değeri +0.7 dir. Şekil1'de, bu nova simbiyotik novaların(!) sınırına düşer fakat (1) bağıntısının vereceği değerin altındadır.

2) Gözönüne alınacak diğer bir düşünce, novaların sakin evre ışınım güçleri ile yörünge peryotları arasındaki ilişki ciddi bir saçılma göstermemektedir. Eğer bu doğru ise o zaman şunu tartışabiliriz; peryot boşluğunun altındaki kütle transfer oranları daha uzun yörünge peryotları için ilgili oranlardan en az iki kat daha düşüktür. Eğer parlaklıklar ki; biz birbirini takip eden iki nova patlaması arasındaki ortalama kütle transfer oranını düşündüğümüzde, kabaca tahmin edebiliriz ki bu düşük yığılma oranlarının belirlenmesi olasılığı çok çok küçüktür. Gerçekte, biz tüm KN'ların %10'unun 2 saatin altında olduğunu görebiliriz. Bunun anlamı; orada sayının bir hayli yüksek olmasıdır. Böylece, Howell, Rappaport ve Politano'nun (1997), tüm KD'ler için elde ettikleri evrim sonuçlarını desteklenmiş olur. Bu da belki çok sönük yaşlı novaların içerisinde bulunan bazı nova akranı (counterpart) TOAD'ların olasılığını destekler.

4. Sonuç

1) Klasik yaşlı novalar için Mtransfer-Porb arasında bir ilişki bulduk.
2) Bu ilişkide eğim oldukça diktir.
3) 0.5 günden daha uzun peryotlarda novalar görülmüyor.
4) Bu aşağıdaki etkilerin birleşmesinden olabilir;
   a) Sadece simbiyotikler gözlenmelidir çünkü bu yığılma hızlarında aktarılan madde depolanamaz ama kararlı nükleer yanma oluşabilir (simbiyotik yıldızlarda beyaz cücede madde yığılması olasıdır... Öyle ki onlar SN Ia olabilirler. Beyaz cücenin kütlesi 1.44 $M_{\odot}$ sınırına ulaştığında, nova yerine, yığılan madde her 1000-10000 yılda bir fırlatılır, yığılma sürekli olamaz.)
   b) Her durumda madde transfer oranı peryotların 1 güne yaklaşmasını öner çünkü bileşen yıldızlar dış konvektif zarflarını kaybederler ve böylece dinamo daha fazla etkin olamaz ve manyetik frenleme etkin olmaz. Bu iki nedenle ne nova ne de simbiyortik göremiyoruz.

5) Ancak yine de GK Per, gibi bazı novalar gözlenebilir. Bu durumda bileşen bir anakol yıldızı olmayıp evrimleşmiş bir yıldız olmalıdır. Konvektif zarfı dinamo olayına izin verip açısal momentum kaybettirecek manyetik frenleme yapabilir. Sonuçta madde transfer edilir. Bu durumda düşük madde transfer oranlarına sahip birkaç nova görebiliriz.

6) Düşük yörüge peryotlarında ve özellikle peryot boşluğunun 2 saat limitinin altında çok düşük yığılma oranları olduğu teklif edilmektedir. O zaman biz nneden çok büyük patlamalı novaları gözlemiyoruz? Sakin evrede çok düşük kütle transfer oranlarından başlansa? Onlar nova akranı denilen TOADları sunmalıdır. Onlar çok evrimleşmiş çift sistemlerden gelmelidirler, yaklaşık 80 dakikalık çok düşük yörünge peryodu limtinde evrimleşmiş olmalıdırlar. Şimdi evrimleri geriye doğru, çok çok düşük yığılma oranlarında daha uzun peryotlara doğru olmalıdır.

Kaynaklar

Hellier,C., 2001, in Cataclysmic Variable Stars: How and why they vary, p.163.
Howell, S.B., Rappaport, S., and Politano, M., (1997), in "On the Existence of Low-Luminosity Cataclysmic Variables Beyond the Orbital Period Minimum", MNRAS, 287, 929.
Howell, S.B., Nelson, L.A., Rappaport, S., ApJ, 550, 918.
Iben, I. Jr., 1982, ApJ, 254, 244.
Iben, I. Jr, 1991, ApL Suppl. Series, 76, 55.
Kolb, U., Ritter, H., 1992, A&A, 254, 213.
Livio, M., 1994, in Interacting Binaries, Eds. H. Nussbaumer & A. Orr, Berlin: Springer-Verlag.
Ritter, H., Kolb, U., 1998, A&AS, 129, 83.
Tylenda, R., 1977, Acta Astr., 27, 335.
_____, 1978, Acta Astr., 28,333.
_____, 1981a, Acta Astrs., 31, 127.
_____, 1981b, Acta Astr., 31, 267.
Warner, B., 1998, in Cataclysmic Variable Stars, p. 447.
Zangrilli, L., Tout, C.A., Bianchini, A., 1997, MNRAS, 289, 59.

Teşekkür

ATS ve HHE, Asiago gözlemevinde bulunduğumuz süre boyunca desteklerini esirgemeyen; A. Bianchini ve R. Barbon'a, Çeşme NATO ASI Toplantısı sırasında değerli tartışmaları ile katkıda bulunan; I. Jr. Iben, H. Drechsel, C.A. Tout ve J.A. Mattei'ye ve PASA'dan M. Storey'e teşekkür ediyoruz.

Ek 1.

Çizelge 2. Peryotları bilinen Klasik Novalar Ritter ve Kolb (1998). *NA; Hızlı Nova, NB;Yavaş Nova, NC; Çok Yavaş Nova, IP; Intermediate Polar, CP; Koherent pulsator, Koherent olarak puls yapan beyaz cüce içerir, SH; SU UMa sistemi değil ama kalıcı yada geçici süperhörgüçler gösteriyor, AM; Polar Am Her sistemi, AS; AM Her alt tipi, DQ; DQ Her sistemi, NR; Tekrarlayan Nova, ZAnd; Z And sistemi N:; Şüpheli nova

KN	Patlama Yılı	Peryodu (gün)	Tipi*
QZ Aur	1964	0.357496	NA
V368 Aql	1936	0.3452	NA
V838 Her	1991	0.297635	NA
U Leo	1855	0.2674	N?
V1425 Aql	1995	0.2558:	N,NL?, IP?
V705 Cas	1993	0.2280	NA
PW Vul	1984	0.2137:	NA
V533 Her	1963	0.2098:	NA, CP
CT Ser	1948	0.1950	N
V849 Oph	1919	0.172755	NB
DO Aql	1925	0.167762	NC
V4077 Sgr	1982	0.16:	NB
OY Ara	1910	0.155466	NA
WY Sge	1783	0.153635	N, DN
V909 Sgr	1041	0.14:	NA
DN Gem	1912	0.12785	NA
V2214 Oph	1988	0.117515	NA
QU Vul	1984	0.111765	NA
V Per	1887	0.10712	N, NL
V1974 Cyg	1992	0.081259	NA, SH
RW UMi	1956	0.079:	NB
V356 Aql	1936	?	NB
V603 Aql	1918	0.1381, 0.14646	NA,SH
T Aur	1891	0.204378	NB
T CrB	1866, 1946	227.53	dNR
V1500 Cyg	1975	0.139613	NA,NL,AM,AS
V1668 Cyg	1978	0.1384	NA
HR Del	1967	0.214165	NB
DQ Her	1934	0.193621	NA, DQ
V446 Her	1960	?	NA
V533 Her	1963	0.2098	NA
CP Lac	1936	?	NA
BT Mon	1939	0.333814	NA
RS Oph	1898,1933,1958,1967,1985	230	NR
V841 Oph	1848	0.60423	NB
V849 Oph	1919	0.172755	NB
GK Per	1901	1.996803	NA
RR Pic	1925	0.145025	NB
CP Pup	1942	0.06143	NA, SA?
T Pyx	1890, 1902,1920,1966	0.073:	NR
U Sco	1866,1906, 1979,1987	5 – 9	NR
FH Ser	1970	?	NB
V1059 Sgr	1898	?	NA
RR Tel	1946	?	NC,Zand
CK Vul	1670	?	N:
LV Vul	1968	?	NA
GQ Mus	1983	0.06	NA

Çizelge 3. Simbiyotik Novalar (SN).

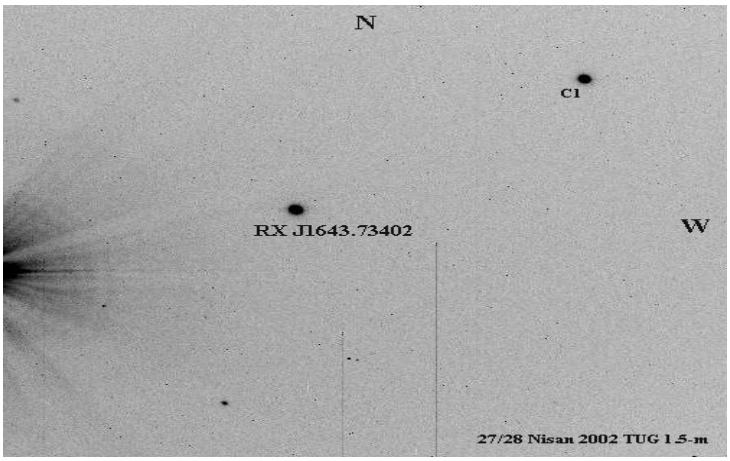
SN	Patlama Yıl(lar)ı	Peryot (gün)	Tip
V1017 Sgr	(1901, 1919, 1973)	5.714	NB
V410 Cas	(1938)	?	
CK Cyg	(1913)	?	
V1016 Cyg	(1964)	2190-3468	
V1329 Cyg	(1969)	963	
V2110 Oph	(<1950)	?	NB, ZAND
RT Ser	(1909)	3504	ZAND, NC
HM Sge	(1975)	?	
BS Sgr	(1917)	?	
AG Peg	(1850:)	816-819	
RR Tel	(1944)	?	NC, ZAND
PU Vul	(1977)	4900	
V916 Sco		?	ZAND
V4074 Sgr		?	NB, ZAND
V2506		?	ZAND
SS Sge	?	?	ZAND, NC
V352 Aql	?		ZAND
CI Cyg	?	855	

RX J1643/7+3402 Nova Benzeri Kataklismik Değişenin CCD Işıkölçümü

Timur Şahin
Akdeniz Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü
07058 ANTALYA
e-mail: timursahin@akdeniz.edu.tr

Nova benzeri değişenlerin ışıkölçümsel özelliklerinin ortaya konması amacıyla Rosat X-Işın kataloğunda yer alan RX J1643.7+3402 değişeninin Johnson V bandındaki ışıkölçüm gözlemleri yapılmıştır. Yıldız, USNO-A2.0 kataloğunda (Monet vd 1999) O(USNO)=16^m 'den parlak yıldızımsı cisimlerin (Quasi Stellar Objects-QSO) ROSAT RASS X-Işın kataloğunda (Voges vd 1999) yer alan örneklerle çapraz ilişkilendirilmesi (cross-corelation) sonucu bulunan birkaç parlak yıldızımsı cisimden biridir.Yıldıza ait ışıkölçümsel dönem değeri 2.595 saattir (Mickaelian vd 2002) ve bu dönem değeri kataklismik yıldızlar için değişim özelliklerinin sağlıklı bir şekilde belirlenemediği aralık içersine düşmektedir. Dönem boşluğu (period gap) olarak adlandırılan bölgede yer alan yıldızlar genel olarak 2 –3 saat arasında değişen yörünge dönemlerine sahiptirler.

25/26, 26/27, 27/28 Nisan 2002 tarihleri arasında RX J1643.7+3402 yıldızına ait sırasıyla 120, 87, 200 olmak üzere toplam 407 görüntü alınmıştır ve tüm görüntülerin analizinde IRAF - Image Reduction and Analysis Facilities programından yararlanılmıştır. Işıkölçümü yapılan değişen yıldıza ait gökyüzü parçası Şekil 1' de gösterilmiştir.



Şekil 1. RX J1643.7+3402 değişen yıldız alanının görüntüsü. Görüntü 27 Nisan 2002'de TUG'ndeki 1.5-m'lik teleskopla V (Görsel) bandında ve 30 sn poz süresi verilerek alınmıştır. Görüş alanı 2.55′X1.7′ yay dakikası. Mukayese yıldız C1 ile gösterilmiştir. Sol kenarda gözüken parlak yıldız (V=6^m) HD 151087. N ve W sembolleri CCD görüş alanındaki gökyüzü parçasında kuzey ve batı yönlerini göstermektedir

Aynı gözlem çerçevesinde yer alan HD 151087 yıldızı, nispeten parlak bir yıldızdır (V=6^m). Bu parlak bileşene ait saçılan ışınım değeri, IRAF içersinde "**Ap**erture **Phot**ometry - Apphot" pakedinde yer alan "Concentric Annuli - Eşmerkezli Çıkarım" fonksiyonu kullanılarak hem değişen hem de mukayese yıldızın ışıkölçüm değerlerinden çıkartılmıştır.

Elde edilen herbir CCD çerçevesi için V- bandındaki poz süresi 30 sn ve etkin zaman çözünürlüğü (Poz Süresi + Okuma Zamanı) 60 sn'dir. Yıldızlara ait konum bilgileri Çizelge 1' de verilmiştir.

Çizelge 1. RX J1643.7+3402 değişen ve mukayese yıldızına ait konum bilgileri

	RA(2000.0)	**Dec.(2000.0)**
RX J1643.7+3402 *	$16^h\ 43^m\ 45.705^s$	$+34^\circ\ 02'\ 39''.91$
USNO-A 2.0 1200-08008741**		
USNO-A2.0 1200-08008142***	$16^h\ 43^m\ 40.589^s$	$+34^\circ\ 03'\ 22''.09$

(*) Hamburg/RASS - Rosat All Sky Survey kataloğu verileri .(**) USNO-A 2.0 - U.S. Naval Observatory katalog tanımlaması. (***) Mukayese yıldızı.

Her bir geceye ait ışıkölçüm verileri, sinyal içindeki olası dönemlerin ortaya konması amacıyla dönem analizine tabi tutulmuştur. Değişen yıldıza ait ~1.7 evrelik bir çevrimin gözlendiği 27 Nisan 2002 tarihli ışıkölçüm verilerine de bağımsız olarak FFT analizi uygulanmıştır Gözlemsel veriler ile uyum içersinde olduğu görülen frekans değeri 9.609 (çevrim/gün) incelenmiştir. Dönem analiz işlemleri sırasında bir frekans adımı olarak 0.005 çevrim/gün değeri kullanılmıştır. Sözkonusu frekanslar ve bu frekanslara karşılık gelen dönem değerleri çizelge 2' de verilmiştir.

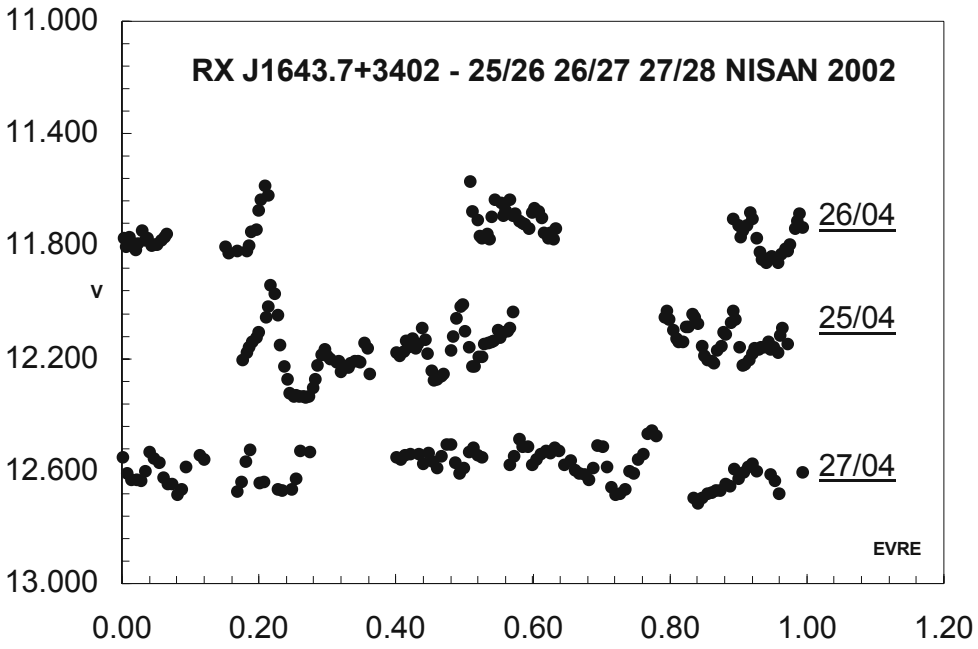
Çizelge 2. FFT ile elde edilen olası ışıkölçümsel dönem değerleri

FREKANS(Çevrim/Gün)	**GENLİK**	**DÖNEM(Saat)**
$0.39063 \pm 1.189e\text{-}2$	2.29293	61.440
$2.18750 \pm 3.219e\text{-}2$	2.31691	10.972
$3.82813 \pm 4.335e\text{-}2$	2.37054	6.269
$9.60938 \pm 1.223e\text{-}2$	**2.53841**	**2.498 ± 0.004**

Dönem analizleri için kullanılan sinyaller 2-3σ aralığında yer alan noktalara ait örneklemeleri içermektedir.

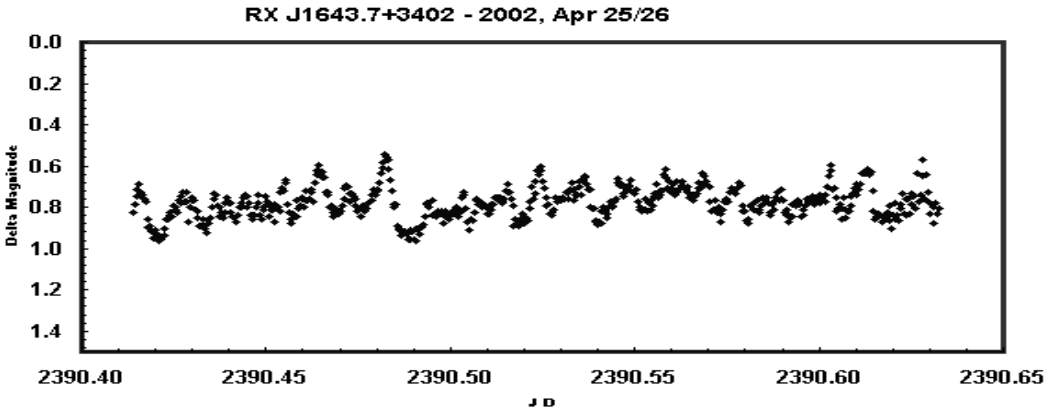
Dönem analizi sonucunda elde edilen çevrim değerlerinin, literatürde daha önce Mickaelian vd (2002) tarafından verilen ışıkölçüm sonuçları ile uyum içerisinde olduğu görülmektedir. Mickaelian vd (2002), RX J1643.7+3402 değişen yıldızı için yaptıkları bir çalışmada elde edilen olası tayfsal frekans değerleri sırasıyla 7.32, 8.32 ve 9.32 çevrim/gün 'dür ve 9.32 çevrim/gün değerini en olası tayfsal çevrim değeri olarak kabul etmişlerdir. Bu frekans değerine karşılık gelen dönem 2.575 saat olarak verilmiştir. Aynı çalışmada değişen yıldıza ait ışıkölçümsel dönem değeri 2.595 saat değeri verilmektedir.

25/26, 26/27, 27/28 Nisan 2002 tarihlerinde yapılan ışıkölçüm gözlemleriyle elde edilen bulgular Mickaelian vd (2002) tarafından elde edilen sonuçlarla uyum içersindedir. Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde yapılan ışıkölçüm verilerine ait analizlerde, Mickaelian vd (2002) tarafından belirtilen 0.1^m genlikli bir modülasyona rastlanmamıştır. Yıldız son derece karmaşık yapıda bir ışık değişimi göstermektedir. Bunu gözlemek için üç geceye ait ışıkölçüm verileri aynı grafiğe aktarılmıştır (Şekil 4.1). Grafikte y ekseninde gösterilen değişen yıldıza ait parlaklık değerleri 0.4^m ötelenmiştir. Gözlem gecelerinin tümünde $0.2\text{-}0.3^m$ arasında değişen genlikli ve 10-12 dakikalık zaman ölçeklerinde kendini tekrar eden hızlı değişimler göze çarpmaktadır. Gene tüm geceler boyunca $0.2\text{-}0.4^m$ arasında değişen genlikli ve yörüngesel hörgüç'lerdan ayrılan fakat kendini tekrarlamayan değişimlere de rastlanmaktadır.



Şekil 4.1. RX J1643.7+3402 değişen yıldızının 25/26, 26/27 ve 27/28 Nisan 2002'de yapılan gözlemleri aynı ölçeğe taşınmıştır

25 Nisan 2002 tarihli gözlemde değişenin parlaklığında ~0.45 evrede ~0.2^{m} değerinde bir azalma sözkonusudur (Bkz. Şekil 2.). Bu genlik değeri büyüklük olarak gecelik değişim değerinin üzerinde olmasına rağmen sözkonusu değişim, sistemde bir örtmenin varlığına işaret etmemektedir. Sonraki evrelerde değişene ait değişim karekteristiği incelendiğinde tekrarlamayan bir olgu ile karşılaşılır. Aynı gecede (25/04/2002) CBA (Center of Backyard Astronomy) Belçika Gözlemevi'nden Tonny Vanmunster tarafından elde edilen ışık eğrilerinde gözlenen değişim özelliklerinin bizimkilerle uyum içerisinde olduğu görülmektedir ve 0.46 evre civarında gözüken etkiye burada da rastlanmaktadır (Şekil 3.)



Şekil 3. Tonny Vanmunster tarafından 25/26 Nisan 2002 tarihinde yapılan, RXJ1643.7+3402 değişen yıldızına ait Değişen-Mukayese (ΔV) CCD fark ışık ölçümü

KAYNAKLAR:

Monet, D., Bird A., Canzian, B., Dahn, C., Guetter, H., Harris, H., Henden, A., Levine, S., Luginbuhl, C., Monet, A. K. B., Rhodes, A., Riepe, B., Sell, S., Stone, R., Vrba, F. and Walker, R. 1999. The USNO-A2.0 Catalogue, U.S. Naval Observatory, Washington DC.

Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., Brauninger, H., Briel, U., Burkert, W., Dennerl, K., Englhauser, J., Gruber, R., Haberl, F., HartneR, G., Hasinger, G., Kurster, M., Pfefferman, E:, Pietsch, W., Predehl, P., Rosso, C., Schmitt, J. H. M. M., Trumper, J. and Zimmerman, H. U. 1999. The ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 349: 389-405.

Mickaelian, A. M., Balayan, S. K., Ilovaisky, S. A., Chevalier, C., Veron-CettY, M.- P., and Veron, P. 2002. RX J1643.7+3402: A New Bright Cataclysmic Variable. *Astronomy and Astrophysics*, 381: 894-904.

Yarı Düzenli Değişen Yıldızların TUG 'nde Yapılan Radyal Hız Gözlemleri: RY Cam 'ın Radyal Hız Değişimi

Z. Aslan[1,2] ve C. Yeşilyaprak[1]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Antalya
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi

Samanyolu'nun yaşlı ince disk bileşeninden kalın disk disk bileşenine geçişi incelemek üzere Vilnius Üniversitesi ile yürüttüğümüz ortak bir proje çerçevesinde RTT150 ile fotoelektrik radyal hız ölçümleri yapıldı. Bu çalışma sırasında seçilmiş yarı-düzenli değişen yıldızların radyal hızlarını gözledik. Kullanılan fotoelektrik hızmetre, Vilnius Üniversitesine ait Coravel diye bilinen alettir (Şekil 1). RTT150 Cassegrain odağına takılan bu aletle, A5-M5 tayf türü aralığında, 12. kadire kadar yıldızlar gözlenebilmektedir. Parlaklığa bağlı olarak, 4-10 dakika arasında bir radyal hız ölçülebilmektedir. Ölçü hatası genellikle 1 km/s den küçüktür. Örnek bir liste Çizelge 1 de verilmiştir.

Çizelge – 1 : SR tipi yıldızların radyal hız ölçümleri

HIP	JHD	Vr (km/s)	σVr (km/s)
1110	51887.297	-47.4	0.8
1110	51888.218	-47.1	0.9
1110	51892.312	-45.8	0.9
1110	51893.271	-44.9	0.8
1131	51887.312	-2.6	0.8
1131	51887.319	-1.4	0.8
1131	51888.228	-1.1	0.8
1131	51892.325	-1.9	0.8
1131	51893.288	-1.8	0.8
10013	51887.356	44.9	0.7
10013	51888.208	45.0	0.8
10013	51892.337	45.9	0.8
10013	51893.301	45.8	0.8
10013	51894.370	44.6	0.7
11437	51887.378	6.3	0.9
11437	51888.480	6.8	0.9
11437	51890.427	5.6	0.8
11437	51892.372	8.3	1.0
11437	51893.325	6.6	0.8
11437	51894.385	6.0	0.9

RY Cam'ın radyal hız değişimi

Program yıldızlarından birinde, RY Cam'da, radyal hız değişimi görüldü. Değişim genliğini ve dönemini belirlemek amacıyla bu yıldız olabildiğince sık gözlendi (Çizelge 2). SRb türü yarı-düzenli değişen yıldız olan RY Cam'ın ışınım değişim dönemi olarak Değişen Yıldızlar Kataloğu (GCVS) 135,7 gün; Hipparcos Kataloğu (ESA 1997) 134.2 gün vermektedir. Gözlenen radyal hız eğrisinden (Şekil 2), gözlemlerin azlığı nedeniyle, kesin bir dönem bulmak ve ışınım dönemi ile karşılaştırmak zordur. Ancak olası bir dönem, ışınım dönemi ile uyumsuz değildir.

Çizelge – 2 : HIP 21059 (RY Cam) (SR), radyal hız ölçümleri

HIP	JHD	Vr (km/s)	σVr (km/s)
21059	51887.336	-19.6	0.9
21059	51888.395	-19.8	0.8
21059	51890.476	-20.3	0.9
21059	51890.477	-20.5	0.9
21059	51892.432	-19.8	0.8
21059	51892.434	-20.2	0.7
21059	51893.367	-17.6	0.8
21059	51893.369	-16.7	0.9
21059	51969.249	-26.3	0.7
21059	51974.266	-26.1	0.7
21059	51976.296	-26.5	0.7
21059	52142.432	-25.2	0.8
21059	52199.623	18.0	0.7
21059	52205.634	-17.3	0.7
21059	52350.275	-23.1	0.6
21059	52356.278	-23.6	0.7

Şekil 2. RY Cam'ın radyal hız değişimi

Radyal hızın değişim nedeni

a) *Çift sistemde yörünge hareketi:* Hipparcos Kataloğu (ESA 1997) RY Cam 'ın, 0.16 açısaniyesi ötede bir astrometrik bileşeni olduğunu belirlemiştir (Şekil 3). Iraklık açısı (paralaks) çizgisel uzaklığı 94 Astronomi Birimi (AB) vermektedir. Dairesel yörünge ve 90 derece eğim açısı varsayımı altında, Kepler'in 3.yasası toplam kütle 1, 2, ve 3 Mo için yörünge dönemi olarak sırasıyla 896, 633 ve 517 gün vermektedir. Bu olası değildir çünkü ışık merkezinin hızı + 4 km/s den – 4km/s ye yaklaşık 100 günde düşmektedir (Şekil 2).
b) *Zonklama:* Yarı-düzenli yıldızlarda ışınım değişiminin kaynağının zonklama olduğu bilinmektedir. RY Cam 'daki radyal hız değişiminin kaynağı yarıçap değişimi ise, radyal hız eğrisinin integrali çap değişimini verecektir. ¼ P süresi içinde radyal hız değişimini yaklaşık çizgisel kabul edersek yarıçap değişim genliği $\Delta R \sim 1/8\ \Delta Vr\ P$ olur, burada Vr hız genliği, P dönemdir. $\Delta Vr \sim 4.5$ km/s ve P = 134 gün alınırsa bu toplam yarıçap değişimi için 9 Ro vermektedir. Barne –Evans bağıntısı yarıçap için ~108 Ro ile karşılaştırılırsa , bu % 8 yarıçap değişimi anlamına gelmektedir.

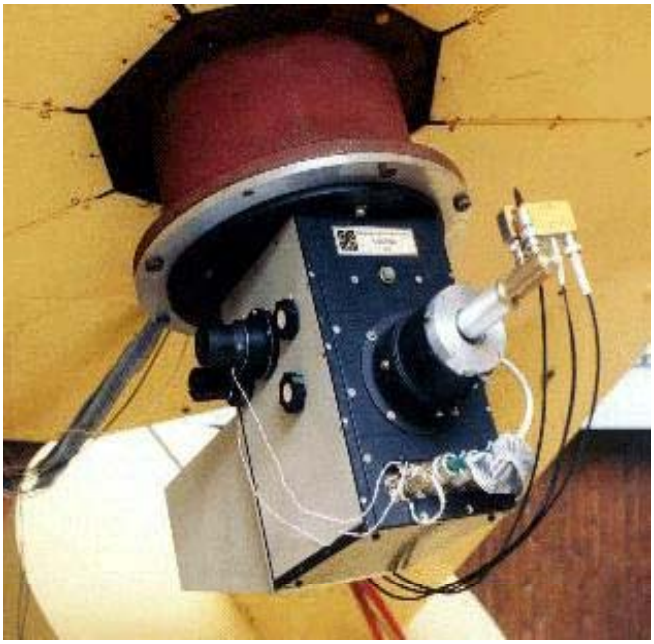
   RY Cam'da yalnız yarıçap değişimi $\Delta L/L \sim 2\Delta R/R \sim 2x\ 0{,}08 \sim 0{,}16$ oranında ışınım gücü değişimi anlamına gelir. Halbuki gözlenen ışık değişimi genliği ~ 0,7 kadir kadardır (Şekil 4); bu $\Delta L/L \sim 1$ anlamına gelir. O halde RY Cam'da sıcaklık değişimi de olmalıdır. Literatürde tayf sınıfı M3IIIvar olarak verilmektedir.

Zonklama kipi

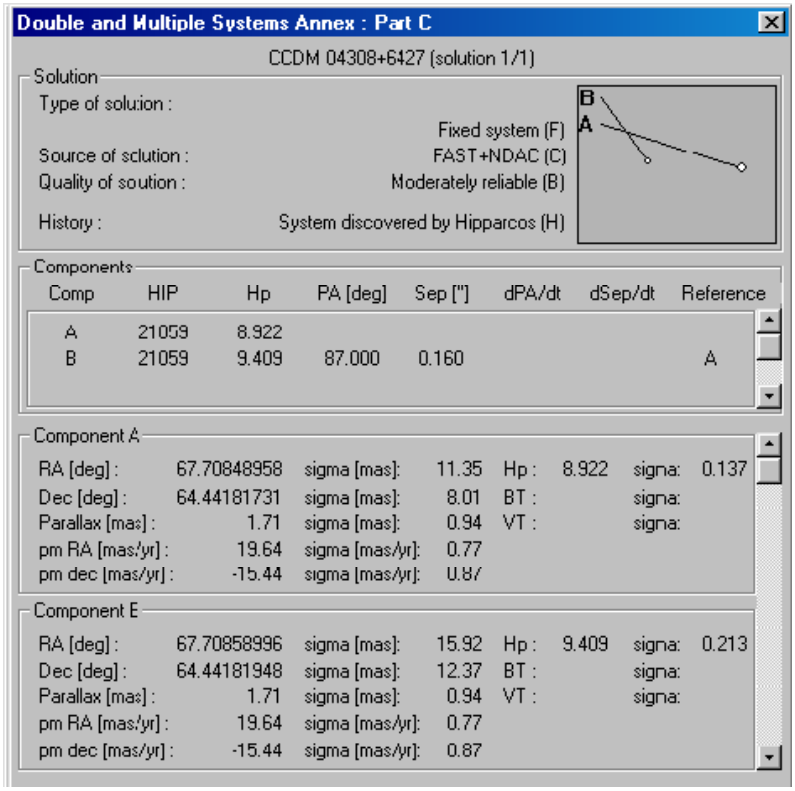
Temel harmonikte salınım için log P = 1.949 Log R – 0.9 log M – 2.7 (Wood 1990) ve 1.harmonik için log P = 1.5 Log R – 0.5 Log M +log Q, ve Q ~0.04 (Fox ve Wood 1982) alınırsa P = 134 günlük ışınım dönemi çeşitli kütleler için şu yarıçapları vermektedir:

M	R(temel)	R (1.harmonik)
0,5	103	178
0,55	108	183
1,0	142	234
1,5	172	256

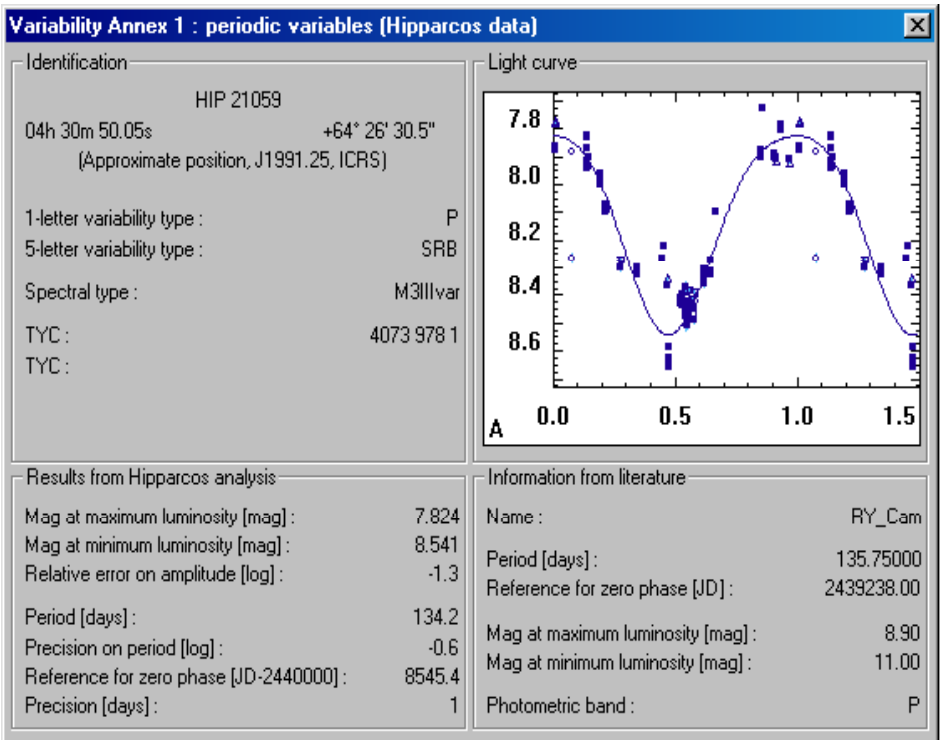
Uzay hız bileşenleri (U,V,W) = (-20,-70,7) km/s ve olası kütle telel harmoniği desteklemektedir.



Şekil 1. RTT150 cassegrain odağında coravel



Şekil 3. Hipparcos astrometrik gözlemleri



Şekil 4. Hipparcos ışıkölçüm gözlemleri

U Oph Örten Çift Sisteminde Eksen Dönmesi ve Işık-Zaman Etkisi

Z. Bozkurt, Ö.L. Değirmenci

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi,Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
35100, Bornova,İzmir
zeynep,omerd@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet : U Oph örten çift sisteminin değişimi 1871 yılından beri bilinmektedir. 1940'lardan önce U Oph'un döneminin değişip değişmediği belirsiz kalmıştır. Fotoelektrik minimum zamanlarının gözlenmeye başlaması ile dönemde değişme olduğu ortaya çıkmıştır. Birçok yazar ışık-zaman yörüngesi için farklı değerler vermiştir. Kamper (1986)'in yaptığı dönem çalışmasına kadar detaylı ve titiz bir dönem çalışması yapılmamıştır. U Oph örten çift sistemi için literatürde mevcut olan minimum zamanları ile 1999 yılında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenen 2 yan ve 1 baş minimum kullanılarak O – C analizi yapılmıştır. Analiz sonucunda 37.83 yıllık ışık-zaman etkisi ve 20.46 yıllık eksen dönmesi belirlenmiştir.

1.Giriş

B5 tayf türünden iki anakol yıldızını içeren U Oph örten çift sistemi göreli olarak kısa sayılabilecek bir yörünge dönemine (P: 1.677 gün) sahip olmasına rağmen ayrık bir sistemdir. U Oph örten çift sistemi boyutları ve kütlesi iyi belirlenen yıldızlar içinde yer almaktadır Andersen (1991). Bu güne kadar ışık ve hız eğrilerinde dikkati çeken bir anormalliğe rastlanmamıştır. U Oph aynı zamanda $13^m.0$ parlaklığında, 20".7 uzaklıkta, geç G tayf türünden $\approx 0.8\ M_\odot$ kütleli görsel bir bileşene sahiptir. U Oph'un Holmgren et al. (1991)'den alınan salt parametreleri Çizelge 1'de verilmektedir.

Çizelge 1. U Oph örten çift sisteminin salt parametreleri.

Element	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
Kütle $M_\odot$	4.93±0.05	4.56±0.04
Yarıçap $R_\odot$	3.29±0.06	3.01±0.05
T_{eff} (°K)	16900±1500	16000±1500
log g (cgs)	4.10±0.01	4.14±0.02
M_{bol}	-2.52±0.39	-2.08±0.41
M_v	-0.86±0.44	-0.55±0.48
BC	-1.66±0.22	-1.52±0.24
Yaş (yıl)	$4x10^7$	$4x10^7$
vsini (kms^{-1})	125±5	115±5

U Oph sisteminin ilk ışık eğrisi, 1882 yılında Wendel ve Pickering tarafından yapılan gözlemler kullanılarak Bailay (1903) tarafından elde edilmiştir. İlk olarak Shapley tarafından çözülen bu ışık eğrisinde yan minimumun 0.496 evrede gerçekleştiği görülmüştür. Wendel (1913) tarafından 1906'dan 1912'ye kadar yapılan gözlemlerde ise yan minimum 0.497 evrede gerçekleşmektedir. Viola (1928), Bemporad tarafından 1918'den 1921'e kadar yapılan 244 fotometrik gözlemi kullanarak bir çalışma yapmıştır. Normal noktalarla oluşturulan ışık eğrisinde yan minimum 0.441 evrede gerçekleşmektedir. Magalashvili (1949) sarı ve mavi fotoelektrik ışık eğrisini elde etmiştir. Gözlemler 1944-1945 aralığını kapsamakta ve yan minimum 0.498 evrede gerçekleşmektedir. Huffer ve Kopal (1951) filitresiz olarak 1939-1941 ve 1947-1948 aralıklarında toplam 434 gözlem rapor etmişlerdir. Minimumlar içinde gözlemler homojen değildir ve minimumlarda $0^m.2$'ye varan saçılmalar vardır. Bu çalışmada yan minimum yerine ilişkin bir bilgi verilmemiştir. Plavec, Pekny&Smetanova (1960) sistemin değişimi keşfedildiğinden beri mevcut minimum zamanlarını kullanarak kapsamlı bir dönem çalışması yapmışlardır. Bu çalışma sonucunda dönem için P: $1^d.67734523$ değerini elde etmişlerdir. Eaton&Ward (1973), 1970'ten itibaren birçok dalgaboyunda yaptıkları incelemelerde tüm yan minimumların 0.5012 evrede olduğunu göstermişlerdir. U Oph sisteminin tayfsal yörüngesi ise Plasket (1919), Abrami (1958), Pearce (1960) ve Popper&Carlos (1970) tarafından elde edilmiştir.

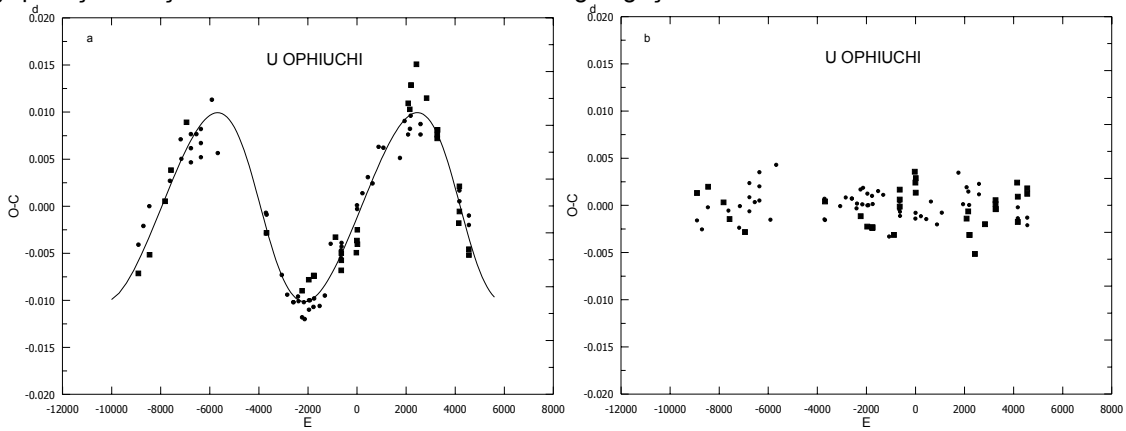
1940'lardan önce U Oph'un döneminin değişip değişmediği belirsiz kalmıştır. Fotoelektrik minimum zamanlarının gözlenmeye başlaması ile dönemde değişme olduğu ortaya çıkmıştır. Parenago (1949) $P'/P = 10000$ ($P' \approx 46$ yıl) olarak verilen periyodik bir terim önermiş ve bunu üçlü

sistemdeki ışık-zaman etkisi olarak yorumlamıştır. Üçüncü cismin kütlesini güneş kütlesinden daha küçük bulmuş ve bunu üçüncü cismin ışığının belirlenememesinin sebebi olarak göstermiştir. Koch&Koegler (1977) tarafından sistemin fotometrik analizi yapılmıştır. Bu çalışmada sistemdeki üçüncü bir yıldızın varlığından sözedilmekte ve bu bileşene ilişkin parametreler verilmektedir. U Oph üçüncü bir cisme sahipse bunun orta A veya G tayf türünden anakol öncesi ya da anakol cismi olması gerektiği ileri sürülmektedir. Yazarlar, yan minimumların baş minimumlara göre gösterdiği saçılmaya dikkat çekmekte ve bu tür saçılmaların eksen dönmesinin belirtisi olabileceği, ancak belirgin bir dönemlilik olmadığı için bu ihtimalin gözardı edildiğini söylemektedirler. Frieboes-Conde&Herczeg (1973) 49.3 veya 55.25 dönemli iki olası ışık zaman etkisi önermiştirler. Panchatsaram (1981) ise 27.55 yıl dönemli bir ışık-zaman etkisi belirlemiştir. Samus&Galkina (1984) da ışık-zaman etkisi üzerinde durmuşlardır. Belirsilik devam etmiş ve farklı yazarlar, farklı ışık-zaman yörüngesi değerleri vermişlerdir.

Detaylı ve titiz bir dönem çalışması Kamper (1986) tarafından yapılmıştır. Diferansiyel düzeltme yöntemi ile 38.7±0.2 yıl dönemli ışık-zaman etkisi ile 20.7 yıl dönemli eksen dönmesi belirlemiştir. Kamper, çift sistemin yörünge basıklığı için e: 0.0031±0.0003, iç yapı sabiti k_2 için 0.0059 ve üçüncü cismin kütle aralığı olarak da 0.8 $M_\odot \leq m_3 \leq$ 1.1 $M_\odot$ değerini vermektedir. Üçüncü bileşenin anakola doğru büzülme aşamasında erken G ve orta F tayf türü arasında olması gerektiğini ileri sürmüştür. Sistemin fotometrik ve polarimetrik gözlemleri Eritsian ve ark. (1998) tarafından yapılmıştır. Dönem değişimi ile ilgili en son çalışma Wolf ve ark. (2002) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada ışık-zaman etkisi yörüngesi için 37.6±0.2 yıl ve eksen dönmesi için ise U = 20.1±0.1 yıllık dönem verilmiştir.

2. U Oph Örten Çift Sisteminin O-C Analizi

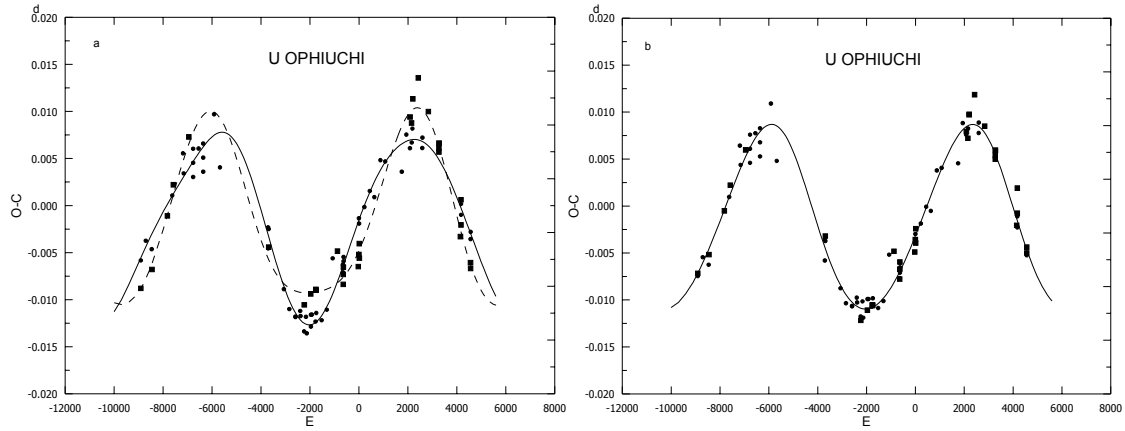
U Oph örten çift sistemi için literatürde mevcut olan minimum zamanları ile 1999 yılında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenen 2 yan ve 1 baş minimum zamanı kullanılarak O – C analizi yapılmıştır. Başlangıç olarak sistemde yalnızca ışık-zaman etkisi olduğu varsayımı ile çözüm yapılmıştır. Bu çözüm sonucunda elde edilen O – C grafiği Şekil 1a'da verilmektedir.



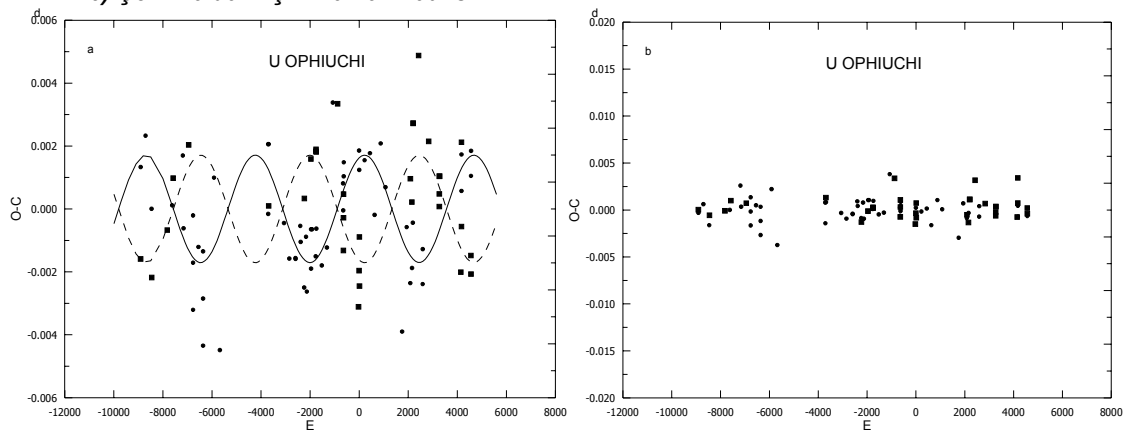
Şekil 1. a) *Yalnızca ışık-zaman etkisi varsayımı ile yapılan çözüm sonucu elde edilen O-C eğrisi.*
b) *Gözlemsel noktalarla kuramsal eğri arasındaki farklar. Şekilde içi dolu daireler baş, kareler yan minimuma karşılık gelmektedir.*

Grafikteki gözlemsel noktalarla kuramsal eğri arasındaki farklara bakıldığında (Şekil 1b**)** baş ve yan minimumlar için zıt yönlü bir dağılım görülmektedir. Bu zıt yönlü dağılım sebebi ile ışık-zaman ve eksen dönmesi etkilerinin birlikte olduğu çözüm yapıldı.

Çözüm sonucu elde edilen O – C eğrisi Şekil 2a'da görülmektedir. Bu çözümdeki ışık-zaman ve eksen dönmesi etkilerinden kaynaklanan katkılar sırasıyla Şekil 2b ve Şekil 3a'da verilmektedir. Teorik eğri ve gözlemsel noktalar arasındaki fark ise Şekil 3b'de verilmektedir ve şekilden de görüleceği gibi baş ve yan minimumlar aynı yönlü ve sıfır civarında dağılmaktadır. Yapılan analiz sonucu elde edilen üçüncü cisim ve eksen dönmesi parametreleri Çizelge 2'de verilmektedir.



Şekil 2. a) *Işık-zaman ve eksen dönmesi etkilerinin birlikte olduğu çözüm.*
b) *Şekil 2a'daki ışık- zaman katkısı.*



Şekil 3. a) *Şekil 2a'daki eksen dönmesi katkısı.*
b) *Şekil 2a'daki gözlemsel noktalarla kuramsal eğri arasındaki farklar.*

Çizelge 2. U Oph örten çift sisteminin eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri.

Eksen Dönmesi		**Üçüncü Cisim**	
T_0 (HJD)	24	P_3 (yıl)	37.83±0.11
P_s (gün)	1.67734583±0.00000002	A_3 (gün)	0.0098±0.0001
P_a (gün)	1.677722358	e_3	0.154±0.008
E	0.0032±0.0002	ω_3 (°)	132±7
$\dot{\omega}$ (°/çevrim)	0.08079±0.00133	T_3 (HJD)	24 35906±30
ω_0 (°)	162±5	$a_{12}\sin i_3$	1.713±0.022
U (yıl)	20.46±0.34	σ	$0^g.00122$

3. İç Yapı Sabiti

Çizelge 2'de verilen eksen dönme parametrelerini kullanarak ve bileşenlerin yaklaşık olarak aynı iç yapı koşullarına sahip oldukları varsayımını yaparak,

$$\bar{k}_2 = \frac{1}{c_1 + c_2}\frac{P_a}{U} = \frac{c_1 k_1^{(2)} + c_2 k_2^{(2)}}{c_1 + c_2} \qquad (1)$$

ifadesinden gözlemsel iç yapı sabiti için $\log \bar{k}_2(obs) = -2.1819$ değeri elde edilir. (7) denklemindeki c_1 ve c_2 yörünge dışmerkezliği, kesirsel yarıçap, bileşenlerin kütleleri ve bileşenlerin dönme hızlarının yörünge hızına oranına bağlı olarak şu şekilde verilir:

$$c_i = \left(\frac{a_i}{a}\right)^5 \left\{ 15\frac{m_{3-i}}{m_i} f_2(e) + \left(\frac{w_i}{w_k}\right)^2 \left(1+\frac{m_{3-i}}{m_i}\right) g_2(e) \right\} \qquad (i=1,2) \qquad (2)$$

Sistemin fiziksel parametreleri Holmgren ve ark.(1991) çalışmasından alınmıştır. Teorik iç yapı sabitini hesaplayabilmek için Claret&Gimenez(1989) tarafından oluşturulan tablolardan yararlanıldı. Tablolardan bileşenlerin kütleleri ve çekim ivmelerine karşılık gelen k_2 değerleri okunarak teorik içyapı sabiti için $\log \bar{k}_2(teo) = -2.1872$ değeri bulundu. Bu iç yapı sabiti değerleri Wolf et al.(2002) tarafından hesaplanan $\log \bar{k}_2(obs) = -2.183$ ve $\log \bar{k}_2(teo) = -2.188$ değerlerine oldukça yakındır.

U Oph sistemindeki relativistik eksen dönmesi,

$$\left(\frac{\Delta\omega}{2\pi}\right)_{rel} = \frac{3G(m_1+m_2)}{ac^2(1-e^2)} \qquad (3)$$

ifadesi ile $\dot{\omega}_{rel}$ = 0.001724 °/çevrim olarak hesaplandı. Wolf ve ark.(2002) tarafından $\dot{\omega}_{rel}$ = 0.00173 °/çevrim vermişlerdir.

4. Üçüncü Cismin Kütlesi

Üçüncü cismin kütlesi için bir alt sınır belirlemek üzere kütle fonksiyonu için verilen,

$$(\sin^3 i_3)m_3^3 - f(m_3)m_3^2 - 2m_{12}f(m_3)m_3 - m_{12}f(m_3) = 0 \qquad (4)$$

denkleminde i_3=*90°* alınarak *f(m_3)* = 0.100351 ve $m_3 \geq 0.715\ m_\odot$ bulunmuştur. Üçüncü cismin kütlesini 0.715 $m_\odot$ kabul edersek,

$$m_{12}a_{12}\sin i_3 = m_3 a_3 \sin i_3 \qquad (5)$$

ifadesinden, $\sin i_3 = 1$ varsayımı ile a_3 = 22.736 AB ve buradan göreli yörüngenin yarı büyük eksen uzunluğu,

$$a = a_{12} + a_3 \qquad (6)$$

den $a = 24.449 AB$ bulunur. Bu durumda çift ile üçüncü bileşen arasındaki açısal görünür uzaklık enberi ve enötede sırasıyla,

$$\rho_{eb} = \frac{a(1-e_3)\sqrt{1-\sin^2\omega_3}}{d}$$

$$\rho_{eö} = \frac{a(1+e_3)\sqrt{1-\sin^2\omega_3}}{d} \qquad (7)$$

denklemlerinden $\rho_{eb} = 0''.080$, $\rho_{eö} = 0''.108$ olarak hesaplanmıştır. Bu değerler çift ile üçüncü bileşen arasındaki görünür açısal ayrıklıklar için sırasıyla alt ve üst limitlerdir. Sistemni uzaklığı Guide'dan d = 172.41 pc olarak alınmıştır.

Çiftin ortak kütle merkezinin dikine hız değişiminin yarı genliği K,

$$K = \frac{2\pi}{P_3}\frac{a_{12}\sin i_3}{\sqrt{1-e_3^2}} \qquad (8)$$

ifadesinden K = 1.37 km/s olarak hesaplanmıştır. Buradan toplam genlik için 2K = 2.74 km/s değeri bulunmuştur.

5. Sonuç

U Oph örten çift sisteminin literatürde mevcut olan ve E.Ü. Gözlemevi'nde elde edilen minimum zamnları kullanılarak dönem analizi yapılmıştır. Analiz sonucunda eksen dönme açısal hızı için $\dot{\omega}_{obs}$ = 0.08079±133°/çevrim değeri elde edilmiştir. Bu hıza karşılık elde edilen eksen dönme dönemi ise U=20.46±34 yıl'dır. U Oph, bu dönemle en kısa eksen dönme dönemine sahip yıldızlardan birisidir.

U Oph örten çift sisteminde ayrıca 37.83 yıl dönemli ve minimum kütlesi $0.715M_{\odot}$ olan üçüncü bir cisim belirlenmiştir. Bu minimum kütle kullanılarak üçlü sistemin göreli yarı-büyük eksen uzunluğu için a = 24.45 AB elde edilmiştir. Yakın çift ve üçüncü bileşen arasındaki görünür açısal uzaklıklar için enberi ve enöte'de sırasıyla 0".080 ve 0".108 değerleri hesaplanmıştır. Çiftin ortak kütle merkezinin dikine hız değişiminin yarı genliği K = 1.37 km/s olarak belirlenmiştir.

Teşekkür

Bu çalışma E.Ü. Arştırma Fonu tarafından 98/Fen/52 no'lu proje olarak desteklenmiştir.

Kaynaklar

Abrami, A., 1958, Trieste Contr. No.283, 3
Andersen, J., 1991, The Astron.Astrophys. Rev., 3:91-156
Bailey, S.I., 1903, Ann. Harvard Coll.Obs., 46, 212
Claret, A., Gimenez, A., 1989, A&AS, 81, 1
Eaton, J.A., and Ward, D.H., 1973, Ap.J., 185, 921
Eritsian, M.A., Docobo, J.A., Melikian, N.D., and Tamazian, V.S., 1998, Astron.Astrophys. 329, 1075-1079
Friebos-Conde, H., and Herczeg, T., 1973, Astron.Astrophys.Suppl.Ser., 12, 1
Holmgren, D.E., Hill, G., Fisher, W., 1991, Astron.Astrophys., 248, 129-138
Huffer, C.M., and Kopal, Z., 1951, Ap.J., 114, 297
Kamper, B.C., 1986, A&SS, 120,167-189
Koch, R.H., and Koegler, C.A., 1977, Astron.J., 214, 423
Magalashvili, N.L., 1949, Abastumani Bull., 10, 1
Panchatsaram, T., 1981, Bull.Astron.Soc.India, 9, 139
Parenago, P.P., 1949, Peremennye Zvezdy 7, 102
Pearce, J.A., 1960, AJ, 65, 55
Plavec, M., Pekny, Z., and Smetanova, M., 1960, Bull.Astr.Inst.Czechoslovakia, 11, 180
Plaskett, J.S., 1919, Publ.Dom.Astrophys.Obs., 1, 138
Popper, D.M., Carlos, R., 1970, Publ.Astron.Soc.Pacific, 82, 762
Samus, N.N., and Galkina, M.P., 1984, Astron.Tsirk., No.1340
Shapley, H., 1915a, Contr.Princeton Univ.Obs., 3, 84
Viola, G., 1928, Contr.Astr.Oss.Capodimente, Napoli, No.50
Wendell, O.C., 1913, Ann.Harvard Coll.Obs., 69, 77
Wolf, M., Harmanec, P., Diethelm, R., Hornoch, K., and Eenens, P., 2002, 383, 533-539

Yüksek Enerji Astrofiziği

Sıradışı X-ışını Pulsarları ve Yumuşak-Gama Yineleyicileri ile Süpernova Kalıntıları Arasındaki Genetik Bağlar

Aşkın Ankay

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06531-Ankara

Özet

Sıradışı X-ışını pulsarları ve yumuşak-gama yineleyicileri ile genetik bağlı olan süpernova kalıntılarının gözlemsel verilerini ve bazı özelliklerini kullanarak bu cisimlerin doğası hakkında önemli bilgiler elde edebiliriz. Bazı kriterleri göz önüne alarak olası genetik bağları inceledik. Sıradışı X-ışını pulsarlarlarından 3 tanesinin süpernova kalıntıları ile genetik bağlı olduğu sonucuna vardık. Yumuşak-gama yineleyicilerinden de 2 tanesi süpernova kalıntılarına genetik olarak bağlı olabilir. Ayrıca, uzaklık ve yaş verilerini inceleyerek bunlar için bazı değerler bulduk.

1. Giriş

Sıradışı X-ışını pulsarları (SXP) ve yumuşak gama yineleyicileri (YGY) son 7-8 yılda özellikle yoğun olarak incelenmiş ve doğası anlaşılmaya çalışılmış olan kaynaklardır. Bu kaynakların özelliklerini açıklamak için temel olarak 2 ayrı model ileri sürülmüştür; magnetar modeli ve madde aktarımı modeli (bakınız Yazgan 2002a, 2002b).

Bu çalışmada SXP`lerin ve YGY`lerin Süpernova kalıntıları (SNK) ile genetik bağlantıları incelenmektedir. SXP`ler ve YGY`ler Galaktik düzleme yakın cisimler olduklarından ve YGY`ler gama ışını patlamaları yaptıkları için (SXP ve YGY`lerin aynı sınıfa ait cisimler olduklarını varsayarak) SXPler ve YGYler genç kaynaklar olmalıdır. Bunların SNK`lerle olan genetik bağlantılarını ortaya çıkarmakla hem bu cisimlerin gerçekten de genç olduklarını kanıtlamış olur (bir SNK`nin maksimum yaşama süresi yaklaşık olarak 10^5 yıldır) hem de SNK ile bağlı olan SXP/YGY için SNK`nin gözlemsel verilerini kullanabiliriz (yaş, uzaklık vs.). SXP/YGY – SNK çiftleri bulmanın bir diğer önemi de SXP ve özellikle YGY gibi ilginç kaynaklarla bağlı olan SNK`lerin diğer nötron yıldızı türleriyle (radyo pulsarlar ve X-sönük radyo-sessiz nötron yıldızları) bağlı olan SNK`lerden farklı özelliklere sahip olup olmadıklarının ve bu SNK`lerle benzer ortamlarda genişleyip genişlemediklerinin araştırılmasına olanak sağlamasıdır (bu karşılaştırmalarla ilgili olarak bakınız Ankay 2002).

Bazı genç radyo pulsarların SNK`lerle genetik bağlantısı bulunamamıştır (Kaspi 2000). Bu durumda bazı SNK`lerin nispeten kısa bir ömür sürdürdüklerini söyleyebiliriz. Bu da SNK`lerle bağlantısı olmayan SXP ve YGY`lerin mutlak olarak 10^4 – 10^5 yıldan daha yaşlı olduğunu iddia edemeyeceğimizi gösterir.

SXP/YGY`ler ile SNK`ler arasındaki olası genetik bağlantıların gerçek olup olmadığını ortaya çıkarabilmek için bazı kriterler incelenmelidir (radyo pulsar – SNK bağlantıları için bakınız Kaspi 2000 ve Allakhverdiev et al. 1997a). Bu kriterlerin incelenen durumdaki geçerlilikleri ve uygulanabilirlikleri göz önüne alınarak olası genetik bağlantının gerçekliğini en iyi şekilde sınayabilmek için mümkünse kriterlerin tümü dikkate alınmalıdır. Genetik bağlantının gerçekliğini sınamada gerekli olan bu kriterler şunlardır: 1) nötron yıldızının SNK`nin geometrik merkezine göre olan pozisyonu. 2) nötron yıldızının SNK ile etkileştiğini gösteren bazı işaretler. 3) nötron yıldızı ve SNK`nin aynı uzaklıkta olup olamayacağını kontrol etmek için nötr hidrojen sütun yoğunluklarının (N(HI)) hata payları içinde birbiriyle kıyaslanması. 4) SXP ve YGY`lerin uzay hızlarının (nötron yıldızının SNK ile genetik bağlantısı olduğu varsayılarak nötron yıldızının SNK`nin geometrik merkezinden uzaklığı ve SNK`nin yaşı kullanılarak hesaplanır) radyo pulsarların uzay hızlarının dağılımı ile karşılaştırılması. 5) SXP/YGY`nin magnetar olması durumunda SNK`nin yaşı ile SXP/YGY`nin `karakteristik` yaşının ($\tau = P / (n - 1) P`$, P X-ışını pulsarının spin periyodu P` bu periyodun zaman göre türevi, n ise frenleme indeksidir) karşılaştırılması. Nötron yıldızının izole bir dönen dipol olması ve spin periyodunun doğduğu zamanki spin periyodundan çok büyük olması durumunda τ değeri gerçek yaşa yakındır. Eğer SXP ve YGY`ler magnetar ise manyetik alanın bozunması ($n > 3$) ve/veya çevredeki maddeyle etkileşme ($n < 3$) göz önüne alınarak hesaplanan $\tau$ değeri gerçek yaşa yakın olabilir. Öte yandan, bir SNK ile genetik bağlı olduğunu kabul ettiğimiz bir SXP ya da YGY`nin frenleme indeksi SNK`nin yaşı ile τ değerinin kıyaslanması sonucu hata payları içinde hesaplanabilir.

Genel olarak, bir pulsar ile bir SNK arasındaki genetik bağın ortaya çıkarılması için yukarıda sayılan kriterler içinde en önemlileri 1. ve 2. kriterlerdir: pozisyon ve etkileşim. SXP ve YGY`ler söz konusu olduğunda güvenilir diyebileceğimiz tek kriter pozisyondur. Bunun nedeni bu ilginç cisimlerin nadir karşılaşılan cisimler olmalarıdır; gözlemlenen SXP ve YGY`ler uzak cisimlerdir, bu yüzden de

pozisyon kriteri dışındaki kriterler daha az güvenilirdir. Öte yandan, SXP ve YGY`ler nadir rastlanan cisimler olduklarından bu cisimlerin SNK`lerin içine şans eseri izdüşüm yapmaları çok düşük bir olasılıktır. Bu çalışmada kullanılan yöntem, pozisyon başta olmak üzere, olası tüm kriterleri hata payları içinde dikkate almaktır; gözlemsel veriler arttıkça pozisyon dışındaki kriterlerin (özellikle etkileşim kriterinin) değeri artacaktır.

2. SXP/YGY – SNK Bağlantıları

Bu bölümde yukarıda açıklanan kriterler kullanılarak SXP/YGY – SNK bağlantıları incelenecektir. Aşağıdaki değerlendirmelerde sıkça kullanılacak olan $\beta \equiv \Delta\theta/\theta$ tanımlaması SXP/YGY`nin SNK`nin geometrik merkezinden olan açısal uzaklığının ($\Delta\theta$) SNK`nin açısal yarıçapına bölümüdür. Başka bir deyişle $\beta$ değeri SXP/YGY`nin uzay hızının izdüşümünün (yatay hız) SNK`nin genişleme hızına olan oranına karşılık gelmektedir.

2.1. YGY – SNK Bağlantıları

YGY 0526-66 – SNK N49: YGY 0526-66 Büyük Magellan Bulutsusu`nda bulunan SNK N49`ın kenar kısmına yakın bir pozisyona sahiptir (β = 0.6 - 1, Vancura vd. 1992). Bu SNK yoğun bulutların bulundugu oldukça yoğun bir ortamda yaklaşık olarak küresel bir biçimde genişlemektedir. N49`ın yüzey parlaklığı değerleri hem radyo hem de X-ışını bandında oldukça inhomojendir (Banas vd. 1997; Williams vd. 1999; Castro-Tirado ve Gorosabel 1999). Vancura vd. (1992) bu SNK`nin yaşını 5500 yıl olarak vermişlerdir. Bu SNK`nin doğrusal çapı yaklaşık 15-16 pc olduğundan yaşı 5500 yılın çok üzerinde olamaz. YGY`nin yaşını 5500 yıl olarak kabul edersek uzay hızı yaklaşık olarak 1200 km/s çıkmaktadır (Marsden vd. 1999). YGY`nin SNK ile etkileşimini gösteren bow-shock ya da jet gibi bir işarete rastlanmamıştır.

Çok yoğun bir ortamda olmasından dolayı SNK N49 mor ötesi ve X-ışını bantlarındaki ısısal ışıması büyüktür. N49`ın patlama enerjisi yaklaşık 1.5 $10^{51}$ erg kadardır. Çok yoğun bir ortam içinde genişlediği için SNK`nin genişleme hızı çabucak düşmüş olmalıdır, β = 0.6 – 1 değeri de bunu desteklemektedir.

Pulsarların ortalama uzay hızı yaklaşık 250 km/s`dir (Allakhverdiev vd. 1997b; Hansen ve Phinney 1997). $\beta$ = 0.6 – 1 aralığı bu YGY`nin hızının 1000 – 1700 km/s aralığında olduğunu göstermektedir; bu çalışmada YGY 0526-66`nın hızı Marsden vd. (1999)`da verildiği gibi 1200 km/s olarak kabul edilmiştir. Bu hız değeri pulsarların ortalama hızından yaklaşık 5 kere daha büyük olmasına karşın pulsarların uzay hızları dağılımının yüksek hızların olduğu kuyruk kısmına yakın bir yerdedir.

YGY 0526-66 ve SNK N49`ın N(HI) değerlerini karşılaştırdığımızda hata payları içinde birbirleriyle uyumlu olduklarını görüyoruz. Buna ve esas olarak YGY`nin SNK`ye göre olan pozisyonuna dayanarak diyebiliriz ki YGY 0526-66 – SNK N49 ikilisinin genetik olarak bağlı olma olasılığı yüksektir. YGY ve SNK çok youn bir ortamın bulunduğu bir yönde bulunduklarından şans eseri izdüşüm olma olasılığı, düşük olmasına karşın, ihmal edilemez. İleride yapılacak gözlemlerde bir `bow-shock` ya da jet gözlenirse genetik bağlantının gerçekliği kanıtlanmış olacaktır.

YGY 1806-20 – SNK G10.0-0.3: $\beta \leq 0.5$ değeri göstermektedir ki bu YGY SNK G10.0-0.3`ün geometrik merkezine nispeten yakın bir pozisyona sahiptir. SNK`nin uzaklığı 11 kpc ise (Corbel vd. 1999) çapı yaklaşık 24 pc olmalıdır. SNK`nin N(HI) = 6 $10^{22}$ $cm^{-2}$ değeri (Sonobe vd. 1994; Murakami vd. 1994; Kouveliotou vd. 1998) 11 kpc`lik bir uzaklığa uygundur.

Green (2001)`de bu SNK`nin radyo bandındaki tipi belirlenememiştir. SNK`nin X-ışını yüzey parlaklığı merkez bölgesinde yoğunlaştığından (Vasisht et al. 1995) bu SNK`nin kompozit tipte olduğunu kabul edebiliriz. SNK`nin merkez bölgesinde (plerionik kısımda) bazen jet gözlenmektedir (Frail vd. 1997).

SNK`nin spektral indeksi α = 0.8 (Green 2001) ve α = 0.6 (Vasisht vd. 1995) olarak verilmiştir; 10^4 yaşındaki (Marsden vd. 1999) kompozit ya da kabuk tipli bir SNK için α = 0.6 daha kabul edilebilir bir değerdir.

SNK`nin yaş değerinde 2 kerelik bir hata olabileceğini kabul etsek bile YGY 1806-20`nin τ değeri SNK`nin yaşından en azından 3.5 kere daha düşüktür ki bu da 1.6`lık bir frenleme indeksi değerine karşılık gelir. Genç radyo pulsarlar 3`ten küçük frenleme indeksi değerlerine sahip olmalarına rağmen hiç birinin frenleme indeksi 2`den küçük değildir (bu durumun tek istisnası Vela pulsarıdır; bu pulsar için n = 1.4 ölçülmüştür (Lyne vd. 1996), ancak bu değerdeki belirsizlik çok büyüktür, çünkü bu değerin hesaplanmasında `glitch` aralarındaki gevşeme zamanlarının etkisi çok büyüktür.

Gaensler vd. (2001) SNK G10.0-0.3`ün gerçekten SNK olup olmadığını sorgulamışlar ve bu cismin SNK olmadığı sonucuna varmışlardır. Spektral indeksi 0.6 ya da 0.8 olan bu cisim SNK dışında

ne olabilir? Green (2001) Galaktik Süpernova kalıntıları kataloğunda bu cismin SNK olup olmadığı tartışılmaktadır şeklinde bir not düşülerek SNK G10.0-0.3 SNK`ler arasında sıralanmıştır.

Hemen hemen tüm kriterler, özellikle YGY 1806-20`nin SNK G10.0-0.3`e göre pozisyonu bu ikilinin arasında genetik bir bağ olduğunu göstermektedir. SNK G10.0-0.3 çok uzakta bulunduğundan dolayı yeterli hassaslıkta incelenememekte ve SNK olup olmadığı bugün için belirsizliğini korumaktadır. İleride yapılacak gözlemlerle G10.0-0.3`ün SNK olduğu kanıtlanırsa YGY 1806-20 – SNK G10.0-0.3 ikilisinin arasındaki genetik bağ konusundaki şüpheler ortadan kalkacaktır.

YGY 1900+14 – SNK 42.8+0.6: YGY 1900+14 SNK 42.8+0.6`nın dışında yer almaktadır ($\beta$ = 1.2-1.4, Gaensler 2000). YGY`nin bulunduğu yöne yakın bir yönde bir büyük kütleli X-ışın çifti vardır (HMXB 1907+0.97). Bu X-ışın çifti için N(HI) $\approx$ 1.5 10^{22} cm^{-2} ve uzaklık $\approx$ 3 kpc değerleri ölçülmüştür (Guseinov vd. 2000, 2002); YGY 1900+14`ün N(HI) değeri yaklaşık 3 10^{22} cm^{-2} (Kouveliotou vd 1999; Hurley vd. 1999b) olduğu için bu YGY Galaksinin Sagittarius kolunda, Güneşten 6 kpc uzaklıkta yerleşmiş olabilir. SNK 42.8+0.6 için verilen uzaklık değerleri de bu uzaklık değeri ile uyumludur: 5 kpc (Vasisht vd. 1994) ve 6 kpc (Guseinov vd. 2002, Sigma-D). YGY`nin P` (spin periyodunun zamana göre türevi) zaman içinde önemli şekilde değişmektedir (Kouveliotou vd. 1999; Woods vd. 1999a,b; Sonobe vd. 1994; Marsden vd. 1999), ortalama bir P` değeri kullanarak YGY`nin ortalama olarak karakteristik yaşını hesapladığımızda $\tau = P/2P` \approx 10^3$ yıl değerini bulmaktayız ki bu yaş değeri SNK`nin yaşından 10 kere daha küçüktür. YGY 1900+14`ün SNK ile aynı yaşta ($10^4$ yıl) olduğunu ve uzaklığının 6 kpc olduğunu kabul edersek bu YGY`nin uzay hızının gökyüzüne izdüşümü, β değerine bağlı olarak, 2000 – 3000 km/s aralığında olmalıdır. Bu ortalama pulsar hızından 8 – 12 defa daha büyük bir değerdir. Bu nedenden ötürü ve özellikle $\beta > 1$ olmasından dolayı YGY 1900+14 – SNK 42.8+0.6 arasında genetik bir bağ olmadığı sonucu ortaya çıkmaktadır. Şunu da belirtmek gerekir ki bu YGY`nin yönünde X-ışını ışıması $10^{32}$ erg/s`den büyük olan SNK bulunmamıştır (Vasisht vd. 1994).

YGY 1627-41 – SNK 337.0-0.1 (CTB 33): Bu YGY SNK CTB 33`ün oldukça dışında yer almaktadır ($\beta$ = 2-2.3, Corbel vd. 1999; $\beta$ = 1.6, Smith vd. 1999; $\beta$ = 1.7, Hurley vd. 1999a). Eğer SNK`yi oluşturan yıldız O tipi bir yıldız idiyse (bu oldukça olasıdır çünkü SNK`nin çevresindeki ortam çok yoğundur) SNK CTB 33`ün bir iyonize hidrojen (HII) bölgesi içinde genişlemekte olduğunu söyleyebiliriz. SNK`nin şeklinin bozuk olması bu HII bölgesinin içinde yoğun bulutlar olabileceğini göstermektedir. $\beta$ = 2-2.3 değerleri için YGY`nin uzay hızının izdüşümü 800 – 1000 km/s olmalıdır ve bu durumda SNK şok dalgasının ortalama genişleme hızı en fazla 500 km/s olur. 5000 yaşındaki (Corbel vd. 1999) bu SNK`nin ortalama genişleme hızı gerçekten bu kadar düşük ise SNK`yi oluşturan süpernova patlamasının enerjisi nispeten düşük olmalıdır. Düşük enerjili bir süpernova patlaması ortalama pulsar hızının 3-4 katı bir hıza sahip bir nötron yıldızı oluşturabilir mi? Bunun gerçekleşebilmesi için patlamanın asimetrisi çok büyük olmalıdır.

Bu SNK için hesaplanan yaş değeri (5000 yıl) SNK`nin çapına (5-6 pc) kıyasla büyüktür. Çap değeri 5-6 pc`den çok farklı bir değer olamaz (uzaklıktaki belirsizlik dikkate alındığında), bu nedenle SNK`nin yaşı 5000 yıldan da daha küçük olabilir. Bu durumda nötron yıldızının uzay hızının izdüşümü 1000 km/s`den daha büyük olur ve bu da nötron yıldızının kinetik enerjisi ile süpernova patlama enerjisi arasındaki tutarsızlığı arttırır.

Yukarıda açıklanan zorlukların dışında zaten YGY 1627-41 SNK CTB 33`ün dışındadır. Bu nedenlerden ötürü YGY 1627-41 ve SNK CTB 33 arasında genetik bir bağ olmadığı görülmektedir.

2.2 SXP – SNK Bağlantıları

SXP 1E1841-045 – SNK 27.4+0.0: SXP 1E1841-045 SNK 27.4+0.0`ın merkez bölgesi doğrultusundadır ($\beta$ = 0.1-0.2, Sanbonmatsu ve Helfand 1992; Vasisht ve Gotthelf 1997). SNK`nin uzaklığı 6.5 kpc olarak hesaplanmıştır (Sanbonmatsu ve Helfand 1992). SXP`nin N(HI) değeri SNK`ninkinden yaklaşık 3 kere daha büyüktür (Mereghetti 2001a; Helfand vd. 1994), ama N(HI) değerlerindeki belirsizlikleri göz önüne alarak diyebiliriz ki N(HI) değerleri hata payları içinde tutarlıdır. SXP`nin karakteristik yaşı 4700 yıl, SNK`nin yaşı ise 2000-3000 yıldır (Sanbonmatsu ve Helfand 1992; Helfand vd. 1994; Vasisht ve Gotthelf 1997). SXP`nin uzay hızı < 500 km/s olduğundan SXP ve SNK`nin yaşının 3000 – 5000 yıl aralığında bir değer olduğunu kabul edebiliriz.

SXP`nin SNK`nin merkezine izdüşüm yaptığını, N(HI) ve yaş değerlerinin tutarlı olmasını göz önüne alarak diyebiliriz ki SXP 1E1841-045 ve SNK G27.4+0.0 arasında bir genetik bağ vardır. Bu SNK`nin kabuk-tipli olması (Green 2001), yani nötron yıldızının SNK üzerinde herhangi bir etkisinin görülmemesi de ilginçtir.

SXP J1845.0-0300 – SNK G29.6+0.1: SXP J1845.0-0300 de SXP 1E1841-045 gibi doğrultusunda olduğu SNK`nin (G29.6+0.1) merkez bölgesine izdüşüm yapmaktadır (β = 0.1-0.2, Gaensler vd.

1999a). SXP`nin N(HI) değeri (5-10) $10^{22}$ $cm^{-2}$dir (SNK`nin N(HI) değeri bilinmemektedir). SNK yaklaşık 11 kpc uzaklıkta olduğundan (Guseinov vd. 2002, Sigma-D) ve l ~ 30^{o} yönünde bulunduğundan bakış doğrultumuz bu yönde Sagittarius kolunu iki kez ve 3 kpc uzaklıktaki Genişleyen (Expanding) kolu bir kez keser. Bu durumda SNK`nin N(HI) değeri SXP`ninki kadar büyük olabilir.

SXP`nin SNK`nin merkezine izdüşüm yaptığını dikkate alarak bu çiftin arasındaki genetik bağın gerçek olduğunu söyleyebiliriz. Bu SNK de bir önceki gibi kabuk-tiplidir.

SXP 1E2259+586 – SNK G109.1-1.0 (CTB 109): β = 0.2-0.3 (Rho ve Petre 1997; Green 1989) değeri ile SXP ve SNK`nin N(HI) değerleri (~$10^{22}$ $cm^{-2}$, Rho ve Petre 1993; Mereghetti 2001a) arasındaki tutarlılık SXP 1E2259+586 ile SNK G109.1-1.0 arasında genetik bir bağ olduğunu göstermektedir. Galaksinin bu bölgesinde, Galaktik anti-merkez yönünde bir SXP`nin bir SNK`nin merkezine şans eseri izdüşüm yapma olasılığı çok düşüktür. X-ışını gözlemlerinde SNK`de bir jet gözlenmiş olması (Morini vd. 1988) genetik bağın gerçek olduğuna işaret etmektedir. Bunlara karşın SNK CTB 109 hem radyo hem de X-ışını bantlarında kabuk-tiplidir.

Genetik bağın gerçekliğini destekleyen yukarıdaki kanıtlara rağmen SXP`nin karakteristik yaşı ($\tau$ = P/2P` = 180000 yıl) ile SNK`nin yaşı (3000-10000 yıl) arasında ciddi bir fark vardır. SNK`nin yaş değerinde yaklaşık 2 kere hata olabileceğini dikkate alsak ve SXP`nin manyetik alanının ciddi şekilde bozunmaya uğradığını varsayarsak ortalama frenleme indeksi $n \geq 13$ olmalıdır.

SXP ve SNK`nin bulundukları bölgeyi dikkate aldığımızda SXP`nin SNK`nin merkez bölgesine izdüşüm yapması bu çiftin arasındaki genetik bağın büyük olasılıkla gerçek olduğunu göstermektedir. SNK CTB 109 yaklaşık 5 kpc uzaklıktadır (Guseınov vd. 2002) ve SXP`nin bu uzaklıkta olamayacağını gösteren herhangi bir veri yoktur.

SXP RXS J170849-4009 – SNK G346.6-0.2: Bu SXP SNK`nin dışındadır ($\beta \geq 1.7$, Marsden vd. 1999). Eğer bu SXP`nin uzaklığı SNK`ninki gibi 10 kpc (Guseinov vd. 2002) ise ve SXP SNK gibi 20000 yaşında ise uzay hızının gökyüzüne izdüşümü 1000 km/s olmalıdır. Bu hız değeri yukarıda incelenen SXP`lerin uzay hızlarının izdüşümünden en azından 2 kere daha fazladır ve pulsarların ortalama uzay hızından 4 defa daha büyüktür.

Bu SXP`nin SNK`nin dışında yer alması ve diğer SXP`lere kıyasla yüksek çıkan hız değeri bize SXP RXS J170849-4009 ile SNK G346.6-0.2 arasında bir genetik bağ olma olasılığının düşük olduğunu göstermektedir.

SXP 1E1048.1-5937 – G287.8-0.5: SXP 1E1048.1-5937 ile genetik bağlı olabilecek hiçbir SNK yoktur. Bu SXP`nin bulunduğu yönde Jones (1973) ve Becker vd. (1976) tarafından incelenmemiş bir SNK adayı olarak tanımlanan G287.8-0.5 kaynağı vardır, ancak bu kaynak Green (2001) Galaktik Süpernova kalıntıları kataloğuna dahil edilmemiştir. Bu kaynağın gözlem verileri yetersiz olduğundan ve SNK olduğuna dair herhangi bir kanıt olmadığından SXP 1E1048.1-5937 ile arasında bağlantı olup olmadığını incelemek gereksizdir.

SXP 4U0142+61: Bu SXP`nin ne bulunduğu doğrultuda ne de bu doğrultuya yakın bir pozisyonda hicbir SNK`ye rastlanmamıştır.

3. Sonuçlar

SXP`lerden 3 tanesi büyük olasılıkla SNK`lerle genetik olarak bağlıdır: SXP 1E1841-045 – SNK G27.4+0.0 (Kes 73), SXP AX J1845.0-0300 – SNK G29.6+0.1, SXP 1E2259+586 – SNK G109.1-1.0 (CTB 109). YGY`lerden 2 tanesi SNK`lerle genetik bağlı olabilir: YGY 0526-66 – SNK N49 ve YGY 1806-20 – SNK G10.0-0.3.

SNK`lerin hesaplanan yaş değerlerinde yaklaşık 2 kere belirsizlik olabileceğini dikkate alsak bile bir SXP-SNK çifti ve bir de YGY-SNK çifti için karakteristik yaş değerleri ile SNK yaşları arasında önemli bir fark ortaya çıkmaktadır; SXP 1E2259+586 – SNK CTB 109 genetik bağlı çiftinde SXP`nin τ değeri SNK`nin yaşının en az 6 katıdır. Bu durumda SXP`nin frenleme indeksi en azından 13 olmalıdır. YGY 1806-20 – SNK G10.0-0.3 çifti için durum bunun tersidir; SNK`nin yaşı YGY`nin τ değerinden en az 3.5 kere daha büyüktür. Bu da n = 1.6 frenleme indeksi değerine karşılık gelir.

SNK`lerle bağlı olması muhtemel olan YGY 0526-66 ve YGY 1806-20`nin uzay hızlarının izdüşümü yaklaşık 800 – 1000 aralığındadır. Bu hız değerleri pulsarların ortalama uzay hızlarından oldukça yüksek olmasına karşın pulsarların uzay hızları dağılımının yüksek hızların yer aldığı kuyruk bölümündeki hız değerleriyle tutarlıdırlar.SXP`ler için hesaplanan hız değerleri ortalama pulsar uzay hızıyla tutarlı olarak 500 km/s`nin altında çıkmaktadır.

YGY`lerle bağlı olması muhtemel olan SNK`ler normal kabuk-tipli SNK`ler değildir. Buna karşın büyük olasılıkla YGY`lerle aynı sınıfın üyesi olan SXP`lerin genetik bağlı oldukları SNK`ler açıkça kabuk tipli SNK`lerdir. SNK`lerle bağlı olan radyo pulsarların SNK`lere yaptıkları etkilere benzer şekilde YGY`lerin bağlı oldukları SNK`lere yaptıkları etkiler SXP`lerin yaptıkları etkilere kıyasla daha güçlüdür. Pulsarlar için bu tür etkilerin kaynağı nötron yıldızının dönme enerjisinin kaybıdır: $E` = 4\pi^2 I$

($P`/P^3$). SNK üzerindeki etkinin büyük olması E` değerinin büyük olmasına bağlıdır. SXP ve YGY`lerin E` değerleri genç pulsarlarınkinden 100 – 1000 kere daha küçüktür. Bu nedenle de SXP ve YGY`lerle bağlı olan SNK`ler kabuk-tipli olabilir. Bu durumda eğer SXP ve YGY`ler aynı sınıfa ait cisimler ise neden SXP`lerle bağlı olan SNK`ler YGY`lerle bağlı olan SNK`lerden farklı gözükmektedir sorusu ortaya çıkmaktadır. Başka bir deyişle eğer SXP`ler de YGY`ler gibi gama ışını patlamaları yapıyorlarsa (SXP 1E2259+586 yakın bir tarihte gama ışını parlaması yapmıştır, bakınız Yazgan 2002a) SXP`lerle bağlı olan SNK`ler neden plerion içermiyorlar? SNK`lerin daha iyi çözünürlükte incelenmesi bu problemin çözülmesini sağlayabilir.

SXP`lerle bağlı olan SNK`lerin bulundukları ortamların yoğunlukları radyo pulsarlar, güçlü X-ışın pulsarları, sönük radyo-sessiz nötron yıldızlarının bağlı oldukları SNK`lerin ve kompozit tipteki SNK`lerin içinde bulundukları ortamların yoğunluklarından farklı değildir (Ankay 2002).

4. Referanslar

Allakhverdiev, A. O., Alpar, M. A., Gök, F., Guseinov, O. H. (1997a). Turkish Journal of Physics, **21**, 688.
Allakhverdiev, A. O., Guseinov, O. H., Tagieva, S. O., Yusifov, I. M. (1997b). ARep, **41**, 257.
Ankay, A. (2002). `Süpernova Kalıntıları ve Yakın Çevreleri`, bu toplantıdaki konuşması.
Banas, K. R., Hughes, J. P., Bronfman, L., Nyman, L. A. (1997). ApJ, **480**, 607.
Becker, R. H., Boldt, E. A., Hlot, S. S., vd. (1976). ApJ, **209**, L65.
Castro-Tirado, A. J. ve Gorosabel, J. (1999). A&A, **341**, 487.
Corbel, S., Chapuis, C., Dame, T. M., Durouchoux, P. (1999). ApJ, **526**, L29.
Frail, D. A., Vasisht, G., Kulkarni, S. R. (1997). ApJ, **480**, L129.
Gaensler, B. M., Gotthelf, E. V., Vasisht, G. (1999a). ApJ, **526**, L37.
Gaensler, B. M., Brazier, K. T. S., Manchester, R. N., vd. (1999b). MNRAS, **305**, 724.
Gaensler, B. M. (2000). Pulsar Astronomy – 2000 and Beyond, ASP Conference Series, Vol.**202**, p.703.
Gaensler, B. M., Slane, P. D., Gotthelf, E. V., Vasisht, G. (2001). ApJ, **559**, 963.
Green, D. A. (1989). MNRAS, **238**, 737.
Green, D. A. (2001). 'A Catalogue of Galactic Supernova Remnants (2001 December Version)', http://www.nrao.cam.ac.uk/surveys/snrs.
Guseinov, O. H., Saygaç, A. T., Allakhverdiev, A. O., vd. (2000). AstL, **26**, 725.
Guseinov, O. H., Ankay, A., Tagieva, S. O., Sezer, A. (2002). Accepted for publication by the Astronomical and Astrophysical Transactions.
Hansen, B. M. S. ve Phinney, E. S. (1997). MNRAS, **291**, 569.
Helfand, D. J., Becker, R. H., Hawkins, G., White, R. L. (1994). ApJ, **434**, 627.
Hurley, K., Kouveliotou, C., Woods, P., vd. (1999a). ApJ, **510**, L107.
Hurley, K., Li, P., Kouveliotou, C., vd. (1999b). ApJ, **510**, L111.
Jones, B. B. (1973). Australian Journal of Physics, **26**, 545.
Kaspi, V. M. (2000). Pulsar Astronomy – 2000 and Beyond, ASP Conference Series, Vol.**202**, p.485.
Kouveliotou, C., Dieters, S., Strohmayer, T., vd. (1998). Nature, **393**, 235.
Kouveliotou, C., Strohmayer, T., Hurley, K., vd. (1999). ApJ, **510**, L115.
Lyne, A. G., Pritchard, R. S., Graham-Smith, F., Camilo, F. (1996). Nature, **381**, 497.
Marsden, D., Lingenfelter, R., Rothschild, R., Higdon, J. (1999). AAS, **195**, 26.05.
Mereghetti, S. (2001). Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics, Vulcano (Italy). ArXiv:astro-ph/0102017.
Morini, M., Robba, N. R., Smith, A., van der Klis, M. (1988). ApJ, **333**, 777.
Murakami, T., Tanaka, Y., Kulkarni, S. R., vd. (1994). Nature, **368**, 127.
Rho, J. ve Petre, R. (1993). AAS, **183**, 101.07.
Rho, J. ve Petre, R. (1997). ApJ, **484**, 828.
Sanbonmatsu, K. Y. ve Helfand, D. J. (1992). AJ, **104**, 2189.
Smith, D. A., Bradt, H. V., Levine, A. M. (1999). ApJ, **519**, L147.
Sonobe, T., Murakami, T., Kulkarni, S. R., Aoki, T., Yoshida, A. (1994). ApJ, **436**, L23.
Vancura, O., Blair, W. P., Long, K. S., Raymond, J. C. (1992). ApJ, **394**, 158.
Vasisht, G., Kulkarni, S. R., Frail, D. A., Greiner, J. (1994). ApJ, **431**, L35.
Vasisht, G., Frail, D. A., Kulkarni, S. R. (1995). ApJ, **440**, L65.
Vasisht, G. ve Gotthelf, E. V. (1997). ApJ, **486**, L129.
Williams, R. M., Chu, Y., Dickel, J., vd. (1999). ApJS, **123**, 467.
Woods, P. M., Kouveliotou, C., van Paradijs, J., vd. (1999a). ApJ, **519**, L139.
Woods, P. M., Kouveliotou, C., van Paradijs, J., vd. (1999b). ApJ, **524**, L55.
Yazgan, E. (2002a). 'Magnetar Fenomeni', bu toplantıdaki konuşması.

Yazgan, E. (2002b). `SXP, YGY ve Radyo Pulsarlar Madde Aktarımı Yapar mı?` bu toplantıdaki konuşması.

Süpernova Kalıntıları ve Yakın Çevreleri

Aşkın Ankay

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06531-Ankara

Özet:Sıradışı X-ışını pulsarları, sönük radyo-sessiz nötron yıldızları, radyo pulsarları ve güçlüX-ışını pulsarlarıyla bağlı olan süpernova kalıntılarının ve içinde noktasal kaynak gözükmeyenS- ve C-tipi süpernova kalıntılarının bulundukları ortamları inceledik. Bu incelemeyi yaparkengözlemsel yoğunluk verilerinin yanında kalıntıların yaşa karşı yarıçap grafiklerindekikonumlarını ve kalıntıların yüzey parlaklıklarına karşı yaş diyagramları ile yüzeyparlaklıklarına karşı yarıçap diyagramlarını göz önüne aldık. Sonuç olarak, güçlü X-ışınıpulsarlarıyla bağlı olan 2 süpernova kalıntısının en yoğun ortamlarda bulunduklarý ortayaçıkmaktadır. Sıradışı X-ışını pulsarları ve sönük radyo-sessiz nötron yıldızları ile bağlıolan süpernova kalıntılarıyla içinde noktasal kaynak gözlemlenen ve gözlemlenmeyen C-tipisüpernova kalıntılarının da yoğun ortamlarda bulunduklarını gördük. Noktasal kaynak içermeyenS-tipi süpernova kalıntılarının daha düşük yoğunluktaki ortamlarda bulundukları sonucu ortaya çıkmaktadır. Sönük radyo-sessiz nötron yıldızlarıyla bağlı olan kalıntılardan 3 tanesi ve içinde pulsar gözlenmiş olan C-tipli bir süpernova kalıntısı oksijen-zengin olduðundan bu kalıntılar ve nötron yıldızları büyük kütleli O-tipi yıldızların patlaması sonucu oluşmus olabilir. Noktasal kaynak içermeyen S-tipi süpernova kalıntıları hariç incelediğimiz diğer süpernova kalıntıları ve bunlarla bağlı cisimlerin de O-tipi yıldızların patlaması sonucu oluşmuş olabilecekleri görülmektedir.

1. Giriş

Bir nötron yıldızının aktifliği ya da pasifliği nötron yıldızının parametrelerine bağlıdır. Bu parametreler içinde en önemlileri olarak manyetik alan, spin periyodu ve belki de nötron yıldızının kütlesini sayabiliriz. Bu parametreler ana yıldızın kütlesine ve tek başına ya da bir çift yıldız sistemi içinde olup olmadığına bağlı olmalıdır. Eğer bu parametreler ana yıldızın çift yıldız sistemi içinde olup olmadığına bağlı ise bileşenlerin kütle değerleri ve bileşenler arasındaki uzaklık önemli olmalıdır (Iben ve Tutukov 1996). Süpernova patlaması sırasında hemen her durumda çift yıldız sistemini oluşturan iki bileşen arasındaki bağ kopar ve böylece nötron yıldızlarının neredeyse tamamı tek olarak doğarlar (Guseinov ve Novruzova 1974; Ankay 2002a); çift yıldız sistemlerindeki nötron yıldızlarının sayısı çok azdır ve süpernova patlaması yüzünden çift yıldız sisteminin parametreleri değişeceğinden patlamadan önceki durumda parametrelerin değerlerini iyi bir şekilde bilemeyiz. Radyo pulsarların ve sönük yalnız X-ışın pulsarlarının doğum oranı çok yüksektir. Öte yandan çift yıldız evriminden sonranötron yıldızları milisaniye radyo pulsarları olurlar (Bisnovatyi-Kogan ve Komberg 1974, 1976; Alpar vd. 1982). Dolayısıyla pulsar fenomeninin ana yıldızın yakın çift yıldız sisteminde olmasına bağlı olup olmadığını kontrol etmek zordur. Bu nedenlerden dolayı süpernova kalıntılarının (SNK) ve bunlarla bağlı olan noktasal kaynakların verilerini inceleyerek yalnızca ana yıldızın ana koldayken sahip olduğu kütle hakkında bilgi elde edebiliriz, çift yıldız sisteminin parametreleri ile ilgili bilgi elde edemeyiz.

Çok farklı fiziksel özellikler gösteren çeşitli yalnız nötron yıldızı tipleri bilinmektedir. Bunlar klasik pulsarlar, sönük radyo-sessiz nötron yıldızları (SRSNY), sıradışı X-ışını pulsarları (SXP) ve yumuşak gama ışını yineleyicileridir (YGY). Yakınımızdaki SNK`lerde bile çoğu durumda noktasal kaynaklar gözlenmemektedir. Acaba farklı fiziksel özellikler gösteren nötron yıldızları farklı kütle değerlerine sahip ana yıldızlardan mı oluşmaktadırlar? Bu soru daha önce Marsden vd. (2001) tarafından sorulmuştur. Bu çalışmamızda farklı tipte nötron yıldızlarıyla bağlı olan SNK`lerin ve içinde herhangi bir tür nötron yıldızının izine rastlanmamış olan S-tipli (kabuk-tipli) SNK`lerin içinde bulundukları ortamları, yakın çevrelerini inceledik ve bu SNK`leri ve nötron yıldızlarını oluşturan ana yıldızların anakoldayken hangi kütle değerlerine (tayfsal tiplere) sahip olabileceklerini tartıştık.

2. Farklı Özelliklere Sahip Nötron Yıldızları ve Bunlarla Bağlı Olan Süpernova Kalıntıları

Güneşten 3 kpc`e kadar olan mesafede yaklaşık 35 – 40 SNK vardır (Guseinov vd. 2002a; Green 2001). Genel olarak biz 3 kpc mesafeye kadar olan SNK`leri incelemek için ayırdık; 3 kpc`in ötesindeki SNK`ler için uzaklık değerindeki belirsizlik büyüktür ve böyle uzak SNK`lerin içinde bulundukları ortamla ilgili gözlemsel veriler genelde yeterli ve güvenilir değildir. Bunun yanında OB şunu da belirtmek gerekir ki OB yıldız topluluklarını (ve genel olarak yıldız oluşum bölgelerini) 3 kpc mesafenin ötesinde belirlemek zordur. Bunların yanında bulunduğu ortam, yaş, ve/veya patlama enerjisi verileri

nispeten güvenilir olan bazı görece uzak SNK`leri de incelemek için seçtik. Uzaklıktaki belirsizlikleri göz önüne alarak denilebilir ki 5 – 7 radyo pulsar – çifti ve 5 – 7 SRSNY – SNK çifti genetik olarak bağlıdır.

Bu çalışmada kullanılan pulsar verileri Guseinov vd. (2002b)`den, SXP ve SRSNY verileri ise Gaensler vd. (2001) ve Guseinov vd. (2002c)`den alınmıştır. SNK`lerle ilgili veriler ise Green (2001) ve Guseinov vd. (2002a)`dan alınmıştır.

3. SNK`lerin Çevreleri ve Bu SNK`lere Bağlı Noktasal Kaynakların Tipleri

Süpernova patlaması olan bölgelerin civarındaki ortamların yoğunluklarını ve SNK kalıntılarının kabuklarındaki yoğunlukları inceleyerek ana yıldızların kütleleri hakkında bilgi elde edebilmek mümkündür. Bunu yaptıktan sonra ana yıldızların kütleleriyle nötron yıldızlarının tipleri (farklı derecede aktiflikler ya da tamamen pasiflik) arasında bir bağıntı olup olmadığını söyleyebiliriz.

SXP`lerden 3 tanesi Galactic SNK`lerle genetik bağlıdır (Ankay 2002b). Buna karşın YGY`lerden 2 tanesi SNK`lerle bağlı olabilir (Ankay 2002b), ancak bu iki genetik bağın gerçekliği konusunda bazı noktalar da daha önce tartışılmıştır (Gaensler vd. 2001; Tagieva ve Ankay 2002). YGY 0526-66 Büyük Magellan Bulusundaki bir SNK ile genetik olarak bağlı olabilir (Tagieva ve Ankay 2002). YGY – SNK bağlantılarındaki tartışmalı durum yüzünden bu çalışmada olası YGY – SNK bağlantılarını inceleme dışı bıraktık. SXP`lerin ana yıldızlarının kütlelerinin ne kadar büyük olabileceğini ortaya çıkarmak için SXP`lerle genetik bağlı olan SNK`lerin içinde bulundukları ortamın yoğunluklarını doğrudan gözlemsel verileri ve bu yoğunluklarla dolaylı olarak ilgili olan başka bazı gözlemsel verileri inceledik. Marsden vd. (2001)`in iddiasına göre SXP`lerle ve YGY`lerle bağlı olan SNK`lerin çoğunluğu diğer tüm SNK`lere kıyasla yoğun ortamdadırlar. Bnu gösterebilmek için Marsden vd. (2001) SNK yaşına karşı SNK yarıçapı grafiğini vermişlerdir. Bu figürde aynı patlama enerjisine sahip olan ama farklı yoğunlukta evrimleşen SNK`ler için teorik sabit yoğunluk çizgileri vermişlerdir; aynı yaştaki SNK`ler içinde genişledikleri ortamın yoğunluğuna bağlı olarak farklı yarıçap değerlerine ulaşırlar. Gerçekte süpernova patlama enerjisi değeri 3 mertebelik geniş bir aralıkta değişmektedir.

Galaksimizde süpernova patlamalarının olduğu yıldızlararası ortamlar bulutlu bir yapıya sahiptir (Blandford ve Cowie 1982) ve ortamın yoğunluğu mleküler bulutların, nötr hidrojen bulutlarının, iyonize hidrojen bulutlarının ve `köpüklerin`olup olmamasına bağlı olarak çok geniş bir aralıkta değişmektedir. SNK`lerin gözlemsel parametreleri bunları çevreleyen ortamın özelliklerine güçlü bir şekilde bağlıdır (Caswell ve Lerche 1979; Allakhverdiev vd. 1983). SNK`leri çevreleyen ortamların yoğunlukları ve bu SNK`leri ve onlarla bağlı noktasal kaynakları oluşturan ana yıldızların olası kütle değerleri incelenirken bütün bunlar dikkate alınmalıdır.Marsden vd. (2001)`i takibederek biz de ortalama (sabit) yoğunluk çizgilerinin olduğu SNK yaşına karşılık SNK yarıçapı figürleri kurduk (her bir tür nötron yıldızı için ayrı ayrı). Ortalama bir patlama enerjisi ve içinde bulunulan ortam için sabit yoğunluk çizgilerin kullanarak yalnızca yaşa karşılık yarıçap grafiklerini incelemek çevre ortamının yoğunluğu ve dolayısıyla ana yıldızların olası kütle değerleri hakkında hakkında yeterli bilgi vermemektedir. Bu nedenle, SNK`lerin yakın çevrelerindeki ortamların yoğunluğu ile ilgili daha çok bilgi elde edebilmek için bu figürlerin yanında yaşa karşılık yüzey parlaklığı ve yarıçapa karşılık yüzey parlaklığı grafiklerini de oluşturup inceledik. Ayrıca gözlemlerden doğrudan elde edilmiş olan SNK`lerin yakın çevrelerindeki ortamların yoğunluğu ve bu ortamlarla ilgili gene doğrudan gözlemlerden çıkan başka bazı bilgileri de (ortamda bulutların olup olmadığı, maser kaynağı olup olmadığı vs.) araştırmamızda dikkate aldık. SNK`lerin yakın çevrelerindeki ortamlarla ilgili gözlemlerden elde edilmiş bu verileri yukarıda bahsettiğimiz grafiklerde SNK`lerin bulundukları pozisyonlarla karşılaştırarak aşağıdaki sonuçları elde ettik. F-tipli (pleryonik tipli) SNK`ler için bu karşılaştırmaları yapmadık çünkü burada incelemeye çalıştığımız SNK`ler kabuğu olan ve kabuklarıyla içinde bulundukları ortamla etkileşme içinde olan SNK`lerdir; ortaya çıkartmaya çalıştığımız SNK`nin kabuğunun içinde genişlediği ortamın SNK`nin içerdiği nötron yıldızı tipine bağlı olarak ne çeşit bir ortam olduğudur.

4. Sonuçlar

İçinde çeşitli tipte nötron yıldızı (SXP, SRSNY, pulsarve yalnız güçlü X-ışını pulsarı) barındıran ve yeterli ve güvenilir gözlemsel verileri olan SNK`ler ile gene yeterli ve güvenilir gözlemsel verilere sahip olan kabuk-tipli ve kompozit-tipli (hem kabuğu olan hem de içindeki nötron yıldızının aktifliğine bağlı olarak ortasından ışıma gelen) SNK`leri (bu SNK`lerin içinde noktasal kaynak olduğu doğrudan gözlenmemiştir) ve yakın çevrelerini inceledikten sonra şu sonuçlara vardık:

En yoğun ortamlardan başlayarak en az yoğunluktaki ortamlara kadar sırasıyla

1) Radyo bandında görülmemiş olan 2 yalnız güçlü X-ışını pulsarlarla (J1811-1926 ve J1846-0258) bağlı olan SNK`ler,

2) SXP, SRSNY ve radyo pulsarlarla bağlı olan SNK`ler ile içinde noktasal kaynak gözlenmiş olan ve olmayan kompozit tipteki SNK`ler,
3) İçinde noktasal kaynak gözlenmemiş olan kabuk-tipli SNK`ler gelmektedir.

SNK Cas A tüm SNK`ler içinde istisnai bir konuma sahiptir ve bu SNK`yi oluşturan süpernova patlaması sırasında yaklaşık 4 güneş kütlesi gibi büyük bir kütle dışarı atıldığı için (Vink vd. 1996) Cas A`nın ve Cas A`ya genetik bağlı olan SRSNY`nın ana yıldızı erken tipte bir O yıldızı olabilir.

Bilindiği gibi O ve erken tip B yıldızları genellikle bulutlu bölgelerde yer almaktadırlar (bunun tersi her zaman geçerli değildir). Öte yandan ortamların ortalama yoğunluk değerleri, iyonize hidrojen bölgelerinin varlığı ve büyüklükleri ve OB yıldızlarının kütleleri birbirleriyle ilişkilidir. Dolayısıyla, SNK`lerin yakın çevrelerindeki maddenin ortalama yoğunluğunu, şok dalgasındaki yoğunluğu, SNK`lerin kimyasal bolluklarını ve SNK`lerin bulundukları bölgelerde OB yıldız topluluklarının bulunup bulunmadığını inceleyerek değişik tipteki nötron yıldızlarının ve onlarla genetik bağlı SNK`lerin ana yıldızlarının tayfsal tiplerini kabaca belirleyebiliriz. Yukarıda incelediğimiz SNK`ler, içinde noktasal kaynak gözlenmemiş olan kabuk-tipli SNK`ler hariç, çoğunlukla O-tipi ana yıldızlardan oluşmuş olabilirler. Erken tip B yıldızları evrimlerinin sonunda genel olarak kabuk tipli SNK`lerin doğmasına neden oluyor olmalılar. Bu kabuk tipli SNK`lerin içinde, yakında olsalar bile, noktasal kaynak görmek hem radyo bandında hem de X-ışını bandında zordur.

F-tipi SNK`lerin sayısı az olduğundan ve bu tip SNK`lerin kabuğu olmadığından (bu SNK`leri karşılaştırma yapmak için figürlerimize koyamayız) bu SNK`lerin bulundukları ortamların yoğunluğuyla ilgili detaylı bir inceleme yapmadık. Ancak kısaca şunu belirtmek isteriz ki F-tipi bir SNK olan Crab Bulutsusunu oluşturan Crab pulsarı düşük yoğunluktaki bir ortamdadır ve bu pulsarın civarında genç açık küme yoktur. Bu nedenle de Crab pulsarının ana yıldızı O-tipi değil büyük kütleli B-tipi bir yıldız olabilir.

Araştırmalarımız göstermiştir ki bir nötron yıldızının tipi (aktifliği ya da pasifliği) pratik olarak ana yıldızın ana koldaki kütle değerine ya hiç bağlı değildir ya da çok zayıf olarak bağlıdır. Bu nedenle de nötron yıldızının tipinin (aktifliğinin) çift yıldız sisteminin parametreleriyle olan ilişkisi mümkün olduğu ölçüde incelenmelidir (Iben ve Tutukov 1996 makalesinde benzer bir fikir pulsar fenomeninin çift yıldız parametreleriyle olan ilişkisinin incelenmesi şeklinde ortaya konulmuştur).

5. Referanslar

Allakhverdiev, A. O., Guseinov, O. H., Kasumov, F. K., Yusifov, I. M. (1983). A&SS, **97,** 287.
Alpar, M. A., Cheng, A. F., Ruderman, M. A., Shaham, J. (1982). Nature, **300**, 728.
Ankay, A. (2002a). Doktora Tezi, O.D.T.Ü – Ankara.
Ankay, A. (2002b). `SXP, YGY ve SNK`ler arasındaki genetik bağlantılar`, bu toplantıdaki konuşması.
Bisnovatyi-Kogan, G. S. ve Komberg, B. V. (1974). SvA, **18**, 217.
Bisnovatyi-Kogan, G. S. ve Komberg, B. V. (1976). SvAL, **2**, 130.
Blandford, R. D. ve Cowie, L. L. (1982). ApJ, **260**, 625.
Caswell, J. L. ve Lerche, I. (1979). MNRAS, **187**, 201.
Gaensler, B. M., Slane, P. D., Gotthelf, E. V., Vasisht, G. (2001). ApJ, **559**, 963.
Green, D. A. (2001). 'A Catalogue of Galactic Supernova Remnants (2001 December Version)', http://www.nrao.cam.ac.uk/surveys/snrs.
Guseinov, O. H. ve Novruzova, H. I. (1974). Astrophys., **10**, 163.
Guseinov, O. H., Ankay, A., Sezer, A., Tagieva, S. O. (2002a). Basıma yollanacak.
Guseinov, O. H., Yerli, S. K., Özkan, S., Sezer, A., Tagieva, S. O. (2002b). ArXiv:astro-ph/0206050.
Guseinov, O. H., Yazgan, E., Ankay, A., Tagieva, S. O. (2002c). International Journal of Modern Physics D dergisi tarafından basıma kabul edildi. ArXiv:astro-ph/0206330.
Iben, I. ve Tutukov, A. V. (1996). ApJ, **456**, 738.
Marsden, D., Lingenfelter, R., Rothschild, R., Higdon, J. C. (2001). ApJ, **550**, 397.
Tagieva, S. O. ve Ankay, A. (2002). A&AT, 21
Vink, J., Kaastra, J. S., Bleeker, J. A. M. (1996). A&A, **307**, L41.

CHANDRA X-Işını Teleskobuyla 16 Yeni X-Işını Kaynağı Bulunması

Aybüke Küpcü Yoldaş, Şölen Balman
ODTÜ Fizik Bölümü

Özet

CHANDRA ACIS (S+I) verilerini kullanarak α=03^{h}31^{m}02^s.45 (J2000) ve δ=+43°47′58″.54 (J2000) koordinatlarındaki noktanın etrafındaki 8.3x16.9 ve 8.3x33.6 arkdakikalık bir alanda 6 sigmanın üzerinde 18 kaynak tespit ettik. Bu kaynaklardan ikisi daha önce ROSAT HRI ile bulunmuş, biri de USNO A-2 optik kataloğunda yer alan bir yıldız ile eşleştirilebilir. Ayrıca, dört ayrı tayfsal model uygulayarak kaynakların tayflarını da çalıştık. Kaynakların çoğu Kataklizmik Değişken, Düşük Kütleli X-Işını İkili Sistemi veya tek yıldız adayı olarak sınıflandırılabilinir. Kaynakların galaksi-dışı olup olmadıklarına da araştırdık. Kaynakların birim saniyede gelen foton sayısı 5.8×10^{-4} - 4.7×10^{-3} arasında değişmektedir. Kaynakların zamansal özellikleri birim saniyeye düşen foton oranlarının azlığından dolayı çalışılamadı.

1. Giriş

Chandra X-Işını Teleskobunun yüksek duyarlılığı, 8 keV foton enerji değerlerinde bile iyi aletsel karşılık, düşük ışımaya sahip kaynakların yüksek emilime uğramış olsalar bile belirlenebilmelerine olanak sağlıyor. Bu araştırmanın amacı Chandra Gelişmiş CCD İmaj Spektrometresi (ACIS) dedektörü ile alınmış 95 kilo saniyelik bir gözlem verisini kullanarak sönük kaynaklar ve süper yumuşak X-Işını kaynakları bulmaktı. Bu gözlemin asıl hedefi bir klasik nova olan nova 1901 Persei idi (GK Persei; PI= Ş. Balman). Gözlem önerisinin bilimsel amacı ise ilk defa X-ışını tayfında belirlenmiş ve çözümlenmiş nova kabuğunun tayfını çalışmak idi (Balman & Ögelman 1999). Bu CHANDRA gözleminin bilimsel sonuçları Balman (2001, 2002) 'de bulunabilinir.
Beklendiği gibi bulunan kaynakların çoğu sönüktü ancak 5σ güvenilirlik düzeyinin üstünde hiç süper yumuşak X-Işını kaynağı bulamadık. α=03^{h}31^{m}02^s.45 (J2000) ve δ=+43°47′58″.54 (J2000) noktası çevresindeki 8.3x16.9 arkdakika ve 8.3x33.6 arkdakikalık iki alanda bulunan yeni kaynakların 0.3 –10 keV enerji aralığındaki tayflarını inceledik.
Gözlemin ayrıntıları ve analiz yöntemleri Bölüm 2'de anlatılmaktadır. Bölüm 3'te kaynakların özellikleri tartışılmakta ve Bölüm 4'te ise tayf incelemesi ve sonuçlar yer almaktadır.

2. Veri ve İnceleme

Klasik nova kalıntısı GK Per CHANDRA ACIS ile 10.02.2000 – 11.02.2000 tarihleri arasında gözlemlenmiştir.
ACIS 1024x1024 piksellik 10 düzlemsel CCDden oluşmaktadır. Bu CCD'lerin dördü 2x2'lik bir dizinde (ACIS-I), altısı ise 1x6'lık bir dzinde (ACIS-S) bulunmaktadır. İki CCD arkadan aydınlatmalı, sekizi ise önden aydınlatmalıdır. Bu gözlem sırasında altı CCD (2,3,5,6,7,8) kullanılmıştır. GK Per 7. CCDde bulunmaktadır. Düzey 2 verisi CIAO yazılımı (versiyon 2.0) kullanılarak incelendi. Kötü pikseller temizlendi ve en yeni uygun ayar dosyaları kullanıldı. Ayrıca, gözlem verimizi ACIS-S3'nin parlama etkilerinden de temizledik ve sonunda elde ettiğimiz verinin pozlanma süresi 81 kilo saniye oldu.
Verimize kayan hücre olarak da bilinen, X-Işını verileri için bir kaynak belirleme algoritması olan CELLDETECT algoritması uyguladık. CELLDETECT ilk olarak Einstein uydusu ile kullanılmak üzere geliştirilmiş ve ROSAT verleri ile de kullanılmış bir algoritmadır (Harnden et al. 1984). Bu yöntemin iki kolu vardır; "yerel belirleme" ve "harita belirleme". Bizim de kullandığımız "yerel belirleme" yöntemi, imaj ya da olay dosyasını d kenarlı hücreler ile d/3lük aralıklarla tarıyor ve ardalan her hücre için yerel olarak hesaplanıyor. Her hücre için kaynaktan gelen ışıma/ardalan ışımasının sinyal/gürültü oranı hesaplanıyor. Bu oran kullanıcı tarafından belirlenen eşikten büyük ise bir ışıma kaynağı adayı kaydediliyor. CELLDETECT yöntemi kalabalık alanların dışındaki sönük nokta kaynakların belirlenmesinde iyi bir yöntem.
CELLDETECT algoritması ayrı ayrı pozlama haritaları uygulanmış 0.3-10 keV aralığında beş CCD verisine verisine uygulanarak 6σ kaynak belirleme eşiğinin üzerinde (6σ ardalan ışımasının üzerinde) 20 kaynak bulundu. CELLDETECT geniş, yayılmış kaynakları birkaç kaynak olarak algıladığından parametreler buna dikkat edilerek ayarlandı ve fixedcell parametresi her CCD için farklı seçildi. Ayrıca

findpeaks parametresi de devreye sokularak bitişik birkaç kaynak adayının tek kaynak olarak algılanması ve aralarından en yüksek sinyal/gürültü oranına sahip hücrenin kaynak olarak kaydedilmesi sağlandı. Bu 20 kaynaktan üçünü eledik ve CCD 8den 12σ eşik değerinin üzerinde bir kaynak ekledik. CCD 8 için eşik değerini bu kadar yüksek tuttuk çünkü bu CCD çok sayıda kötü ve sıcak piksel içermekte. Pozlama haritaları ise her CCD için ayrı ayrı hazırlandı ve özellikle kenarlardaki yanlış kaynak tespitlerinden kaçınmak amacıyla uygulandı.

3. Kaynakların Özellikleri

CELLDETECT algoritmasını kullanarak yaptığımız incelemenin sonunda 6σ kaynak belirleme eşiğinin üzerinde 18 kaynak bulduk. Tablo 1 bu 18 kaynağı koordinatları ile beraber göstermektedir. CELLDETECT'in RA ve DEC hataları 0″.2 ve 0″.5 arasındadır. CHANDRA'nın uzamsal çözünürlüğü 0″.49dir. Kaynakların birim saniyede gelen foton sayısı $5.8\text{x}10^{-4}$ - $4.7\text{x}10^{-3}$ arasında değişmektedir.
HEASARC veri arşivinde bulunan çok-dalgaboylu katalogları ve uydu kataloglarını taradıktan sonra bulduğumuz bu 18 kaynaktan ikisinin daha önce ROSAT HRI ile bulunduğunu ve birinin de (kaynak 9) bir optik katalog olan USNO A-2 (Monet et al. 1998) kataloğundaki bir yıldızla 0″.3lük bir hata payıyla eşleşebileceğini belirledik. USNO kataloğundaki bu kaynak için m_r=14.7, m_b=16.2 dir.

Tablo 1

No	Kaynak Adı†	RA	DEC	sayım/sx10^{-3}	σ‡
1	CXOAYSB J033025.9+434522.3	03 30 25.92	+43 45 22.32	1.588±0.451	7
2	CXOAYSB J033037.0+434443.3	03 30 36.99	+43 44 43.33	0.812±0.395	6
3	CXOAYSB J033017.9+435604.3	03 30 17.98	+43 56 04.32	1.478±0.411	8
4	CXOAYSB J033121.0+434002.2	03 31 21.04	+43 40 02.16	3.444±0.439	7
5	1RXH J033136.5+434213 *	03 31 36.46	+43 42 11.59	1.672±0.430	6
6	1RXH J033102.3+434757 *	03 31 02.45	+43 47 58.54	2.159±0.422	13
7	CXOAYSB J033056.1+434824.2	03 30 56.11	+43 48 24.22	0.940±0.406	8
8	CXOAYSB J033128.6+435021.2	03 31 28.62	+43 50 21.24	0.962±0.394	7
9	CXOAYSB J033122.2+435646.8	03 31 22.24	+43 56 46.77	1.513±0.420	10
10	CXOAYSB J033117.7+435221.6	03 31 17.66	+43 52 21.56	1.516±0.409	8
11	CXOAYSB J033108.3+435751.4	03 31 08.28	+43 57 51.41	1.332±0.428	8
12	CXOAYSB J033045.0+435822.4	03 30 44.99	+43 58 22.42	1.577±0.473	10
13	CXOAYSB J033131.6+435648.8	03 31 31.59	+43 56 48.78	0.841±0.400	7
14	CXOAYSB J033105.2+435808.1	03 31 05.18	+43 58 08.05	0.584±0.408	6
15	CXOAYSB J033057.1+435750.4	03 30 57.12	+43 57 50.36	1.312±0.411	7
16	CXOAYSB J033118.3+435235.0	03 31 18.26	+43 52 35.01	1.330±0.411	8
17	CXOAYSB J033113.3+435246.7	03 31 13.26	+43 52 46.68	1.672±0.402	8
18	CXOAYSB J033106.0+440328.8	03 31 06.03	+44 03 28.78	4.743±0.452	18

* ROSAT kaynakları bkz. ROSAT Complete Results Archive Sources for the HRI.
† IAU'ya kayıtlıdır, bkz. http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/Dic?CXOAYSB.
‡ Ardalan ışıması üzerinde

4. Tayfsal İnceleme ve Sonuçlar

Kaynak tayfları CIAO 2.0 ile yaratıldı ve 0.3-10 keV arasında XSPEC 11.0.1 ile karacisim ışıması (blackbody), bremsstrahlung, powerlaw ve VMEKAL modelleri kullanılarak incelendi. Kaynakların emilime uğramış akıları $1\text{x}10^{-16}$ – $3\text{x}10^{-14}$ erg/cm^2/s değerleri arasındadır. Şekil 1 18 kaynak için de en iyi uygunluk gösteren modellerle yapılmış tayfları göstermektedir.
Üç kaynak (kaynak 4,12,16) foton indeksi 2.5 – 4 arasında powerlaw modelleriyle uygunluk göstermiştir ve karacisim sıcaklıkları da 0.5 keV civarında bir değer vererek Anomal X-Işını Pulsarlarına (AXP) benzemektedir (Israel et al. 1999). Ancak bu üç kaynağın 10 kpc deki parlaklıkları 10^{32} ergs/s olup, AXP'lerin parlaklıkları 10^{35} ergs/s civarında olduğu için bu üç kaynağın AXP olma olasılıklarını dışladık. Aslında 10 kpclik bir kaynak uzaklığı varsayıldığında bu 18 kaynağın tümünün parlaklıkları 10^{32} – 10^{33} ergs/s dolayındadır. Bu parlaklık değerleri suskun CV'ler ve suskun LMXB'ler ile uyumludur.
Kaynakların ikisi (kaynak 11,13) çizgi ışınımı delili taşımakta ve yüksek soğurma ($N_H > 3\text{x}10^{21}$ cm^{-2}) değerleri ile VMEKAL modelleri ile uygunluk göstermektedir. Bu iki kaynak Kataklizmik Değişken (CV) ve suskun düşük kütleli X-Işını İkilisi (LMXB) adaylarıdır (Warner 1995; Verbunt et al. 1997; Guseinov et al. 2000).

Ayrıca, 1032 ergs/s dolayındaki parlaklıklara O, B tipi ya da dev yıldızlar da ulaşabilmekte (Cassinelli et al. 1981; Schmitt et al. 1993). Bremsstrahlun sıcaklıkları 1keVnin üzerindeki kaynakları bir kenara bıraktığımızda (çünkü hemen hemen bütün O, B tipi ya da dev yıldızlar 1 keVnin altında sıcaklıklara sahip), geriye üç galaktik yıldız adayı kaynak kalıyor: kaynak 6, 9 ve 12.

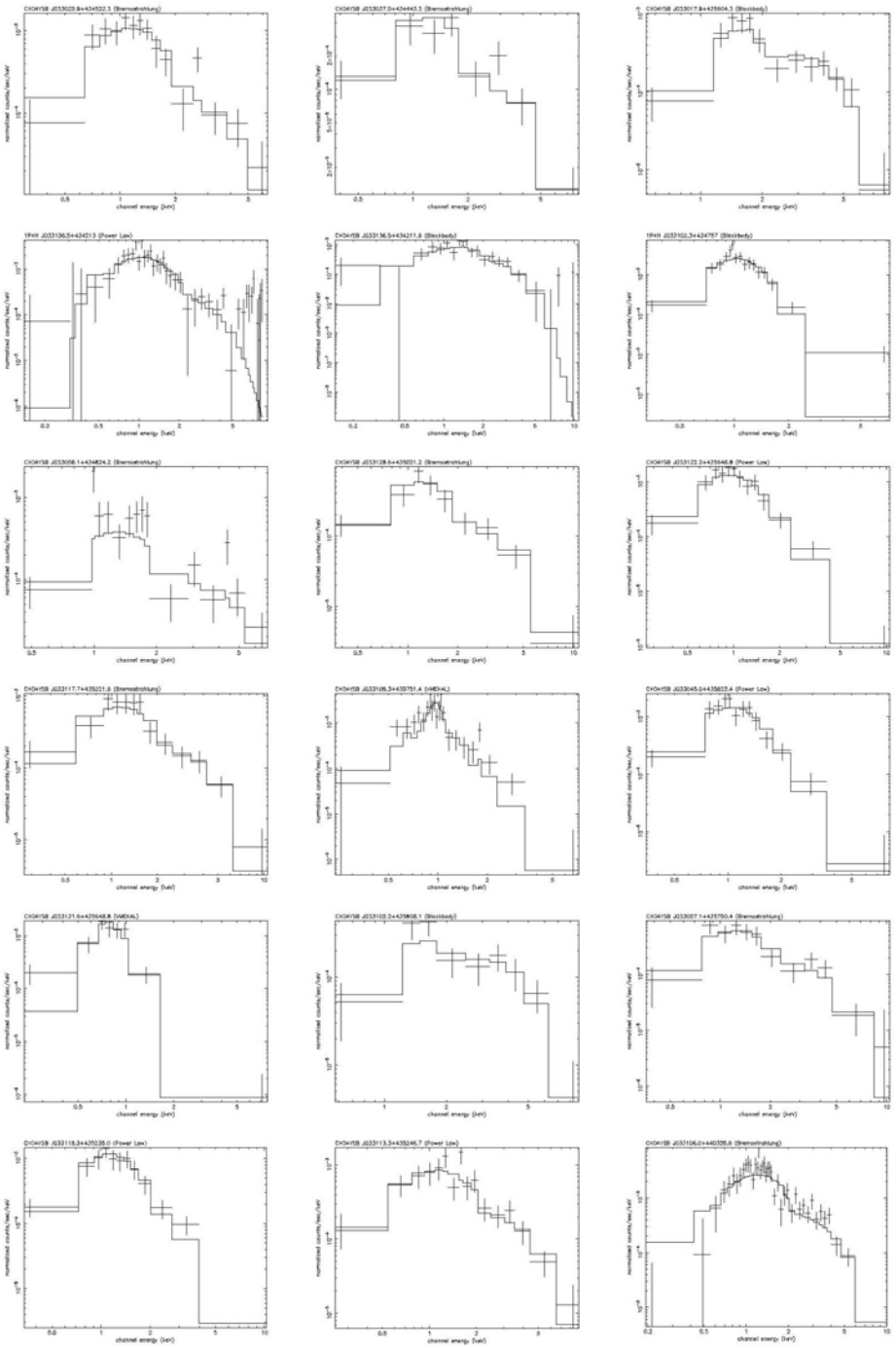
18 kaynaktan herhangi birini Yüksek Kütleli X-Işını İkilisi olma olasılığını da dışlıyoruz çünkü bu 18 kaynağın parlaklık değerleri 10^{36} ergs/s dolaylarında parlaklıklara sahip Yüksek Kütleli X-Işını İkililerine göre düşük kalıyor (Guseinov et al. 2000). 18 kaynağın parlaklıkları 4 Mpc uzaklıkta 1037 ergs/s dolayında ve bu da başka galaksilerdeki X-Işını İkililerininkilere uyuyor, ancak kaynakların yönünde herhangi bir galaksi gözlenmemiş (Bauer et al. 2001).

Giriş bölümünde de belirtiği gibi bu kaynakların hiçbiri süper yumuşak X-Işını kaynağı değil. Çünkü süper yumuşak X-Işını kaynakları Eddington limiti dolayında (1038 ergs/s) parlaklığa sahip ve karacisim sıcaklıkları 10-60 eV dolayında olup 1keV'nin üstünde hemen hiç ışıma vermeyen cisimlerdir (Kahabka & van den Heuvel 1997). Oysa bulduğumuz 18 kaynağın hiçbiri böyle özelliklere sahip değil. Sönük Termal Nötron yıldızlarını (DTN), ya da Soğuyan Nötron yıldızlarına bakacak olursak bu yıldızların ışımalarının çok yumuşak, uzaklıklarının ise 100 pcden az olduğunu görüyoruz (Alpar 2001; Ögelman 1995). 10^6 K yüzey sıcaklığına sahip, 10 km yarıçapındaki bir nötron yıldızının parlaklığı 10^{33} ergs/s dir. Soğumakta olan nötron yıldızlarının gözlenmesinde teleskopların gelişimi de bu açıdan önemlidir. Bulduğumuz 18 kaynak içerisinde en düşük karacisim sıcaklığına sahip iki tanesi 0.19 eV ile kaynak 6 ve 11dir. Her ne kadar bu sıcaklık DTN ya da Soğuyan Nötron yıldızı için biraz yüksekse de, biz yine de bu iki kaynağın DTn ya da Soğuyan Nötron yıldızı olma olasılıklarını dışlamıyoruz, çünkü CHANDRA bizim 10^{-15} ergs/cm2/s seviyelerindeki akılara kadar inebilmemize olanak sağlıyor. Bu akı değeri de 10 kpc uzaklıklta 0.1 keV sıcaklığa sahip bir nötron yıldızınınki ile tutarlıdır. Ayrıca ışımalarına ve sıcaklık değerlerine bakarak bu 18 kaynaktan hiçbirinin sıcak yalnız bir Beyaz Cüce olmadığını da söyleyebiliriz, çünkü sıcak yalnız Beyaz Cücelerin sıcaklıkları birkaç eV dolayındadır (Vennes 1999; Finley et al. 1997).

Ek olarak, bu 18 kaynağın galaksi-dışı olup olamayacağını da araştırdık. Aktif Galaktik Çekirdekleri (AGN) ve galaksilerin durgun çerçevedeki parlaklıkları 10^{39} – 10^{45} ergs/s arasındadır ve tayfları da en iyi 1.7 – 2 dolayındaki foton indeksine sahip powerlaw modeli ile uyumlanır (Brandt et al. 2001; Ishisaki et al. 2001). XSPEC kullanarak bizim 18 kaynağımıza zmodelleri uyguladığımızda 18 kaynağın durgun çerçeve parlaklıkları 10^{42} –10^{44} ergs/s dolayında çıkmıştır. Dolayısıyla bu kaynaklardan hiçbirinin galaksi-dışı olma olasılığını kolayca sıfırlayamayız. Ayrıca iki hayli soğurulmuş kaynak; 3 ve 5 'in, durgun çerçeve parlaklıkları sırasıyla 10^{42} ergs/s ve 10^{43} ergs/s dir. Zpowerlaw modelli uygulandığında görülmüştür ki bu iki kaynağğın foton indeksleri de sırasıyla 1.61 ve 1.89dur. Dolayısıyla bu iki kaynağıngüçlü AGN ve galaksi adayları olduklarını söyleyebiliriz. Bunun yanısıra, yüksek hidrojen kolon yoğunlukları (N_H) da galaksi-dışı kaynaklar için bir delil sayılabilir. GK Per yönündeki galaktik Nhden daha yüksek N_H değerlerine sahip kaynaklar galaktik N_H değerine sahip kaynaklara göre daha güçlü galaksi-dışı kaynak adaylarıdır. Ayrıca bu 18 kaynaktan hiçbiri küme (cluster) değildir, çünkü kümeler kadar yayık ya da yüksek parlaklığa sahip değiller (Schindler 1999).

Bulduğumuz yeni kaynakların zamansal karakteristiklerine de baktık. En yüksek birim saniyeye düşen foton oranlarına sahip üç kaynağa (kaynak 4,6,18) power spektrum analizi uyguladık. Ancak herhangi bir periyod bulamadık.

Detaylı tayflara sahip değiliz ve kaynakların zamansal özelliklerini de çalışamıyoruz. Bulduğumuz bu 18 kaynak hakkında daha kesin sonuçlara varmak ve daha kesin sınıflandırmalar yapmak elimizdeki X-Işını verisiyle mümkün değil. Bu yüzden TUG'da yapmayı planladığımız optik gözlemler kaynakları daha iyi sınıflandırmamıza yardımcı olacaktır.



Şekil 1 18 kaynağın en iyi uymlandılkarı modellerle tayfları

Referanslar

Alpar, M. A. 2001, ApJ, 554, 1245
Balman, Ş. 2002, in ASP Conf. Ser. , High Energy Universe at Sharp Focus: Chandra Science, ed. S. Vrtilek, E. Schlegel, L. Kuhi, in press
Balman, Ş. 2001, in ASP Conference Ser. 234, X-ray Astronomy 2000, ed. R. Giacconi, L. Stella, S. Serio, 269
Balman, Ş., Ögelman, H. B. 1999, ApJ, 518, L111
Bauer, F. E., Brandt, W. N., Sambruna, R. M., et al. 2001, AJ, 122, 182
Brandt, W. N., Hornschemeier, A. E., Alexander, D. M., et al. 2001, AJ, 122, 1
Cassinelli, J. P., Waldron, W. L., Sanders, W. T., et al. 1981, ApJ, 250, 677
Finley, D. S., Koester, D., & Basri, G. 1997, ApJ, 488, 375
Guseinov, O. H., Saygac, A. T., Allakhverdiev, A., et al. 2000, Astro. Lett., 26, 725
Harnden, F. R., et al. 1984, SAO Report No. 393
Ishisaki, Y., Ueda, Y., Yamashita, A., et al. 2001, PASJ, 53, 445
Israel, G. L., Covino, S., Stella, L., et al. 1999, ApJ, 518, L107
Kahabka, P. and van den Heuvel, E. P. J. 1997, ARA&A, 35, 69
Monet, D., et al. 1998, The PMM USNO-A2.0 Catalog (Washington, D.C.: U.S. Nava Observatory)
Ögelman, H. 1995, in The Lives of the Neutron Stars, ed. M. A. Alpar, Ü. Kızıloğlu, & J. van Paradijs (Dordrecht: Kluwer), 101
Schindler, S. 1999, A&A, 349, 435
Schmitt, J. H. M. M., Zinnecker, H., Cruddace, R., Harnden, F. R., Jr. 1993, ApJ, 402, L13
Vennes, S. 1999, ApJ, 525, 995
Verbunt, F., Bunk, W. H., Ritter, H., Pfeffermann, E. 1997, A&A, 327, 602
Warner, B. 1995, Cataclysmic Variable Stars (Cambridge: Cambridge University Press)

Galaktik Süpernova Kalıntıları için Yüzey Parlaklığı ve Çapları Arasındaki Bağıntı

Aytap Sezer

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya

Bu çalışmada C ve S tipli galaktik süpernova kalıntıları (SNK) için yüzey parlaklığı (Sigma) ve çapları (D) arasında bir bağıntı kurduk. Sigma-D bağıntısını kurmak için kullandığımız kalibratörleri seçerken süpernovanın patlama enerjisine, patladığı ortamın yoğunluğuna, SNK 'nin ışıma özelliklerine ve uzaklık değerinin güvenilir olmasına özellik dikkat ettik. Ayrıca bütün bu değerleri gözönüne alarak seçtiğimiz kalibratörler için uzaklık değerleri kabul ettik. Kalibratör olarak seçtiğimiz SNK 'ler C ve S tipli SNK 'lerdir. Bunlarda ultrarelativistik parçacıklar şok dalgasında hızlandırılmıştır. F tipli SNK 'leri kalibratör olarak kullanmıyoruz. Çünkü orada ışıma veren ultrarelativistik parçacıklar pulsarın magnetosferinde hızlandırılmışlardır. □–D bağıntısı iki farklı eğimden oluşturmaktadır. □(at 1 GHz) = $8.4^{+19.5}_{-6.3} \times 10^{-12} \cdot D^{-5.99^{+0.38}_{-0.33}}$ W m^{-2} Hz^{-1} sr^{-1} (for □küçük eşit 3.7 10^-21 W m ^-2 Hz^ -1 sr ^–1 and D büyük eşit 36.5) and Sigma(at 1 GHz)=2.7^+2.1 –1.4 10^-17 . D^-2.47 +0.20 –0.16 W m ^-2 Hz ^-1 sr ^–1 (for Sigma > 3.7 10^-21 W m ^-2 Hz ^-1 sr^–1 and D < 36.5 pc). Sigma-D bağıntısının bu şekilde olmasının teorik temelini iyi bir şekilde inceledik. Ve aynı zamanda sigma –D bağıntısının kırılmasına neden olan faktörler incelenmiştir. SNK 'nin şok dalgasındaki ışımasının çapa göre değişmesini de inceledik. Sinkratron ışıması veren ultrarelativistik parçacıklar şok dalgasının büyük hızla genişlemesi sırasında hızlanırlar ve sonraki aşamada böyle bir hızlanmanın devam etmesini gösteren gözlemsel bir veri yoktur. Aynı zamanda magnetik dinamo ile manyetik alanın güçlendirmesini gösteren veri de yoktur. S ve C tipli SNK 'lerin gözlemsel verilerini ve onların genişlediği ortamı gözönüne alarak tüm SNK 'ler için uzaklık değerleri bulduk.

Süpernova Kalıntılarının ve Onlarla Bağlı Olan Noktasal Kaynakların Gözlemsel Verileri ve Uzaklıklarının Analizi

Aytap Sezer

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya

Süpernova kalıntılarının (SNK) radyo verilerini içeren tanınan bir kataloğ vardır (Green 2001). X-ışını ve optikteki veriler katalogda yeralmamaktadır. Ancak radyo bantında olduğu gibi bu bandlarda da SNK 'lerin ayrı ayrı incelendiği makalelere çok sayıda referans vardır. Bizim amacımız ise yalnızca radyo bandında değil, özellikle de X-ışını ve optik bantlarda da SNK 'lerin ayrı ayrı verilerini biraraya getirmektir. Biz aynı zamanda ilk kez olarak süpernovaların patlama enerjilerini, patlayan yıldızın ilkin kütlesini ve SNK'lerin nasıl bir ortamda genişlediğini gösteren bilgi ve verileri biraraya getirdik. Ayrıca SNK 'lerin içerdikleri noktasal kaynakların verilerini de dahil ettik. Optik verileri esasen SNK 'nin kimyasal bolluğu ile ilişkili önemli bilgi elde etmek için kullandık. Ayrıca SNK 'ler için uzaklıkları mümkün olduğu kadar kesin şekilde belirledik.

Magnetar Fenomeni

Efe Yazgan
Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Ankara

Özet
Bu çalışmada sıradışı X-ışını pulsarların (SXP) ve yumuşak gama yineleyicilerin (YGY) zamansal verileri toplandı ve zamansal özellikleri incelendi; YGY'nin parlamalarının bu nesnelerin periyot tarihi üzerindeki etkileri araştırıldı; radyo pulsarlar, X-ışını çiftleri, SXP'ler, YGY'ler ve X-sönük radyo-sessiz nötron yıldızları (radyo sessiz) için periyot-periyot değişimi diyagramı kuruldu ve SXP, YGY ve radyo sessizlerin bu diyagram üstündeki olası evrimleri araştırıldı.

Anahtar Kelimeler: Sıradışını X-ışını pulsarları - yumuşak gama yineleyicileri

Magnetar Phenomena

Abstract:
In this work, timing data for all of the anomalous X-ray pulsars (AXPs) and soft gamma repeaters (SGRs) are compiled. Timing properties of these objects are investigated. The effect of bursts of SGRs on their period history is investigated. The The period-period derivative diagram for pulsars, X-ray binaries, AXPs, SGRs and dim radio quiet neutron stars is constructed.

Keywords: Anomalous X-ray pulsars - soft gamma repeaters

Giriş
Yeni tür nötron yıldızları olan SXP ve YGY'lerin en önemli özelliklerinden biri dönme periyotlarının (P) çok hızlı bir şekilde artmasıdır (Mereghetti ve Stella 1995). Bu hızlı artışı ve düşük dönme enerjisi kaybı gibi diğer önemli özellikleri açıklamak için ortaya iki temel model atıldı: geri-düşme diskinden kütle aktarım modeli ve de magnetar modeli. Kütle aktarım modeli bu nesneleri pervane evresini henüz bitirmiş nesneler olarak açıklar (Alpar 2001; Chatterjee ve diğerleri 2000). Ama kütle aktarım modelinin SXP özelliklerini açıklamada büyük sorunları olduğu anlaşıldı. Bu modelin genişletilmiş bir hali pervane ve kütle aktarım olaylarının aynı anda çalıştığı bir senaryoyla SXP özelliklerini çok daha iyi bir şekilde açıklayabilir (Tagieva ve diğerleri 2002). Bu yazıda magnetar modeli üzerinde durulacak.

Magnetar modeli Thompson ve Duncan tarafından 1995 yılında öne sürüldü. Thompson ve Duncan makalelerinde çeşitli yollardan nötron yıldızının manyetik alanını hesapladılar. Her bir değişik yol kendi içinde çok sağlam değildir ama hepsi tutarlı bir şekilde aynı sonucu verir: manyetik alanın gücü kuantum sınırından 10 kat daha fazladır. Kuantum sınırı siklotron çizgilerinin kesikli hale geldiği manyetik alandır ve $m_e^2/e=4.4x10^{13}$ G'dur (Landau 1962). Bu manyetik alanın bu kadar yüksek olduğuna işaret eden gözlemler şunlardır:
sürekli X-ışıması paraklığının değeri, gama-ışını parlamalarının gücü, P ve P değişiminin büyüklüğü, yeniden bağlanma (veya iç değişim) dengesizliğinin büyüme zamanının parlamanın ilk evresinin genişliğiyle aynı olması, e^--e^+ yokolma çizgisi gözlenmesi... Aynı zamanda eğer bir flare yıldızını nötron yıldızı büyüklüğüne sıkıştırırsak parlamaların yumuşak gama parlamalarıyla tipik zaman ve parlamalar arasındaki zaman bakımından aynı olduğu görülür. Yumuşak gama parlamalarıyla normal parlamaların tek farkı yumuşak gama parlamalarının çok daha güçlü olmasıdır (Tagieva ve diğerleri 2002). SXP'lerin doğuş oranının süpernova kalınıtısı (SNK) doğuş oranından 50 kat daha az olduğu bulunmuştur. Nötron yıldızlarının bütün nüfusuna birarada baktığımızda X-ışımasında bir süreksizlik var gibi gözüküyor. Ama veri azlığı yüzünden bunun varolabilecek diğer SXP ve YGY için doğru olup olmadığını bilmiyoruz (Guseinov ve diğerleri 2002). SXP ve YGY'lerden manyetik alanı doğrudan hesaplamamızı sağlayacak siklotron çizgisi gözlenmemiştir. Bunun yanında bu nesnelerin sayısı çok azdır ve bu durum çok değişmeyecektir. Bu yüzden bu konuya başka yönlerden de yaklaşmak gerekir.

SXP'lerin Periyot Evrimi
1E2259+586 için 1978-2000 yılları arası P değişimi yaklaşık sabittir ve $\sim 5.4x10^{-13}$ s/s'dir. Bu kaynak bir SNK'yla bağlantılıdır ve bu nedenle bu kaynağın çok genç olduğu söylenilebilir.
1E1841-045'in P evrimine bakıldığında 1978-1999 yılları arasında P değişiminin sabit ve $4.1x10^{-11}$ s/s olduğu görülür. Bu kaynak da 1E2259+586 gibi bir SNK'yla bağlantılıdır, bu nedenle bu kaynağın da

çok genç olduğu anlaşılıyor. Sabit P değişiminden sapmaların sebebi gürültü ve de gözlemsel hatalardır. 1E2259+586 ve 1E1841-045 için sapmalar yaklaşık aynıdır. 1E1048.1-5937'nin SNK'yla bağlantısı yoktur. P değişimi 1979-1988 yılları arasında $1.6x10^{-11}$ s/s, 1988-1994 yılları arasında $2.6x10^{-11}$ s/s ve 1996-2000 yılları arasında da $1.9\ x10^{-11}$ s/s olduğu bulundu. Ortalama P değişimi ise $3x10^{-11}$s/s'dir (1988-2000). Yıldızın frenlenmesindeki büyük değişimlerin nedeni nedir? P'larda bu tür keskin değişimlerin olabilmesi için eylemsizlik momenti değişmelidir. Eylemsizlik momenti değişimi parlamalar, gliçler veya çevreyle manyetik etkileşimin plazma atımı sonucu değişmesi sonucu olabilir. Bu değişimler atmosferin derinliklerinde oluyorsa 1E1048.1-5937 çok sıcak olmalıydı, ama 0.1-2.4 keV aralığında bunun böyle olmadığı gözüküyor. Bu kaynağın parlaklığı da diğerleri arasında en yüksek değil (2-10 keV). Bu veriler magnetar modeli için bir zorluk oluşturuyorlar. Bu SXP için dönme enerjisi kaybı en çoktur. SXP'ler arasında sabit P değişiminden sapma da en çok bu kaynakta görülüyor. Bu da bu kaynakta daha yüksek enerjili olaylar olduğunu gösteriyor. SXP 1E1048.1-5937 ve 1E1841-045 ileride parlayabilir. 4U0142+61'de frenleme 1995-1998 yılları arasında artmış. 1979-1993 yılları arasında P değişiminin $1.9x10^{-12}$ s/s, 1984-1998 yılları arasında $2.4x10^{-12}$ s/s ve 1993-1998 yılları arasında da $3x10^{-12}$ s/s olduğu bulunmuştur. 1RXJ1708-4009'un SNK'yla bağlantısı yoktur. P=11 s ve P değişimi de $2.25\ x10^{-11}$ s/s'dir. Bu kaynakta 1999'daVela pulsarınkilere benzeyen güçlü gliç olayları olmuştur. Bu olayların P evrimi üzerinde büyük etkisi olmuş olmalı, ama yeteri kadar veri olmadığı için şu anda birşeyler demek çok zordur. 1845.0-0300 için tek bir P değeri vardır. Bu yüzden P değişimi şu anda doğrudan bulunamaz ama dolaylı yoldan bazı sınırlamalar elde edilebilir. Bu kaynağın bir SNK'yla bağlantısı var, ve SNK yaşı 8000 yıldan daha azdır. SNK yaşı pulsar karakteristik yaşına eşitlendiğinde P değişiminin $1.3x10^{-11}$ s/s'den büyük olması gerektiği bulunur. Eğer magnetar modelinin önerdiği gibi bu kaynakta manyetik bozunum varsa pulsarın yaşı daha çok olmalıdır, P türevi de daha az. Sonuçta P değişimi yaklaşık olarak $(1.3\text{-}2)x10^{-12}$ s/s olmalıdır. Eğer P değerinin bu değerlerden çok daha yüksek olduğu bulunursa, dolaylı olarak manyetik bozunumun bu kaynak için çok zayıf olduğu söylenebilir.

YGY'lerin Periyot Evrimi

1900+14 için frenleme Mayıs 1998-Ocak 1999 arasında 2 katına çıktı ve bu arada 63 parlama oldu. Mart 1999-Şubat 2001 tarihleri arasında parlama olmadığı halde P türevi arttı. Bunun nedeni açık olmamakla beraber plazma atımı ve çevreyle etkileşim sonucu olması mümkündür. 1995-1999 yılları arasında P türevinin değeri $6x10^{-11}$ s/s ve 1998-2001 yılları arasında da $1.6x10^{-10}$ s/s olmuştur. Bu P değişimleri mekanizmadan bağımsız olarak ileride bir kaç kat daha düşük değerlere gelecektir. 1993-1999 yılları arasında 1806-20'nin P türevi sabit ve yaklaşık $6x10^{-11}$ s/s'ye eşittir. Bu kaynak P evrimi bakımından YGY 1900+14 ile tamamen aynı davranışı göstermiştir. Şüphesiz ki YGY'lerin P artışları parlama etkinliklerine bağlıdır ve P ve P değişimi artış zaman ölçeği 1-3 yıldır. Eğer bu değişimlerin sebebi plazma atımıysa frenlemeyi arttıran plazmanın etkisi plazma daha 1 pc'e ulaşamadan biter.

SXP, YGY ve Pulsarlarda Frenleme Gürültüsü

Manyetik bozunum gürültü kaynağıdır. Saf manyetik dipol ışıması için frenleme indisi n=3'tür. Uzun vadede manyetik bozunum P değişimini azaltır ve n>3 olur. Ama n yıldızı frenleyen bütün mekanizmaların toplamını gösteren sayıdır. Manyetik bozunum n'nin değerini arttırırken ultra-relativistik rüzgarlar n'nin değerini azaltır (frenlemeyi arttırır). Frenlemenin YGY 1900+14 ve 1806-20 için en çok olduğu gözlenmiştir. Bu doğaldır çünkü bu kaynaklar bir çok yüksek enerjili parlama yaptılar. Ama SXP 1E1048.1-5937, 4U0142+61 ve RXSJ170849-4009'daki büyük değişimlerin nedeni nedir? Bu kaynaklarda değişime neden olabilecek etmenlerden supernova kalıntısı veya pulsar rüzgar bulutsusu da gözlenmemiştir.

Manyetik dipol mekanizması dışındaki mekanizmalar çok daha fazla gürültü yaratırlar. Dönme enerjisi kaybı P^3'le ters orantılı olduğu için hızla azalır ve manyetik dipol ışımasının etkisi diğer "varolan" mekanizmaya göre azalır, bunun sonucunda gürültü artar. Ama pulsarlarda bunun tam tersi gözlenmiştir. Ve aynı zamanda genç ve yüksek manyetik alanlı pulsarlar için n<3. Bu da gösterir ki eğer başka varolan bir mekanizma varsa, bu kendini genç pulsarlarda gösterir ve zaman ölçeği manyetik dipol ışımasınınkine göre kısadır. Bu bütün nötron yıldızı türleri için doğru olmalıdır. Eğer SXP ve YGY'ler için başka bir mekanizma varsa dönme enerjisi kaybı küçüktür ve bunun sonucunda gürültü çoktur. Bu da magnetar modeli çerçevesinde sürekli bozunum ve parlama demektir. Frenleme indisi ölçülmüş pulsarların verilerine bakıldığında atım ışımasından bağımsız ama dönme enerjisi kaybı ve SNK'nın tipine bağlı olduğu görülür. Pulsarlar n=3 ile evrimleşir ve az gürültü yaparlar. Eğer pulsar rüzgar bulutsusu veya gliç varsa o pulsar için n<3. SXP/YGY'lerde pulsar rüzgarı veya gliç gözlenmemiştir (1708'deki gliçler hariç). Ama gliçler gürültü yüzünden gözlenemiyor olabilir. Eğer SXP/YGY'ler kütle aktarımı yapmıyorsa manyetik bozunumdan dolayı n>3 olmalıdır. Ama YGY'ler ve

SXP 1048 için P türevi ve n çok değişim gösteriyor. Bunlar da gösteriyor ki diğer mekanizmanın etkisi manyetik dipolden daha fazla ve arasıra n<3 olabilir ama ortalamada n>3.

SXP/YGY ve Radyo Sessiz Nötron Yıldızlarının Evrimi

Nötron yıldızlarının X-ışını parlaklıklarının dönme enerjisi kaybına oranının dönme enerjisi kaybına göre değişimine bakıldığında pulsarların, YGY ve SXP'lerin ayrı değer kümelerinde topaklandığı görülür. RXJ0720.4 hariç diğer radyo sessiz nötron yıldızları radyo pulsarlara yakın dururlar. Bu kaynağın SXP değerlerine yakın durmasının sebebi artan manyetik alan ve azalan kütle ile birlikte artan soğuma zamanı olabilir. Dönme enerjisi kaybı miktarlarında ortalamada şöyle bir bağlantı bulunmuştur $Edot_{AXP} \sim 10^{-2} Edot_{YGY} \sim 10^{-4} Edot_{PSR}$.

PSR J1119-6127, J1814-1744, J1726-3530 ve J1734-333'ün manyetik alanları SXP 2259-586'nın manyetik alanı kadardır. Çok genç olan PSR J1119-6127 için X-ışını parlaklığının üst sınırı SXP 2259+586'nınkine göre bir mertebe azdır. PSR J1119-6127 ve J1726-3530 SNK'larla bağlantılıdır ve bu SNK'lar SXP'lerin SNK'ları gibi kabuk tiplidir. Bu pulsarlarda pulsar rüzgar bulutsusu yoktur (böyle bir bulutsu 5-10 kpc'ten rahatça görülebilirdi). Bu pulsarlar ne yüksek gürültüye ne de yüksek parlaklığa sahipler. Yukarıdaki gözlemler gösterir ki: bütün nötron yıldızlarına bir arada baktığımızda manyetik alan arttıkça ne X-ışını parlaklığı ne de gürültü artar. Gürültünün artmaması çok da şaşılacak bir durum değildir çünkü dönme enerjisi kayıpları çok yüksektir. Yinede diğer pulsarlara göre daha çok gürültü beklenirdi. Ama X-ışını parlaklığının artmamasını anlayamıyoruz. Bu sonuçlar bu incelemelerde sadece manyetik alanın en önemli parametre olmadığını gösteriyor. Başka önemli bir parametre nötron yıldızının kütlesi olabilir.

P-P Değişimi Evrimi

Nötron yıldızlarının P-P değişimi değerleri ve SNK bağlantısı bize P-P değişimi evrimini verir. YGY'ler çevrelerindeki maddeyle doğrudan gözlenebilecek bir etkileşimde bulunmuyorlar. Bu da yüksek P değişim değerlerini desteklemiyor. Bunun sonucunda denilebilir ki eğer kütle aktarımı yoksa YGY'ler yüksek P değerlerine manyetik bozunumla gelmiş olmalılar. YGY'lerle bağlantılı SNK bulunmamıştır. Ama bu YGY'lerin $(2\text{-}5)\times10^4$ yıldan daha yaşlı olduğunu göstermez, çünkü birçok yoğun YOB'de SNK gözlenemiyor. Aynı zamanda 7-8 kpc uzaklıkta ve 10^4 yıldan daha genç olan PSR J1124, J1614, J1617 ve J1301 için de SNK gözlenmemiştir. SNK'larla bağlantılı pulsarlar için P<1 sn. Bu yüzden SXP ve YGY'lerin doğuş periyotlarının 1 sn'den küçük olduğunu rahatça söyleyebiliriz. Bunun sonucunda mekanizmadan bağımsız olarak denilebilir ki SXP/YGY'ler daha önceleri çok daha yüksek P değişimlerine sahiptiler. SNK'larla bağlantısı kesin olan SXP'ler 1E2259+586 ve 1E1841-045'tir. SXP 1E1841-045'in SNK yaşı ile kendi karakteristik yaşı arasında pek bir fark yoktur, ama SXP 1E2259+586'nın SNK'sıyla yaş farkı 20 kat civarındadır. Bu da çok yüksek bir n'ye işaret ediyor. Çok yüksek n'de çok güçlü manyetik bozunum ve doğuştan çok güçlü manyetik alana işaret ediyor. Ama gözlemlerde gürültü hariç manyetik bozunuma doğrudan işaret edecek birşey yok, ama enerjisi düşük sık sık olan parlamalar olma ihtimalini gözardı edemeyiz (böyle parlamaların varlığı 1E2259'da 2002'de Kaspi tarafından gözlendi). SXP'ler ve YGY'ler P-Pdeğişim diyagramı üzerinde P=sabit çizgisi üzerinde evrimleşiyor olabilirler, bu çok yüksek n ile evrimle aynı şeydir. Bu da çok yüksek bir manyetik bozunumla olabilir. Ancak böyle büyük bir bozunum yüksek manyetşk alanlı pulsarlarda gözlenmedi. Başka bir gariplik te parlamaların başka dalga boylarında olmamasıdır. P-P değişimi diyagramı üzerinde radyo sessiz RXJ0720.4-3125, RXJ0420.0-5022 ve RXJ0806.4-4123 SXP ve YGY'lerin yüksek n ile evrim yolu üzerindelerdir. RXJ0420.0-5022 ve RXJ0806.4-4123 yüksek Gökada boylamına sahip ve 0.8 kpc'ten yakınlardır. Aynı zamanda bu kaynaklarla bağlantılı SNK yok. Bu da gösterir ki bu kaynaklar 3×10^4 yıldan daha yaşlılar, RXJ0806'nın P değişimi 6×10^{-12} 'den az ve RXJ0420'nin P değişimi de 1.2×10^{-11} 'den daha azdır (standart soğuma hesaba katılırsa P değişimlerinin alt limiti de sırasıyla 6×10^{-13} ve 1.2×10^{-12} s/s). Bu pulsarların sıcaklığı 0.06-0.09 keV arasında ve X-ışını parlaklıkları da 10^{32} erg civarındadır. Bu da bu pulsarların çok genç olduğunu gösterir. Bu yaşlarda P-P değişim grafiğinde bulundukları yerde çok daha düşük X-ışını parlaklığına sahip olmalıydılar. Bu da gösteriyor ki bu kaynaklar normal radyo pulsarlardan evrimleşmiş olamazlar. Eğer SXP ve YGY'lerin yüksek n ile evrimleştiği doğruysa bu radyo sessizler 10^5 yaşındaki YGY'ler olabilirler. Yüksek periyotlu radyo sessizler $B= 10^{13}$ G ve yüksek kütleli pulsarlardan evrimleşselerdi yaşları 1 milyon yıldan fazla ve X-ışıma parlaklıkları da 10^{30} erg/s'den az olurdu, ama durum böyle değil. Bu radyo sessizlerin düşük kütleli pulsarlardan evrimleştiğini kabul edersek onların sıcaklıklarını, parlaklıklarını ve yaşlarını açıklayabiliriz. Periyotu yüksek olan radyo sessizlerin sayı yoğunluğu fazladır (0.8kpc'e kadar 4 nesne). Bu birçok 10^{13} G manyetik alanlı pulsarların doğduğunu gösteriyor. Ama bu gerçek ve de RBS1223'ün P-P değişimi diyagramındaki yeri 1 Güneş kütlelik magnetar modelini kanıtlamaya yetmiyor.

Sonuçlar

1. P değişim = sabit çizgisinden sapmalar en çok YGY 1900, 1806 ve SXP 1048.1'de gözlendi. Bu kaynaklar SXP ve YGY'ler arasında en büyük dönme enerjisi kaybına sahip. Magnetar modeline göre en yüksek sıcaklık ve X-ışını parlaklığına sahip olmalılar ve güçlü manyetik bozunum olmalı. Ama ortalamada bunlar doğru değil ve bu magnetar modeli için bir sorun yaratıyor. SXP 1841 ve 1708'de de 1048'de olduğu gibi gürültü olmalı. Bu kaynaklardan parlama görülmezse bu da magnetar modeli için başka bir sorun olacaktır.
2. SXP 1845 için P değişim değeri (1.3-2) $x10^{-12}$ s/s olarak bulundu.
3. YGY 1900 ve 1806'daki parlamar ardından gelen büyük P ve P değişim artışları plazma atımı ve çevreyle etkileşimden geliyor olabilir. Periyot değişimi artış zaman ölçeği 1-3 yıl arasında olduğu için eğer fırlatılan plazma varsa, bu nötron yıldızından 1 pc uzaklaşmadan etkisini kaybeder. Bu da YGY'lerin yüksek P değişimlerinin ileride bir kaç kere azalacağını gösterir.
4. Parlamalara rağmen YGY'ler ve aynı zamanda SXP'ler güçlü pulsar rüzgar bulutsusuna sahip değillerdir. Pulsar rüzgar nebulası olabilmesi için pulsarın 10000 yıldan daha genç ve voltajla doğru orantılı olan dönme enerji kaybının yüksek olması gerekir. 5 kpc'e kadar $1.6x10^4$ yıldan daha genç pulsarların çoğu SNK'larla bağlantılıdırlar. SNK'larla bağlantılı 21 pulsar için dönme enerjisi kaybı $3x10^{34}$ erg/s'den daha çoktur. Ama buna rağmen pulsar rüzgar nebulası sadece 8 pulsar için gözlendi. Bu pulsarlar $3x10^4$ yıldan daha genç ve dönme enerji kayıpları $4x10^{35}$ erg/s'den daha fazladır. YGY 1900, 1806 ve SXP 1048 ve 1708 10000 yıldan daha gençtir ve 10-15 kpc'ten daha yakınlardır. Bu kaynakların S-tipi SNK'ları bile yoktur, ama bunun sebebi uzaklık olabilir. Ancak bu kaynakların dönme enerjisi kayıpları $4x10^{34}$ erg/s'den daha az olduğu için bu kaynaklarda pulsar rüzgar nebulası olmaması çok doğaldır.
5. Magnetar modeline göre SXP ve YGY'ler aynı gruptadır. SXP 2259 daha önce çok etkin ve çok fazla manyetik bozunum olmuş olmalıdır. SXP 2259 ve SNK CTB 109'un yaşları eşitlenirse bu kaynağın başlangıçta YGY'ler kadar manyetik alanı olması gerektiği anlaşılır. Aynı zamanda SXP ve YGY'lerin P-P değişim dağılımları da yüksek manyetik bozunuma işaret ediyor. Eğer parlamaların kaynağı manyetik bozunumsa, radyo sessizler SXP'ler ve YGY'ler aynı evrim yolu üzerinde olduklarından, SXP ve YGY'lerin bozunumu P-P değişim grafiğinde radyo sessizlerin olduğu bölgeye kadar devam etmelidir. Eğer evrim YGY-SXP-radyo sessiz şeklinde oluyorsa radyo sessizlerde de gürültü gözlenmelidir.
6. SXP ve YGY'lerin P ve P değişim değerleri ve parlamaların gücü 10^{14}-10^{15} G manyetik alanlara işaret ediyor. Eğer bu kaynaklar daha önce birkaç kez parladıysa daha da yüksek manyetik alana sahip olmalılar ya da manyetik alan sürekli dinamoyla beslenmeli. YGY'ler ve SXP'ler düşük kütleli ve manyetik alanları 10^{13}-10^{14} G olan nötron yıldızları olabilirler. Bu monopollerin haraketini kolaylaştırır, turbulansın yaşama süresini arttırır ve de dinamonun daha uzun süre çalışmasını sağlar, bu da manyetik alanın daha uzun süre beslenmesi demektir. Aynı zamanda düşük kütleli nötron yıldızı dengeye gelene kadar daha çok salınım yapar, bu yüzden geç soğur, turbulans ve dolayısıyla dinamo daha uzun süre etkin kalır.
7. Pulsar ve SXP özellikleri arasında süreklilik yoktur. Ama bu kaynakları yüksek manyetik alanlı ve düşük kütleli kabul edersek P değişimi keskin olarak azalmış olur ve YGY-SXP-radyo sessiz şeklinde evrim olabilmesi için çok güçlü bozunuma gerek kalmayabilir ve pulsarlarla magnetarlar arasındaki temel farklılıklar kaybolabilir.

Burada nötron yıldızı kütlesi üzerine yazılanlar şu anda spekülasyonda öteye geçemez, bundan sonra magnetarların ve pulsarların diğer özelliklerine bakılarak kütlenin rolü incelenecektir. Bu yazının ayrıntıları Guseinov ve diğerleri 2002'de bulunabilir.

Kaynakça

Alpar, M.A., 2001, ApJ, 554, 1245
Chatterjee, P., Hernquist, L., & Narayan, R., 2000, ApJ, 534, 373
Guseinov, O.H., Yazgan, E., Ankay, A., & Tagieva, A., 2002, astro-ph/0206330
Landau, L.D., 1962, Classical Theory of Fields
Mereghetti, S., \& Stella, L., ApJ, 1995, 442, L17
Tagieva, S., Yazgan, E., & Ankay, A., 2002, astro-ph/0201068
Thompson, C. & Duncan, R.C., 1995, MNRAS, 275, 255

Sıradışı X-Işını Pulsarları, Yumuşak Gama Yineleyicileri ve Radyo Pulsarlar Madde Aktarımı Yapar mı?

Efe Yazgan
Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Ankara

Özet
Bu çalışmada yumuşak gama yineleyicilerinin (YGY) parlamaları ve parlayan-yıldızların parlamaları arasındaki benzerlikleri ve farklılıkları inceledik. Supernova patlamasından sonra nötron yıldızı çevresinde madde kalması olasılığını tartıştık. Aynı zamanda sıradışı X-ışını pulsarları (SXP) ve YGY X-ışını çiftleriyle karşılaştırarak şu anda varolan geri-düşen disk modellerini gözden geçirdik. Eğer pervane mekanizması madde aktarımıyla aynı anda çalışmıyorsa SXP ve YGY'lerin özelliklerinin geri-düşen disk modelleriyle açıklanamayacağını gördük. Aynı zamanda radyo pulsarların periyot-periyot değişimi diyagramını açıklamak için öne sürülen geri-düşen disk modelinin gözlemlerle çeliştiğini bulduk.

Anahtar Kelimeler: Sıradışı X-Işını Pulsarları - Yumuşak Gama Yineleyiciler - Pulsarlar - Süpernova

Abstract
We examined the fall-back disk models, and in general accretion, proposed to explain the properties of anomalous X-ray pulsars, Soft Gamma Repeaters, and radio pulsars. We checked the possibility of some gas remaining around the neutron star after the supernova explosion. We also compared anomalous X-ray pulsars and soft gamma repeaters with the X-ray pulsars in X-ray binaries. We conclude the existing models of accretion from a fall-back disk are insufficient to explain the nature of anomalous X-ray pulsars and soft gamma repeaters, particularly the repeating soft gamma ray bursts. We also discussed the proposed model of combination of magnetic dipole radiation and propeller torques in order to explain the evolution of radio pulsars on the P-Pdot diagram. We found that the predictions of this model contradict the observational data.

Keywords: Anomalous X-ray Pulsars - Soft Gamma Repeaters - Pulsars - Supernova

Giriş

Bilinen diğer yalnız nötron yıldızlarından ayrı bir tür olarak kabul edilen sıradışı X-ışını pulsarları (SXP) ve yumuşak gama yineleyicileri (YGY) son yıllarda çok fazla ilgi çekmiştir (Mereghetti 2001). SXP ve YGY'ler arasındaki tek önemli fark YGY'lerin tekrar eden gama-ışını parlamalarıdır. Bu nesnelerin şaşırtıcı özelliklerinden biri ise X-ışını parlaklıklarının dönme enerjisi kayıplarından 1-3 mertebe daha fazla olmasıdır. Bunun yanında bu nesneler sınıfının en önemli özelliği tekrar eden gama parlamalarıdır. Bu nesnelerin fiziksel özelliklerini açıklamak için sadece nötron yıldızı fiziğinin sınırlarını aşan teoriler geliştirmek yetmemiş, aynı zamanda başka bir tür olan radyo sessiz nötron yıldızlarını araştırmak gerekmiştir. SXP ve YGY'ler için radyo dalga boylarında sadece üst limitler gözlenebilmiştir (Gaensler 2001). Bu gerçek bu nesnelerin radyoda ışıma vermediklerini göstermez çünkü çoğu pulsarın çok düşük radyo parlaklıklarıyla doğduğu bilinmektedir (Lyne ve diğerleri 1998; Allakhverdiev ve diğerleri 1997). Aynı zamanda hüzme etkeni yüzünden de birçok pulsar gözlenemiyor. Ama bu nesnelerin radyo ışıması yapmadığı bulunursa nötron yıldızları türleri arasında yüksek manyetik alanlara çıkıldıkça radyo parlaklığında bir süreksizlik var demek olacaktır. Radyo ışımasının gerçekten olup olmadığını bilmek çok zordur çünkü SXP ve YGY'ler çok uzak nesnelerdir ve sayıları çok azdır. Thompson ve Duncan (1995) bu nesnelerin doğasını açıklayabilmek için magnetar modelini öne sürdü. Bu modele göre SXP ve YGY'ler yalnız nesneler olup yüzey manyetik alanları 10^{14}-10^{15} G'tur ve yıldızın ışıması manyetik alan bozunumdan gelmektedir. Buna alternatif olarak öne sürülen model süpernova patlamasından sonra geri-düşen diskten kütle aktarım modelidir (Chatterjee et al. 2000; Alpar 2001). Bu çalışmada asıl olarak kütle aktarım modellerini inceledik.

Manyetik Etkinliklerden Oluşan Parlamalar

Genelde parlamalar, özelde de gama-ışını parlamaları astrofizikte çok görülen olaylardandır. Bu bölümde YGY parlamalarının astrofizikte diğer çok iyi bilinen parlamalarla karşılaştıracağız. Parlamalar Güneş'te, parlayan yıldızlarda (UV-Cet) ve T-Tauri yıldızlarında gözlenmiştir. Parlamaların çıkış evresi çok hızlıdır ve bunu daha yavaş bir sönme evresi takip eder. Parlayan (flare) bütün nesnelerde parlamalar manyetik etkinliklere bağlıdır. Parlamaların karakteristik zaman ölçeği kısadır,

ve UV Cet tipli yıldızlar için dakika mertebelerindedir. Çok güçlü parlamalar, daha zayıf parlamalar tarafından takip edilir. YGY parlamalarının karakteristik zaman ölçekleri (10 ms-10 s) nötron yıldızının yarıçapı hesaba katıldığında normal parlayan yıldızlarınkine çok yakındır. Normal parlamalarla YGY parlamalarının farkı dışarı verilen güç miktarı ve de parlamalar arasındaki zaman farkıdır. YGY'lerinkilerle karşılaştırıldığında normal parlamaların zaman aralıkları 10-100 kat daha kısadır. Parlama ışımasının sürekli ışımaya oranı YGY'lerde normal parlayan yıldızlara göre 10000 kat daha fazladır. SXP'ier ve YGY'ler tek bir kümenin elemanları olarak düşünüldüğü için SXP'lerden de parlamalar beklenir.YGY parlamalarının enerjileri 10^{40-44} erg ve karakteristik zaman ölçekleri 10 ms-10 s'dir. Bu tür parlamaların varolan kütle aktarım modelleriyle elde edilmesi imkansızdır ve de bu tür parlamalar parlaklıkları SXP ve YGY'lerden 2 mertebe daha çok olan kütle aktarımı yapan sistemlerde bile gözlenmemiştir. Şunun belirtilmesinde yarar var; küçük kütleli X-ışını çiftlerindeki parlamalar kütle aktarımı sonucu termonükleer tepkimeler sonucu yaşlı nötron yıldızların yüzeyinde olur ve bunları olabilmesi için nötron yıldızının manyetik alanının düşük olması gerekir (Lipunov 1992). Büyük kütleli X-ışını çiftlerinde parlamalar gözlenmemiştir. Geçici X-ışını çiftlerinde parlamaların sebebi birim zamandaki kütle aktarım miktarının değişmesidir. Bu tür parlamaların kaynağı manyetik alan değil kütle aktarımıdır. Bunun yanında parlamaların X-ışını çiftlerinde ve YGY'lerdeki tayfı birbirlerine kıyasla çok farklıdır. Şu anda varolan kütle aktarım modelleri YGY parlamalarını açıklamalarının dışında tutuyorlar ve bu da bu modellerin en büyük eksikliğidir.

Süpernova Patlamasından Sonra Nötron Yıldızı Çevresinde Bir Disk Kalabilir Mi?

SXP ve YGY'lerin X-ışıması miktarı kütle aktarımıyla elde edilebilir, ancak bunun olabilmesinin nedeni kütle aktarım oranı ve manyetik alanın kütle aktarım modellerinde ayarlanabilir parametreler olmalarıdır. Geri-düşen disk (GDD) modellerinde süpernova patlamasından sonra geriye ne kadar madde kaldığını bilmek çok önemlidir. Bir Güneş kütlelik bir nötron yıldızının kütleçekim enerjisi yaklaşık (1-2)x10^{53} erg'dir. Bu enerji süpernova patlaması sırasında nötrino ve antinötrino enerjisine dönüşür (Zeldovich ve Guseinov 1965, Guseinov 1966). SNK'ları çalışmalarından biliniyor ki kinetik enerji 3x10^{49} ile 10^{51} erg arasındadır. Süpernova gözlemlerinden de patlama enerjisinin 10^{50-51} erg ve de 0.4-4 Güneş kütlelik maddenin dışarılara atıldığı biliniyor. Bu da gösterir ki nötrinoların enerjisinin sadece küçük bir kısmı patlama enerjisine dönüşür, ama bu bile nötron yıldızı çevresindeki maddeyi dışarılara süpürmek için yeterlidir. Bunun yanında, bir GDD kalıp kalmayacağı dışarı fırlatılan maddenin hız dağılımına bağlıdır. Kütleçekimsel enerjinin ne kadarının dönme enerjisine dönüşeceğini çökmüş yıldızın ilk açısal momentumunun dağılımı belirler. Ama bunu bilsek bile, nötron yıldızının dönüş enerjisini bilebilmek için manyetik sürtünmenin değerini ve de çökmenin dinamiğini bilmek gerekir. Bu noktada bir sürü belirsizlik vardır, bu yüzden nötron yıldızlarının ilk hız değeri, pulsarların ilk hızlarından elde edilmelidir. Pulsarların ilk dönüş periyotlarının 10 ms olduğu bilinir. Bu 5x10^{51} erg'lik bir dönme enerjisine eşdeğerdir. Çökme nötron yıldızının açısal momentumunu dışarılara taşır ve bu da çevredeki maddeyi süpürmek için başka bir mekanizmadır (Bisnovatyi-Kogan 1971; Amnuel ve diğerleri 1973). Aslında , gözlemler 10^{10} G'dan fazla manyetik alanı olan yalnız pulsarların çevresinde gezegenler ve gaz diskleri olmadığını göstermiştir. Kaplan ve diğerlerinin (2001) yaptığı optik gözlemlerle YGY 0526-66 çevresinde de kütle aktarım diski olmadığı görüldü. Yalnız pulsarlarda disk olsaydı diskteki inhomojenlikler veya yalpalamalar sayesinde dağılım miktarlarında (DM) değişimler gözükürdü. Bütün bu sebeplerden dolayı SXP ve YGY'ler çevresinde bir kütle aktarım diski olduğunu gösterecek bir kanıt yoktur. Ama yine de gözlenemeyecek kadar az miktarda madde nötron yıldızı çevresinde kalabilir.

SXP ve YGY'ler Kütle Aktarımı Yapar Mı?

Yukarıda belirttiğimiz gibi çok az miktar madde nötron yıldızı çevresinde kalabilir. Bu bölümde böyle bir maddenin nötron yıldızını yavaşlatacağı mı yoksa hızlandıracağımı sorusu tartışıldı. Çökme yavaşlamaya başladığı zaman, süpernova patlaması olur ve nötron yıldızının kabuğu atılır. Açısal momentum korunumu nedeniyle kabuğun açısal hızı kabuk nötron yıldızından uzaklaştıkça azalır. Nötron yıldızının manyetik alanı kabukla birlikte hareket eder (frozen). Bu nötron yıldızını yavaşlatır ve de kabuğu hızlandırır (Bisnovatyi-Kogan 1971 ve Amnuel ve diğerleri 1973). Geriye düşen kabuğun açısal hızı artar ve nötron yıldızı kabukla etkileşimden dolayı hızlanır. Bu da gösteriyor ki, SXP ve YGY'lerin temel özelliklerinden biri olan sürekli dönmenin yavaşlaması eğer pervane mekanizması kütle aktarımıyla aynı anda çalışmıyorsa sağlanamaz. Ama şu anda varolan GDD modelleri GDD'in nasıl açısal momentum kaybetmesi gerektiğini açıklamıyor. SXP ve YGY özelliklerini gerçeğe yakın şekilde açıklamak için GDD modellerinin kütle aktarım ve pervane mekanizmalarını aynı anda çalıştırması gerekir.

SXP ve YGY'lerin X-ışını Çiftlerindeki Pulsarlarla Karşılaştırılması

Bu bölümde pulsarların ve SXP/YGY'lerin X-ışını parlaklıklarının dönme enerjisi kayıplarına oranı karşılaştırıldı. Bu oran $L_x/|Edot|$ olarak gösterilebilir. $L_x/|Edot|$ nötron yıldızına aktarılan maddenin özgül açısal momentumuyla ters orantılıdır (yani açısal momentum/kütle). Periyotlaeı yaklaşık aynı olan sistemler incelendiğinde yüksek kütleli X-ışını çiftleri için $L_x/|Edot|=3x10^3$-$3x10^6$, düşük kütleli X-ışını çiftleri için $L_x/|Edot|=(5\text{-}7.2)x10^2$ olduğu görülür. Nötron yıldızına kütle aktarımı onu hızlandırabilir veya yavaşlatabilir. Ancak, yaklaşık aynı parametrelere sahip olan çift yıldız sistemleri için, kütle aktarım oranı arttıkça periyot değişimi, dönme enerjisi kaybı ve de X-ışını parlaklığı artar. Düşük kütleli X-ışını çiftleri diskten kütle aktarımı yaparlar, bu yüzden aktarılan birim kütledeki maddenin açısal momentumu yüksek kütleli X-ışını çiftlerindekilere göre daha çoktur. Bu yüzden ortalamada düşük kütleli çiftler için $L_x/|Edot|$ daha düşüktür. Pervane etkisi yoksa SXP'ler için $L_x/|Edot|$ yüksek kütleli sistemlere göre daha az olmamalıdır çünkü SXP'lerin GDD'ten kütle aktarımı yaptığını varsayıyoruz. Ama 7 SXP içinden 4 tanesi düşük kütleli X-ışını çiftlerinin $L_x/|Edot|$ değerinden bile daha düşük değerlere sahip. Bu da gösteriyor ki kütle aktarımıyla pervane mekanizması aynı anda çalışmıyorsa gözlemlerle tutarsız sonuçlar elde ediliyor. Bunun yanında pervane etkisi de zayıf olmalıdır çünkü SXP'lerle bağlantılı süpernova kalıntıları dolma (plerionic) tür değildir ve hepsi de kabuk tiplidir (Tagieva ve Ankay 2002).

Radyo Pulsarlar İçin Pervane Mekanizması

Alpar, Ankay ve Yazgan (2001) radyo pulsarların P-Pdot dağılımlarının pervane ve dipol torklarının birleşik halde varolmasıyla açıklanabileceğini öne sürmüşler ve bunu pulsarların P-Pdot dağılmıyla karşılaştırmışlardır. Bu model P-Pdot dağılımını açıklamada çok başarılıdır ancak, bu modelin başka gözlemlerle de test edilmesi gerekiyordu. Bunun için modelin yaş tahminlerini gözlenen yaşlarla karşılaştırdık. Bilindiği gibi pulsarların gerçek yaşları (modelden bağımsız) pulsarların Gökada düzleminden uzaklıklarıyla doğru orantılıdır (Lyne ve Graham-Smith 1998). Bu da demektir ki en genç pulsarlar Gökada düzlemindedir en yaşlıları ise Gökada düzleminden uzaktadır. Genel ölçekler verilirse düzleme 200 pc'den yakın olanlar çok genç, düzlemden 400 pc'ten daha uzak olanlar da yaşlı pulsarlardır. Ama gördük ki Alpar, Ankay ve Yazgan'nın modelinin yaşlı pulsarları tahmin ettiği yerde genç pulsarlar, gençleri tahmin ettiği bölgede de yaşlı pulsarlar bulunuyor. Yani modelimiz gözlenen pulsar yaşlarıyla tutarsız, yani radyo pulsarları açıklarken pervane mekanizmasına kesinlikle ihtiyaç yoktur. Bu çalışmayla birleştirildiğinde Alpar, Ankay ve Yazgan'nın (2001) çalışması radyo pulsarlarda pervane mekanizmasının genel P-Pdot evriminde önemli bir rol oynamadığını kesin olarak göstermiştir. Aynı zamanda Allakhverdiev ve Tagieva (2002) göstermiştir ki P-Pdot dağılımı sadece dipol modeliyle çok iyi bir şekilde açıklanabiliyor.

Sonuç

Bu çalışmada değişik yönlerden genel olarak yalnız nötron yıldızlarının kütle aktarımı yapmadığını gösterdik. SXP ve YGY'ler eğer kütle aktarımı yapıyorsa aynı anda pervane mekanizması da çalışmalıdır. Bu çalışmanın ayrıntıları için Tagieva, Yazgan ve Ankay (2002)'ye bakılmalıdır.

Kaynakça

Allakhverdiyev, A.O., Guseinov, O.H., & Tagieva, S.O., 1997, Asronomy Letters, 23, 628
Allakhverdiyev, A.O., & Tegieva, S.O., 2002, Astronomical ve Astrophysical Transactions'da yayımlanacaktır
Alpar, M.A., 2001, ApJ, 554, 1245
Alpar, M.A., Ankay, A., Yazgan, E., 2001, ApJ Letters, 557, 61
Amnuel, P.R.ç Guseinov, O.H., & Kasumov, F.K., 1973, Sov. Astr. 16,932
Bisnovatyi-Kogan, G., 1971, Sov. Astr. 14, 652
Chatterjee, P.ç Hernquist, L., & Narayan, R., 2000, ApJ, 534, 373
Gaensler, B.M., Slane, P.D., Gotthelf, E.V., & Vasisht, G., 2001, ApJ, 559, 963
Guseinov, O.H., 1966, AJ, 43, 772, 1967 Sov. Ast., 10, 613
Kaplan, D.L., Kulkarni, S.R., van Kerkwijk, M.H., ve diğerleri, 2001, ApJ, 556, 399
Lipunov, V.M., 1992, Astrophysics of Neutron Stars, Springer-Verlag
Lyne, A.G., & Graham-Smith, F., 1998, Pulsar Astronomy, Cambridge University Press, p.94-96
Lyne, A.G., Manchester, R.N., Lorimer, D.R., ve diğerleri, 1998, MNRAS, 295, 743
Mereghetti, C., 2001, astro-ph/0102017
Tagieva, S.O. & Ankay, A., 2002, Astronomical ve Astrophysical Transactions'da Yayımlanacaktır
Tagieva, S.O., Yazgan, E., Ankay, A., 2002, astro-ph/0201068
Thompson, C. & Duncan, R,C,, 1995, MNRAS, 275, 255
Zeldovich, Ya. B., & Guseinov O.H., ZhETF Pis: Red., 1, 11, 1966, ApJ, 144, 841

Gökada'da Elektron Dağılımı ve Pulsar Uzaklıkları

Efe Yazgan
Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Ankara

Özet

Şimdiye kadar bilinen pulsarların sayısı 1315'tir ve çoğu 3-4 kpc'ten daha uzaktadır. Pulsarlar yalnız nesneler oldukları için (supernova kalıntıları, HII bölgeleri ve molekül bulutları için olduğu gibi) uzaklıklarını hesaplamak çok zordur. Pulsarlardan sadece bir kaçının uzaklığı üçgenleme (paralaks) yöntemiyle bulunmuştur. Bazı pulsarlar özellikleri çok iyi bilinen supernova kalıntılarıyla bağlı olduğu için uzaklıkları hassas bir şekilde belirlenmiştir. Küresel kümelerin uzaklıkları çok iyi bilindiği için bunların içinde bulunan pulsarların uzaklıkları da az hatayla bilinir. Pulsarların çoğu Gökada düzleminde doğduğu için küresel kümelerdeki pulsarlar diğer pulsarların uzaklığını bulmada çok fazla işe yaramazlar. Pulsarların hesaplanan uzaklığı Gökada'daki elektron yoğunluğunun dağılımının modeline bağlıdır. En yaygın olarak kullanılan model Taylor ve Cordes (1993)'in analitik modelidir. Bu modelin çok uzak ve Gökada boylamları ~3 dereceden çok olan pulsarlar için iyi sonuçlar vermediği görülmüştür. Pulsarların Gökada düzleminden uzaklığı, hızları, parlaklıkları vs. göz önünde bulundurularak konulan bir kaç doğal gereklilik sonucu boylama ve güneşten uzaklığa bağlı olarak Gökada'daki elektron yoğunluk dağılımını nicel olarak bulundu. Bu çalışmadaki modele göre 5 kpc'ten daha uzak ve boylamları 3-5 dereceden daha fazla olan pulsarlar Taylor ve Cordes modelinin tahmin ettiği uzaklıklardan çok daha yakındır.

Anahtar Kelimeler: Pulsar uzaklıkları - elektron dağılımı - Gökada

ELECTRON DISTRIBUTION IN THE GALAXY AND PULSAR DISTANCES

Abstract

The number of known pulsars is 1315 and most of these pulsars are farther than 3-4 kpc. Since pulsars are isolated objects, it is hard to determine their distances like for supernova remnants, HII regions and molecular clouds etc. For only a few pulsars we do know the distances determined by the parallax method. For some pulsars distances are well-known due the fact that they are genetically connected to supernova remnants with well determined parameters. The distances of pulsars in globular clusters are well known since the distances of globular clusters are very well-known. Due to the fact that most of the pulsars are born closer to the galactic plane, the distances of pulsars in globular clusters are of little use in determining the distances of other pulsars in the Galaxy. The calculated distance of pulsars depend on the electron distribution in the Galaxy. The analytic model of Taylor and Cordes (1993) is the most widely used model. However, it has been found that this model do not give reliable distances for pulsars which have galactic latitudes higher than ~3^{O}. The galactic electron distribution as a function of distance (from the Sun) is determined quantitatively using some natural constraints on the distances from the galactic plane, velocities, luminosities etc. According to the model in this work the pulsars which are farther than 5 kpc and having latitudes higher than 3-5^{O} are found to be much closer to the Sun than the prediction made by Taylor and Cordes model.

Keywords: Pulsar distances - electron distribution - Galaxy

Giriş

Bu çalışmadaki amaç radyo pulsarları için dağılım miktarı (DM) ve uzaklık (d) arasındaki bağıntıyı Gökada'nın her bir değişik yönü için bulmaktır. Bu bağıntılar elimizde olduğunda, yeni bulunan bir pulsarın uzaklığı DM değeri kullanılarak bulunabilecektir. DM ve d arasındaki bağıntı optik astronomide kullanılan optik soğrulma ve d bağlantısının analoğudur. DM elektron dağılımına bağlıdır. Toz dağılımıyla kıyasladığımızda doğal olarak elektron dağılımındaki düzensizliklerin derecesi daha azdır. Çoğunlukla pulsarların uzaklıklarını belirlemek için matematiksel elektron dağılımı modelleri kullanılır.Ama doğal olarak çok karmaşık bir sistemi basit bir formülle anlatmaya kalkmak bizi hatalı sonuçlara götürür. Varolan elektron dağılım modelleri özellikle daha uzaktaktaki pulsarlar için daha hatalıdır. Bunun yanında, bazı pulsar uzaklıklarının bu matematiksel modellerle hiç uyuşmadığı

görülmüştür. Böyle pulsarlar için uzaklıklar model dışında ayrıca verilir. Bu durum ne kadar mükemmel modeller yapılırsa yapılsın çok değişmeyecektir.

Yukarıda belirtilen nedenlerden dolayı bu çalışmada elektron dağılımı (ya da DM) analitik bir fonksiyon olarak verilmemiş bunun yerine Gökada'nın her bir bölgesi için sayısal fonksiyonlar olarak verilmesi tercih edilmiştir. Ancak bu fonsiyonları belirlemek için öncelikle uzaklıkların iyi belirlenmesi gerekiyordu. Bunun için bağımsız metodlarla bulunan uzaklıklar ve doğal gereklilikler kullanılarak bulunan uzaklıklar kullanılmıştır.

d-DM Bağıntıları Kurulurken Gereken Bazı Bilgiler

Beyaz cücelerin ve nötron yıldızlarının sınır kütleleri 7-8 Güneş kütlesi (Nomoto 1984; Aydın ve diğerleri 1996) arasındadır. Bu kütle B3V tayf tipli anakol yıldızına denk gelir. Spectral tipteki (yada kütledeki) hata yakın çift yıldız sistemlerinde doğan nötron yıldızları için daha çok olmalıdır.

O yıldızlarının %75'i ve B2V ve daha genç yıldızların da %58'i OB birliklerinde doğar (Garmany ve Stencel 1992). Buna ek olarak, birçok genç açık küme (açık kümeler O veya genç B yıldızları ve ağır süperdev yıldızları içerirler) OB birliklerinden uzakta yer alırlar. Ama, yakınında açık küme veya OB birliği olmayan yerlerde pulsarların anne yıldızları bulunabilir. Bu durumda, anne yıldız 6 Güneş kütlesi gibi daha küçük bir kütleye sahiptir veya anne yıldız bir *kaçan* (runaway) yıldızdır.

Moleküler bulutların büyüklükleri ve kütleleri çok geniş bir değer aralığındadır (Patel ve Pudritz 1994). Moleküler bulutlar genel olarak Gökadanın kollarında yer alırlar ve çok düzensiz dağılmışlardır. Bu yüzden yıldızlar küçük gruplarda (açık kümelerde) veya büyük kümelerde (OB birliklerinde) doğabilirler. Büyük bir OB birliği yaşları 50-60 milyon yıla varan bir kaç açık kümeden oluşabilir. Bu da gösterir ki yıldız oluşumu 50-60 milyon yıla kadar sürebilir. Pulsarların çoğu daha genç olduğu için böyle kısa bir sürede kollar, büyük yıldız oluşum bölgeleri (YOB) ve OB birliklerinin Gökada'daki yerleri kayda değer olarak değişmez.

Anakol yıldızlarının sayısı kütle arttıkça eksponensiyel olarak azalır. Gökada'daki değişik YOB ve Macellan bulutlarına bakarsak bu eksponensiyelin derecesinin 1.5 ile 2.5 arasında değerler aldığını görürüz (Salpeter 1955; Blaha ve Hamphreys 1989; Parker ve Garmany 1993; Garmany ve diğerleri 1982). Exponensiyelin derecesindeki hata payı ağır yıldızlar için daha çoktur. Doğal olarak bu belirsizlik pulsar anne yıldızlarının sayı-kütle dağılımında belirsizliğe neden olur. Güneş yakınındaki (3 kpc'ten daha yakın) genç pulsarların ve supernova kalıntılarının varlığı gösterir ki bu nesneler YOB ve OB birliklerinden çok uzaklarda doğmuşlardır. Kabul edebiliriz ki pulsarların doğum yerlerinin büyüklüğü YOB'nin büyüklüğüyle sınırlı değildir.

Bilindiği gibi, radyo pulsarların uzaklıkları ve HII ve HI bölgeleri ve moleküler bulutlar gibi genç nesnelerin yaşları ortalamada %30 hatadan daha düşük bir hatayla belirlenemez. Bu yüzden Gökada kollarının ve YOB'nin yerleri, eğer yeteri kadar ağır yıldız gözlenmemişse, sadece yaklaşık olarak bilinebilir. Ama buna rağmen kolların yönü çok iyi bilinir.

Yalnız pulsarların 400 MHz'deki parlaklığı periyot ve periyot türevine bağlı değildir. Bu yüzden yalnız pulsarın radyo parlaklığı manyetik alanın gücüne ve dönme enerjisi kaybına çok zayıf bir şekilde bağlıdır. Bu yüzden diyebiliriz ki yalnız pulsarların radyo parlaklığı pratikte yaşa, kütleye veya anne yıldızın hangi tür olduğuna bağlı değildir (ama bu yakın çiftler için doğru olmayabilir).

Yalnız pulsarların ortalama hızları 250 km/s'dir (Allakhverdiev ve diğerleri 1997; Hansen ve Phinney 1997). Bu yüzden yaşları yarım milyona kadar olan pulsarlar doğum yerlerinden çok uzaklaşamaz ve en çok 200 pc gidebilirler (bu hızın Gökada düzlemine izdüşümü 160 pc'tir). Çok az sayıda pulsar çok hızlıdır ama onlar bile bir milyon yıldan daha kısa bir sürede bir Gökada kolundan diğerine geçemezler. Çok büyük YOB'nin büyüklüğü 1 kpc'e kadar ulaşabilir. Gökada kolları arasındaki uzaklık 1 kpc veya daha çoktur. Bu nedenlerden dolayı yarım milyon yıl yaşına kadar olan pulsarlar doğum yerlerinde kalırlar.

Yıldız Oluşum Bölgelerinin Gökada'nın Bakışım Düzleminden Sapması

Yıldızların sadece yaşlı nüfusu (10^{10} yıl civarındaki yıldızlar) dinamik dengeye gelebilir. Yaşlı ve genç nüfus yıldızların Gökada merkezi yönünde ortalama yükseklikleri ve sayı yoğunluğu dağılımları farklıdır. Bu da genç ve yaşlı yıldız nüfusunun birbirleriyle dengede olmadığını gösterir. Gökada kollarındaki gazın ve genç yıldızların toplam ağırlığı Gökadanın toplam ağırlığının sadece %1-3'ü kadardır ve kolların parametrelerinin karakteristik değişme zamanı $\sim 10^9$ yıldır. YOB'nin yaşları kolların karakteristik yaşlarından bir mertebe daha azdır ve bundan dolayı daha da dengesizdir. Bu durumda kollar ne Gökada'yla ne de YOB'yle denge içindedir. Bu nedenle kollar heryerde Gökada düzlemiyle aynı düzlemde yer almaz ve bazı bölgelerde de YOB Gökada düzleminden daha yüksek veya daha alçak bir konumda olabilir. Parlak cepheidlerin ve kırmızı superdevlerin optik gözlemlerinin gösterdiğine göre Güneşten 5-10 kpc uzakta ve 220^O-330^O Gökada enlemlerinde bulunan YOB'leri Gökada düzleminden 300 pc aşağıda yer alır. Aynı uzaklıkta 70^O-110^O enlemlerinde YOB'leri düzlemden 400 pc yukarıdadır. Bunun yanında 3-5 kpc'ten yakın 270^O-320^O enlemlerindeki nesneler düzlemin 150 pc altında yer alır (Berdnikov 1987). Pulsarların dağılımına bakıldığında $l=250^O$-300^O arasındaki bazı genç pulsarlar düzlemden aşağıda yer alır ve $l=50^O$-80^O arasındaki bazı pulsarlarda düzlemden yukarıda (Guseinov ve diğerleri 2002). Elektron dağılımı bulunurken bu veriler hesaba katılmalıdır.

Gökada'da Elektron Dağılımı

Gökada'da toz, moleküler bulut ve HI dağılımlarında düzensizlikler gözlenmiştir. Çok daha az olsa da elektron dağılımında da düzensizlikler beklemek doğaldır. Doğrudan elektron dağılımına bağlı olan DM, uzaklıkları aynı olan fakat gökyüzünde değişik bölgelerde yer alan pulsarlar için farklıdır. Elektron dağılımındaki bu düzensizlikler o doğrultudaki HII bölgeleri ve supernova kalıntıları, kütleçekim potansiyeli, gaz sıcaklığı ve de Gökada'daki kozmik ışın dağılımıyla ilgilidir. Ama elektron dağılımındaki düzensizlikler yıldızlararası ortamın diğer bileşenlerinden çok daha azdır. Yinede bu bize her bir pulsarın uzaklığını az hatayla verecek basit bir elektron dağılım modeli kurmamızı sağlamıyor. Gökada'da elektron yoğunluğu enlem, boylam ve Güneşten uzaklığa bağlıdır. Ama bazı bölgelerde enlem, boylam veya uzaklıktaki çok küçük bir değişiklik elektron yoğunluğunda çok büyük değişikler yaratabilir (Guseinov 1978; Taylor ve Cordes 1993). Uzaklık hesaplarında bunların da hesaba katılması gerekir. Güneşe yakın pulsarlar için DM görüş doğrultusundaki HII bölgelerinin ve supernova kalıntılarının sayısına bağlıdır. Bunun 3-4 kpc'ten uzak pulsarlar için de doğru olup olmadığı ancak verilere bakılarak anlaşılabilir. Ama eğer doğruysa DM HII bölgelerinin sayısına yani OB birliklerinin sayısına güçlü bir şekilde bağlı olacaktır. Bu da Gökada kolları arasında elektron yoğunluğunun az, ve böylece DM'na katkısının az olacağını gösterir. Bunun doğru olup olmadığını anlamak için yarım milyon yıldan daha genç pulsarlar için DM'nın enlem'e göre değişimine bakıldı Aynı pulsarların uzay dağılımına da bakıldı. Elektron yoğunluğunun Gökada kolları arasında nasıl değiştiğini görmek için bu iki dağılım ile Georgelin ve Georgelin (1976) tarafından HII bölgelerinin uzay dağılımına bakarak kurulan Gökada kol haritası karşılaştırıldı. Burdan görüldü ki YOB arasındaki uzaklık çok veya pulsar ve büyük HII bölgeleri yok veya çok nadir olduğunda bile DM çoktur. Sonuç olarak diyebiliriz ki DM Gökada'da çok sert değişimler göstermiyor, kollar arasında elektron yoğunluğu şiddetle azalmıyor.

Pulsar Uzaklık Tahmini

Pulsarların uzaklık tahmini için aşağıdaki kriterler kullanıldı:
Uzaklıkları bulmak için önce bir pulsar uzaklık kalibratör tablosu hazırlandı. Bu tablodaki en sorunlu kaynak Vela pulsarı. Vela pulsarının uzaklığının hesaplanması için Guseinov, Yerli ve diğerleri (2002)'ye bakınız. Burada güvenilir bir uzaklık elde etmek için ne kadar çok değişik bilgiye ihtiyaç duyulduğu da görülecektir. Pulsar uzaklıkları bu tablodaki değerlerle uyumlu olacak şekilde ayarlanmalı.

Pulsarlar Gökada düzleminde doğduğu için ve de gözlemler çoğunlukla düzleme odaklandığı için bilinen çoğu pulsar Gökada düzlemine yakın bulnuyor. Varolan verilere bakıldığında uzak ve boylamı küçük pulsarlar için nerdeyse hiç kalibratör olmadığı görülüyor. Bunun yanında uzak pulsarlar için elektron yoğunluğu hakkında yargıda bulunmak da zor.

Pulsarların radyo parlaklığı onların doğum yerlerine bağlı olmamalı ve de en parlak pulsarlardan daha fazla olmamalı. Verilerden çıkan sonuç: 400 MHz'de parlaklık için üst sınır 1.5 10^4 mJy kpc^2 ve 1400 MHz için üst sınır 3.5 10^3 mJy kpc^2.

Bütün enlemler için aynı karakteristik yaşa sahip olan pulsarların Gökada düzleminden yükseklikleri aynı olmalıdır. Ama bu YOB'nin Gökada düzleminden saptığı yerlerde 5 milyon yıldan daha genç olan pulsarlar için geçerli değildir.

Yarım milyon yıldan daha genç pulsarlar hala doğum bölgelerine yakın olmalılar.

Gökada'daki elektron yoğunluğu HII bölgeleri ve OB birlikleriyle ilişkili olmalı ama uzaktakiler için bu ilişki güçlü olmamalı. Elektron yoğunluğu Gökada merkezine veya düzlemine yaklaşıldıkça artmalı.

Pulsar Uzaklıkları ve Elektron dağılımı Arasındaki İlişki ve Yeni Bulunan Bir Pulsarın Uzaklığının Belirlenmesi

DM pulsar doğrultusunda uzayın fonksiyonu olan elektron yoğunluğunun bütün yol boyunca (yani 0'dan pulsarın uzaklığına kadar) integrali olarak tanımlanır. Bu durumda DM elektron yoğunluğuna ve pulsar uzaklığına bağlıdır. DM hassas ölçülebilen bir parametre olduğu için pulsarın uzaklığını biliyorsak elektron yoğunluğu hakkında bilgimiz olmuş olur, veya tam tersi, eğer elektron yoğunluğunu biliyorsak pulsarın uzaklığını bulabiliriz. Bu da gösterir ki eğer amacımız pulsar uzaklıklarını belirlemekse pulsar dağılımı veya elektron dağılımı arasında hiç bir fark yoktur. Tabii ki, eğer Gökada'daki elektron yoğunluğu dağılımını tam olarak bilip bir analitik model kurabilsek çok iyi olurdu. Ancak, böyle bir bilgiye sahip olmak imkansız ve de böyle bir modeli pratikte kullanmak çok zor olur. Aynı zamanda, daha önceki bölümlerde açıklandığı gibi büyük boylamlı pulsarlar için model kurmak çok doğru olmaz. Hatta Gökada düzlemindeki bazı pulsarın uzaklıkları modellere uymuyor. Bu yüzden bu çalışmada daha kullanılabilir ve daha doğru sonuçlar veren bir yol seçildi. Guseinov, Yazgan ve diğerleri (2002)'nin çalışmasının bir devamı olarak her bir pulsar için kalibratör pulsar uzaklıklarıyla uyumlu ve doğal gereklilikleri sağlayan uzaklıklar belirlendi. Pulsar uzaklıkları değişik yönler için değişik enlem ve boylam aralıklarına ayrıldı. Gökada'daki pulsarlar 14 enlem aralığına bölündü ve her bir enlem aralığı değişen sayılarda boylam aralıklarına bölündü. Bu verilerle uzaklığa karşı DM grafikleri çizildi. Böylece bundan sonra yeni bir pulsar bulunduğunda, pulsarın DM değeri, enlemi ve boylamı kullanılarak bu grafikler aracılığıyla o pulsarın uzaklığı belirlenebilir. Bu çalışmayla ilgili ayrıntılar, figürler ve tablolar Guseinov, Yazgan, Tagieva ve Küpçü-Yoldaş (2002)'da bulunabilir.

Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada kullanılan kalibratörlerin ve Taylor ve Cordes'in kullandığı kailbratörlerin uzaklıklarının bir kaçı hariç hepsi birbirleriyle tutarlı. İki çalışmada farklı uzaklık değerlerine sahip olan kalibratörler şunlar: PSR J1302-6350, J1748-2021, J1804-0735 ve J1910-59. Taylor ve Cordes modelinin ve bu çalışmada kullanılan modelin uzaklık tahminleri arasında 3-4 kpc'ten uzak pulsarlar için iki kattan daha fazla fark olduğu görülüyor. Bu pulsarların çoğu güney yarım kürede 1400 MHz gözlemleriyle keşfedilmiş (bu pulsarların enlemleri 300-360 derece arasında). Güneşe en yakın pulsarlar arasında PSR J1939+2134'ün uzaklık değerlerinde iki çalışmanın verdiği değerler arasında çok büyük fark var.

Hangi modelin daha iyi sonuçlar verdiğini anlamak için modellerin test edilmesi gerekiyor. Daha önceki bölümlerde uzaklık bulmak için sağlanması gereken bazı kriterler vermiştik. Bunlardan biri şuydu: aynı yaştaki pulsarların Gökada düzleminden yükseklikleri yaklaşık aynı olmalıdır. 1400 MHz gözlemleri Gökada düzleminin 5 dereceden küçük bölgeleri için olmuştu. Bu yüzden bu gözlemler sırasında bir çok yeni genç pulsar keşfedildi. Bunun yanında 1400 MHz akının 400 MHz akıya oranı genç pulsarlar için yaşlı olanlara göre bir kaç defe daha fazladır (Guseinov, Yazgan ve diğerleri 2002). Bu da genç pulsarların keşfedilmesini kolaylaştıran bir etkendir. Modelleri test etmek için 1 milyon yıldan daha genç pulsarların belli enlem aralıklarında boylamları ve Gökada düzleminden yükseklikleri karşılaştırıldı. Çoğu genç pulsar 2 derecen daha düşük boylama sahip olduğu için bu pulsarlara bakıldı. İki model arasında Gökada düzleminden yükseklikte veya Güneş'ten uzaklıkta kayda değer bir fark yok. Daha önce belirtildiği gibi buna istisna sadece 4 pulsar var. Özetlemek gerekirse, 2 dereceden daha düşük boylamları olan pulsarlar için iki model de yaklaşık aynı sonuçları veriyor. Zaten daha önce belirtildiği gibi bu beklenilen bir sonuçtu. Yaşları 1-10 milyon yıl olan pulsarlara bakıldığında yaklaşık 3 kpc'ten uzak pulsarlar için bu çalışmanın tahmin ettiği uzaklıklar Taylor ve

Cordes uzaklıklarına göre çok daha Güneşe yakındır. Pulsarların Gökada'dan yükseklik dağılımına bakıldığında bu çalışmanın verdiği sonuç pulsar yoğunluğu Gökada düzleminde daha çok ve 6 kpc'ten uzak pulsarların Gökada düzleminden uzaklıkları yaklaşık aynıdır. Ancak Taylor ve Cordes'in modeli bu doğal kriteri sağlamıyor. Taylor ve Cordes modeline göre pulsarların uzaklığı arttıkça Gökada düzleminden ortalama uzaklık artıyor. Bu da demektir ki uzak pulsarların uzay hızları daha çoktur. Ama böyle bir varsayıma gerek yoktur ve de doğal kriterlere uygun değildir.

Kaynakça

Allakhverdiev, A.O., Guseinov, O.H., Tagieva, S.O., Yusifov, I.M., Astron. Report 1997, 41, 257
Aydın, C., Özdemir, S., Guseinov, O.H., ve diğerleri, Turkish Journal of Physics 1996, 20, 1149
Berdnikov, L.N., Soviet Astronomy Letters 1987, 13, 45
Blaha, C. & Hamphreys, R., AJ 1989, 98, 1598
Garmany, C.D. ve diğerleri, ApJ 1982, 263, 777
Garmany, C.D. & Stencel, R.E., A&AS 1992, 94, 211
Georgelin, Y.M. ve Georgelin, Y.P., A&A 1976, 49, 57
Guseinov, O.H., Kasumov, F.K. & Yusifov, I.M., Astr. Sp. Sci., 1978, 59, 285
Guseinov, O.H., Yazgan, E., Özkan, S., Tagieva, S.O. 2002, astro-ph/0205540
Guseinov, O.H., Yerli, S.K., Özkan, S., Sezer, A., & Tagieva, S.O. 2002, astro-ph/0206050
Guseinov, O.H., Yazgan, E., Tagieva, S., & Küpçü-Yoldaş, A. 2002, astro-ph/0207306
Hansen, B.M.S. & Phinney, E.S., MNRAS 1997, 291, 569
Nomoto, K., A&A 1994, 288, L1
Parker, J.W. & Garmany, C.D., AJ 1993, 106, 1471
Patel, K. & Pudritz, R.E., ApJ 1994, 424, 668
Salpeter, E.E., ApJ 1955, 121, 161
Taylor, J.M. & Cordes, J.M., ApJ 1993, 411, 674

1315 Radyo Pulsarın İstatistik İncelenmesi

Safiye Özkan

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya

1315 pulsar verisi içeren katalogdaki (Guseinov vd. 2002) verileri istatistik olarak inceledik ve son yayınlanmış katalogdaki (Taylor vd. 1996) verilerden farklarını ortaya çıkarttık. Burada biz pulsarların uzay dağılımını, pulsarların dispersion ölçüm değerlerinin galaktik boylama ve güneşten olan uzaklığa göre dağılımı, elektron yoğunluğunun galaksideki dağılımı, pulsarların sayısının 400 MHz ve 1400 MHz 'deki ışımalarına göre dağılımı, pulsarların ışımasının tayf göstergesi, pulsarların ışımasının pulsarların yaşına ve magnetik alanına göre nasıl değiştiği incelendi. Aynı zamanda güncellenmiş p – pdot diyagramı sunuldu.

Işınım Gücü Fonksiyonu

Safiye Özkan

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya

1315 radyo pulsar içeren yeni kataloğu (Guseinov vd. 2002) kullanarak pulsar ışınım gücü fonksiyonunu oluşturduk ve inceledik. Pulsar ışınım gücü fonksiyonları ayrı olarak 400 MHz ve 1400 MHz için oluşturuldu ve karşılaştırıldı. Aynı zamanda çift milisaniye pulsarları ile diğer düşük manyetik alanlı pulsarların dışında kalanların ışınım gücü fonksiyonları oluşturuldu. Bu ışıma fonksiyonunu anormal X - ışını pulsarları ve sönük radyo sakin nötron yıldızlarına uyguladık. 1400 MHz civarındaki ışınım gücü fonksiyona karakteristik yaşın ve magnetik alanın nasıl bir etkisi olduğunu inceledik

X-ışın İkilileri, Pulsarlar ve SN Kalıntıları: Veri Toplama, Düzenleme ve Sunumu

Sinan Kaan Yerli
yerli@metu.edu.tr
ODTÜ Fizik Bölümü, 06531 Ankara

1. Giriş

Yüzyıllardır gökyüzüne bakar, gözler, kuramlar üretir ve anlamaya çalışırız. Günümüzün gelişen dünyasıyla hem görebildiklerimiz çeşitlendi hem de gördüklerimizin sayısı arttı. Gözlenen ve işlenen verinin artması olumlu bir gelişmedir. Ancak eninde sonuna, veri yığınını "bilgiye" dönüştürebilmeliyiz. Bu da *büyük resmi* görebilmeyi gerektirmektir. Her ne kadar gökbilim ve/veya gökfiziğin her dalında *büyük resmi* görmek gibi amaç güdülemeyecek olsa da bu uzun dönemli çalışmadan çok kapsamlı bir **katalog** çıkartılmaya çalışılacaktır.

Ancak hatırlatılması gerekir ki çalışma başladığında bu kadar geniş kapsamlı bir veriyle uğraşılacağı öngörülmemişti (Guseinov 2000, özel iletişim). Çalışma 'X-ışın ikilileri gözlemsel verilerinin makalelerden taranmasıyla' başlatılmıştır. Şu anda ise 'X-ışın ikilileri, Pulsarlar ve SN kalıntılarının' **tüm** gözlemsel verilerinin sınıflandırılmasına kadar genişletilmiştir.

Görülebileceği gibi çalışma üç ayrı katalogun bileşkesinden oluşmakta: İlki, X-ışın ikilileri. Çalışmanın bu bölümü yayın aşamasını bitirmiş durumdadır: "Büyük ve Küçük Kütleli X-ışın İkilileri Kataloğunun Ön Sürümü" (Guseinov v.a, 2000). İkinci bölüm pulsar (atarca) uzaklıklarının güncellenmesi üzerinedir. Bu çalışmanın makalesi hazırlandı ve *Acta Astronomica* dergisine gönderildi (önbaskı: Guseinov v.a, 2002). Henüz veri güncelleme ve düzenleme konumundaki son bölümün konusu ise "Süpernova Kalıntıları"dır.

Bu bildiride yukarıda tanımlanan bölümlerdeki verilerin nasıl toplandığı, ileride nasıl güncellenmesi gerektiği, verilere ulaşmanın ve veri analizinin nasıl yapılabileceği anlatılacaktır. Tüm veri yığınının bilimsel değerlendirilmesi ise yayınlanan ya da yayınlanacak makalelerde anlatıldığından konu dışı bırakılmıştır.

Kuşkusuz böyle uzun dönemli bir çalışmada yer alacak kişiler de çok olacaktır. Bu kişilerin çalışmanın hangi aşamalarında yer aldığı yanlarında belirtilmiştir:

ÇALIŞMA TAKIMI

Kişi	Üniversite	X-ışın	Pulsar	SN
Guseinov, O.H.	Ak.Ü+ODTÜ	B+S	B+S	B+S
Saygaç, T.	İ.Ü.	V		
Allakhverdiev, A.	ODTÜ	V		V
Çalışkan, H.	İ.Ü.	V		
Özdemir, S	A.Ü	V		
Yerli, S.K.	ODTÜ	VT	VT	VT
Ankay, A.	ODTÜ	V		V
Özkan, S.	Ak.Ü		V	
Sezer, A.	Ak.Ü		V	V
Tagiyeva, S.O.	Bakü		V	V
Yazgan, E.	ODTÜ		V	

B+S: Bilimsel fikir ve veri seçimi, *VT*: Veritabanı yönetimi, *V*: Veri toplama ve girişi.

2. Veri Toplama

Giriş bölümünde de söylendiği gibi basit bir amaçla başlayan veri toplama işi gittikçe denetimden çıkmış ve geniş anlamda düzenleme gerektirir olmuştur. İlk başlarda, makalelerde önemli olduğuna

inanılan veriler işaretleniyor ve daha sonra bu işaretli bilgiler bilgisayarda *her hangi bir biçimde* kaydediliyordu. Bu yöntem çoğunlukla ilk bölüm (X-ışın ikilileri) için kullanılagelmiştir.

Şu an ise her bir göknesnesi için *Anahtar Sözcük-Veri-Kaynak* (AVK) yapısı kullanılmaktadır. Bu yapının temelinde, verinin alındığı yayının belirlenmesi yatmaktadır. Veri, bizim belirlediğimiz ya da hesapladığımız bir değer olduğunda ise "uyarlandı" belirtecini veritabanına işliyoruz. Böylece veri girişini bozmadan katalogu genişletmiş oluyoruz.

İlkeler:
Her ne kadar veri toplamanın ilk anından şu güne kadar hep aynı ilkelere sağdık kalınmadıysada temelde katalogların güvenirliliğini sağlamak birinci amacımız olmuştur. Bu bağlamda

1. Toplanan veri öncelikle basılmış olmalı. Önbaskısı yayınlanmış ise dergi baskı onayı vermiş olmalı. Böyle bir onay yoksa veritabanında gerekli uyarılar konularak veri girişi yapılmalı.
2. AVK yapısında olmayan hiç bir veri, veritabanında yer almamalı. Bu yapı dışındaki veri AVK yapısı sağlanana kadar *geçici* bir ortamda toplanmalı.
3. Veri kaynağı, gökfizikte her yerde kullanılmaya başlayan "ADS bibliographic codes – ADS kaynak kodları" biçimine uygun yazılmalı (bkz. ADS ağ sayfası).
4. Veri toplama işi ne kadar geniş bir çalışma takımıyla yapılırsa yapılsın giriş ve veri denetimi tek elden yapılmalı. Aynı ilke kapsamında verinin bilimsel açıdan değerlendirilerek onaylanması da tek elden yapılmalı (bkz. Çalışma Takımı).

3. Düzenleme

Geniş kapsamdaki bu veri yığınını uluslararası bir ortamda sunabilecek bir yapıya getirmek kuramsal olarak zordur. Ancak kullanılagelmiş yöntemleri kullanarak bu işin başarılabildiği örneği çoktur (bkz. CDS katalogları). Yöntemin temelinde veri yığınının anlamlı parçalara bölünerek ayrı ayrı ele alınıp işlenmesi yatmaktadır. Böylece veriyi kullanacak kişi parçalar arasındaki ilişkiyi kurmaktan başka bir çaba harcamayacaktır.

Bu çalışmanın tümünde CDS (Strasburg Gökbilim Veri Merkezi) kataloglama biçemi kullanılmıştır (bkz. Ekler: CDS katalog biçem örneği). CDS standartıyla belirlenen kurallara uyarak bir çok sorun kolayca çözülmektedir. Bu veri saklama kavramının temelinde ise "bir satır = bir veri girişi" ilkesi yatmaktadır. Ancak bu da sınırlayıcı bir etmen değildir. Kurallar dizisinin belirlendiği "`ReadMe`" dosyası doğru işlendiğinde çok büyük oranda istenen sağlanabilmektedir.

Bu çalışmada da CDS kataloglama biçemi kullanılmıştır. Bu noktaya gelene kadar ise değişik yapıda birikmiş verinin aynı ortama ve yapıya dönüştürülmesi gerekmiştir. Sonlandırılan ortam UNIX tabanı seçilmiştir. Yapısal olarakta dosyalar ASCII yapıda saklanmıştır. Böyle bir seçim için belirleyici etmenler ise şunlardır: UNIX ile veriye doğrudan erişim en alt düzeyde olmakta (yani en basit ve en yalın) ve ASCII yapıda katalogtaki her bir karaktere karşılık yalnız ve yalnız bir bayt saklanmaktadır.

Bu yalın yöntem yoluyla düzenlenecek verinin diğerlerine göre farkları şunlar olmaktadır:
- CDS kavramıyla çalışan bütün veritabanlarına uyum.
- Veri kullanılarak üretilecek yayınlara kolay ve seçeneği bol girdi sağlayabilmek.
- Veri uyumsuzluğu ve hata belirlemede kolaylık.
- Anında istatistiksel bilgi üretimi ve analizi.
- Daha karmaşık ilişkilendirmelere hazır bir ortam.

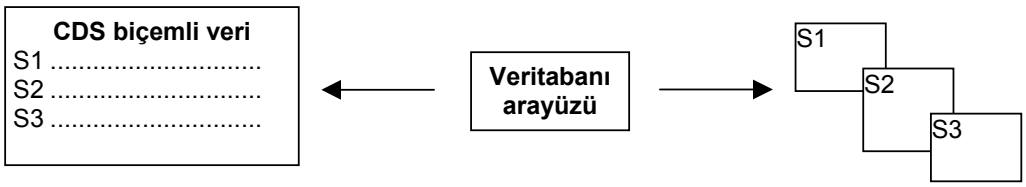
4. Sunum

Bir üst bölümde anlatıldığı gibi CDS biçemiyle düzenlenmiş bir veri yığınının sunumu kolay olacaktır. Ancak unutulmamalıdır ki "sunum"dan amacınız bilimsel bir verinin *hem* kolay paylaşılabilmesi *hem de* kolay güncellenebilmesidir. Bilgisayar ve bilgiağı (internet) teknolojisinin günümüz hızında koşmadığı dönemlerde "güncelleme" dendiğinde kalın dergilerdeki en son makaleler ya da büyük makaralı teyplerdeki veriler akla gelirdi. "Paylaşma" dendiğinde ise bu teyplerin postayla gelmesi ya da makalelerin fotokopyasının elinize geçmesi anlaşılırdı.

Herkesin şu anda rahatça görebildiği gibi anılan bu ortamlardan, dergi basıldığı anda makaleye elektronik ulaşılan, veritabanı güncelleştiği anda sizin hazırladığınız çizimlerin güncelleşebildiği,

etkileşimli sanal bir dünyaya geldik. Böyle bir ortamda yapılacaklar sınırsız olsa da amaç yine de değişmemeli: **veriyi paylaşmak ve güncel tutmak**.

Bu koşulu sağlayabilmek için CDS biçemine uygun kataloglarla, uluslararası ortama sunulan kataloglar arasına bir arayüz yerleştirdik. Buradaki amacımız hem kolay güncellenebilecek bir veri yığını elde etmek hem de istendiğinde CDS biçemli katalogları üretebilmekti. Bunu yapabilmek için ise CDS biçemindeki satır tabanlı veriyi tersine çevirerek her bir satırdaki bilgiyi bir dosyada sakladık. Dosyalardaki her satırı ise AVK (Anahtar Sözcük-Veri-Kaynak) yapısına çevirdik:



Böylece dosyalarda saklanan veri sunumda kolaylık sağlarken CDS biçemli veri de uluslararası ortamın gereklerini yerine getirebilecektir. Bunun yanında güncelleme tek bir arayüzle yapılacağından verinin güvenirliliği kolayca sağlanabilmektedir. Denetim, güncelleme, paylaşım gibi yönetimsel unsurlar ise otomatikleştirilebilecektir.

5. Sonuç ve Öneriler

Yukarıda anlatılanların ışığında çalışmamızın durumu şöyle özetlenebilir:

Katalog	Ana veri girişi	Ön Düzenleme	CDS	Arayüz	Sunum	Yayın
X-ışın ikilileri	Bitti	Bitti	Hazır	%50	%50	Evet
Pulsarlar	Bitti	Bitti	Hazır	Bitti	Bitti	Gönderildi
SN Kalıntıları	%75	-	-	-	%75	-

Çizelge kolonlarının tanımı şöyle: *Ana Veri Girişi*: elimizdeki verinin tümünün aynı ortama taşınması; *Ön Düzenleme*: tüm verinin doğruluğunun ve kolonsal ve kolanlararası ilişkisinin kesinleştirilmesi; *CDS*: verinin CDS biçemli uluslararası standarta taşınması; *Arayüz*: CDS ve Sunum biçemleri arasında yapılacak veri akışı için ortamın hazırlanması; *Sunum*: verinin paylaşım ve güncelleme için uygun yapıya geçirilmesi; *Yayın*: bu katalogtan yayın çıkıp çıkmadığı.

Öneriler:

- AVK (Anahtar Sözcük-Veri-Kaynak) yöntemi yalnızca kataloglamayla sınırlı değildir. Herhangi bir veriyle güvenle kaydedip başka bir bilgisayar düzeninde kolayca kullanabilmenin yolu AVK yöntemiyle kaydedilmiş veriden geçer.
- Bilimsel verinizi olanaklar çerçevesinde WINDOWS tabanında işlemekten kaçının. 'Excel' gibi düşük düzeyli bir yazılım kulanmak zorunda kalıyorsanız CSV (Comma Seperated Values – Virgülle Ayrılmış Değerler) biçimini seçiniz.
- ADS kaynak kodlamasını öğrenerek kullandığınız her türlü veriye karşılık bir ADS kodu saklamalısınız. Böylece topladığınız verilerin güvenilirliğini *kolayca* arttırmış olursunuz.

6. Kaynaklar

Guseinov, O.H., Saygaç, A.T., Allakhverdiev, A., Çalışkan, H., Özdemir, S., Yerli, S.K., Ankay, A. 2000, Astronomy Letters, **26**, 725.

Guseinov, O.H., Yerli, S.K., Özkan, S., Sezer, A., Tagiyeva, S.O., 2002, astro-ph/0206050.

Ağ sayfaları:

ADS 'bibcode' tanımı	`http://adsabs.harvard.edu/abs_doc/bib_help.html`
CDS katalogları	`http://cdsweb.u-strasbg.fr/cats/Cats.htx`
X-ışın ikilileri	`http://www.xrbc.org/`
Pulsarlar	`http://www.xrbc.org/pulsar/`

7. Ekler

CDS katalog biçem örneği (bkz. `http://vizier.u-strasbg.fr/doc/catstd-3.1.htx`). Algol katalogunun eski sürümü (Budding 1984) üstünde çalışılarak yeni bir katalog üretilmiş ve aşağıda gösterilen "ReadMe" dosyası oluşturulmuştur. Dosya temel anlamda tanımların olduğu bölümlerden oluşmaktadır. Ana bölümler şöyle açıklanabilir. "File Summary" bölümünde katalog içindeki her bir dosyanın adı ve kaç satırlık bilgi içerdiği verilir. Daha sonra bu bölümdeki her bir dosya "Byte-by-byte Description" bölümde ayrıntılarıyla tanıtılır. Burada veri kolonlarının dosyadaki konumları belirlenir ve türleri, varsa verinin birimi ve kolon tanımı verilir. Bunların sonundaki 'Explanations - açıklamalar' bölümü kullanılarakta kolon içindeki uyumsuzluk ve/veya veriye özel açıklamalar verilerek üçüncü bir kişinin yalnızca bu dosyaya bakarak tüm katalogun içeriğini görebilmesi sağlanır.

```
IV/46 A catalogue of Algol-type Binary Candidate Stars (Budding, 1984)
================================================================================
A catalogue of Classical (Evolved) Algol-type Binary Candidate Stars
      BUDDING E.
      <Bull. Inform. CDS 27, 91>
      =1984

Description:

      A catalogue of some 414 classical Algol-type binary candidates is
presented, together with a brief background review and remarks on what
can be gathered from the listed parameter values. Apart from the
entries on numerous well-known and studied Algols, the catalogue draws
attention to a large number of probably similar but generally less
well-known stars, as well as others which may have been cited as
possible Algols, though for which the overall evidence appears weaker.
Some problems surrounding the classification and interpretation of
candidates which do not conform to the `classical' picture too well are
discussed.

      A clear computer-readable version is prepared by Yerli (May,
1995) in Sussex University, Astronomy Centre.

File Summary:
--------------------------------------------------------------------------------
filename        Lrecl  Records   Explanations
--------------------------------------------------------------------------------
ReadMe             80        .   This File
intro.tex          80        .   A review and remarks on the parameters of
                                   Algol-type binary stars
main              243      414   Main catalogue

Byte-by-byte Description of file: main
--------------------------------------------------------------------------------
   Bytes Format  Units   Label    Explanations
--------------------------------------------------------------------------------
   1-  3  A3     ---     Cons     Constellation Name
   5-  9  A5     ---     Name     Star Name
  11- 19  F9.4   d       Period   Period of Variable Star
  21- 25  F5.2   solMass M1       ? Mass of the primary star
      26  A1     -       C        Comment on M1
  28- 32  F5.2   solMass M1GM     ? GM's Mass for the primary star
  34- 48  A15    ---     Sp       MK spectral type(s)
  50- 53  F4.2   ---     qBD      ? BD's Mass ratio
  55- 57  I3     ---     rL2      ? BD's volumetric proportion percentage
  59- 62  F4.2   ---     qSD      ? Mass ratio calculated by R_2/Sep
  63- 65  A3     -       C        Comment on q_SD
  67- 70  F4.2   ---     qSD      ? Recent values for q_SD
  71- 73  A3     -       C        Comment on recent q_SD
  75- 78  F4.2   ---     DPM      Depth of primary minimum
  79- 80  A2     -       C        Comment on DPM
  82- 85  F4.2   solRad  r1       ? Rel. rad. of pri. comp. (R_1/Sep)
  87- 89  F3.1   ---     SD?      semi-detached nature of the system
  91- 93  F3.1   ---     Q        ? Quality description of the catalogue
  95- 96  A2     ---     Ref      Recent catalogue
  98-243  A145   ---     Remark   Remark
--------------------------------------------------------------------------------

================================================================================
(End)                                    Sinan Kaan Yerli [SUSSEX] 3-May-1995
```

Nova Kabuklarının X-ışını Yayması Mümkün mü? İlk Nova Kabuğunun X-ışını Dalgaboyunda Bulunması: Nova Persei 1901 (GK Per)

Şölen Balman

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ankara

Bir süredir CHANDRA X-ışını Teleskobuyla Nova Kabuklarının X-ışını yaymasının mümkün olup olmadığını araştırmaktayım. İlk buluş ROSAT HRI detektörü ile olmuştu, Nova Persei 1901. CHANDRA ile Nova Persei 1901`in tayfını ve kabuğun uzamsal desenini ve tayfsal değişimlerini çalıştım. X-işını kabuğu radyo kabuğunun desenini izlemekte. Güney Batı kısmında sistem dışı ortamla çarpışmadan dolayı bir düzleşme oluşmaktadır. Optik dalga boylarında daha yuvarlak olan kabuk X-ışını kabuğundan küçük ve iç kısmını oluşturmaktadır. Kabuğun tayfında çok belirgin bir Neon salma çizgisi [NeIX] buldum ve bu çizgi Neon bolluğunun güneşe göre 10-16 kat daha fazla olduğunu göstermektedir. Bir Nitrojen [NVI] çizgisinin de varliği görülmektedir ve de güneşe göre bolluğu 3-8 kattır. Nova kabuğunun tayfı iki termal bileşen göstermektedir: Düşük sıcaklık bileşeni 1-3x10^6 K ve içsel soğurma yaklaşık galaktik değere yakındır (3x10^21 cm^-2); Yüksek sıcaklık bileşeninin sıcaklığı 5x10^8 K`nin üstündedir ve içsel soğurma 2x10^22 cm^-2 mertebesindedir. Bu ikinci bileşenin ters şok bölgesinde oluştuğunu gösterir. İki bileşenin parlaklığı da 1-6x10^31 erg/s kadardır ve halen adiabatik bir kalıntıdır. Bu ikinci bileşenin ters şok bölgesinde oluştuğunu gösterir. Bu bilesenlerden düsük sıcaklıkta olanı atık maddeden , yüksek sıcaklıkta olanı ise ters şok bölgesindeki parcacık akselerasyonundan gelmektedir, bu ikinci bileşen zaten radyo bandında da non-termal synchrotron ışıması verdiği saptanmıştır. Bu sebeplerle bu nova kabuğunun bir gamma ışını kaynağı olması da beklenebilir. Konuşmamda bu bulguların detaylarından ve bunların klasik nova evrimi ve standart nova teorisi açısından eleştirilerini yapacağım. Ayrıca bu konuda Nova Persei 1901'in çok özel mi yoksa başka kabukların da X-ışını bandında emisyon yapıp yapmadığını ele alıp ikinci araştırmam olan RR Pic 1925 klasik novasının X-ışını kabuğunun olup olmadığı konusunda bilgi vereceğim.

TUG 1.5 m'lik Teleskobu ile Klasik Novaların Işık Eğrilerinde Periyod ve Quazi-Periyod Taraması: RW UMi ve V2275 Cyg

Şölen Balman[1], Alon Retter[2], Ümit Kızıloğlu[1], Yiftah Lipkin[3]

[1] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Ankara
[2] School of Physics, University of Sydney, Sydney 2006, Australia
[3] Wise Observatory and Department of Astronomy, Tel Aviv University, Ramat Aviv, Tel Aviv 69978, Israel

TUG 1.5m'lik teleskobundan son bir senedir klasik novalarin isik eğrilerinde Periyod taramasi yapmak üzere data almaktayiz. Sunusda bu isik eğrilerini, bunlarin fourier transformasyonlarini vererek bu PSD lerin aciklamalarini ve yorumlarini yapacağiz. Ancak bir novanin, RW UMi, uzun zamanli gozlemlerini aldik. Yaklasik 30 saatlik TUG datasi ile RW UMi'nin donem periyodu ve donem periyodu-alti periyodlarini inceledik. Bulgularimiza gore, en uzun period 118 dak., ve beyaz cücenin peryodunun da icinde olduğu diğer belirgin periyodlar 85.4, 54.1, 29.8, 31.3, 21.5 ve 13.5 dak dir. Bu periyodlarin beyaz cüce ve donem periyodu arasindaki atim periyodlari ve diğer bulduğumuz 3-4 periyodun ise donem periodu yanbandlari olarak yorumlamaktayiz. Bulgularimiz RW UMi'nin bir orta dereceli polar cift yildiz sistemi olabileceğini gostermektedir.

Kara Delik, Geçici, Düşük Enerjili X-Işını Kaynaklarının Parlama Işık Eğrileri Üzerine

Ünal Ertan
Orta Doğu Teknik Üniversitesi
Fizik Bölümü
Ankara

ÖZ

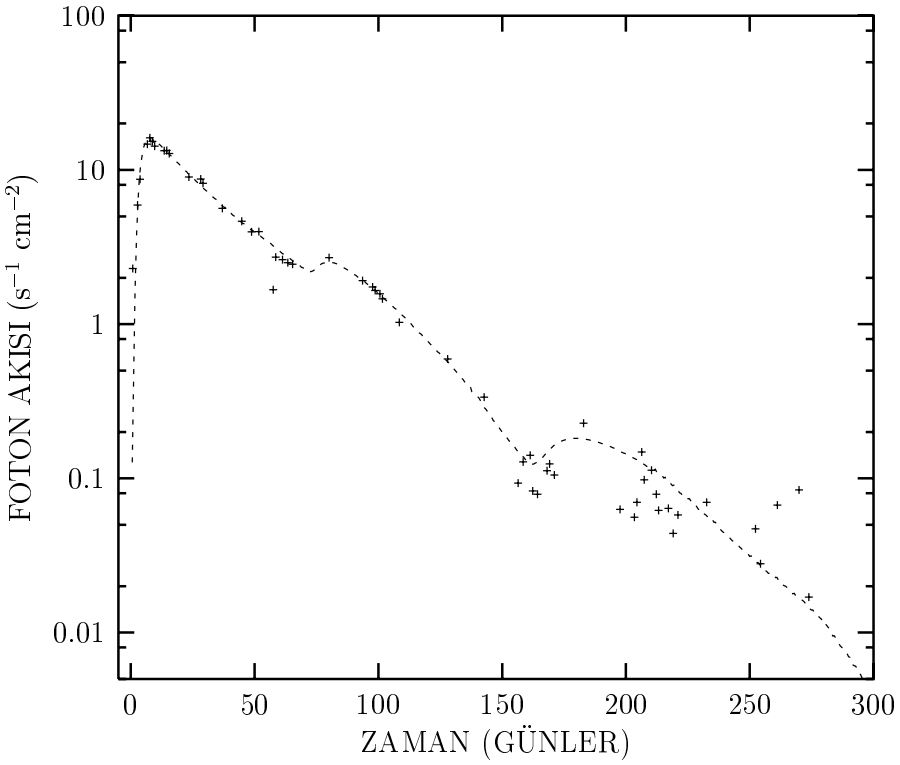
Kara delik, geçici, düşük enerjili X-ışını kaynaklarının parlama ışık eğrilerini, iniş fazlarında görülen, karakteristik ikinci ve üçüncü maksimumlarla birlikte açıklayan yeni bir senaryo öneriyoruz.
Açıklamalarımız, X-ışını ısıtmasının da göz önüne alındığı disk dengesizliği modelleri üzerine kuruludur. Hem ana parlama, hem de sonraki maksimumlarda gözlenen X-ışınlarının optik ışığa göre gecikmesi ile tutarlı olan bu senaryoyu, disk difüzyon denklemini nümerik yolla çözerek test ediyoruz. Makul disk parametreleriyle elde ettiğimiz model eğrisi, dört benzer kaynaktan örneklemek için seçtiğimiz GS/GRS 1124-68' in gözlenmiş X-ışını parlama ışık eğrisine iyi bir uyum vermektedir.

1. Giriş

Geçici, düşük enerjili X-ışını kaynakları (GDXK) düşük kütleli X-ışını çift yıldız sistemlerinin bir alt grubudur. Bu kaynaklar yaşamlarının büyük bölümünde durgun fazlarında olmakla beraber tekrarlayan parlamalar gösterirler. Parlama tekrarlama aralıkları, kaynaktan kaynağa, birkaç aydan 50 yıl ve üzerine kadar değişimler gösterir. Bu kaynaklardan yoğun yıldızı kara delik olanlarının bir kısmının (A0620-00, GRO J0422+32, GS/GRS 1124-68, GS 2000+25) ışık eğrileri birbirlerine çok benzemektedir. Bu sistemlerin tekrarlama zaman aralıkları uzun (~10 yıl - >50 yıl), parlama çıkış fazları kısa (birkaç gün), iniş fazları uzun (~250 gün) ve parlama ışık eğrilerinin davranışları birbirine çok benzemektedir. Bu dört kaynaktan hepsi, iniş fazlarında, ana parlamadan yaklaşık iki ay sonra ikinci bir maksimum gösterir. İkinci maksimumdan sonra ışık eğrisinin inişi logaritmik grafikte bu maksimumdan önceki inişin uzantısına paralel olarak şekilde devam eder. GRO J0422+32 haricinde diğer üç kaynak iniş fazının sonunda hörgüç şeklinde bir üçüncü maksimum gösterir. Parlama ışık eğrileri bu üçüncü maksimumdan sonra dikleşerek yeniden durgun faza döner. X-ışınlarındaki öz parlaklıkları parlama fazının tepe noktasında 10^{38}-10^{39} erg/s seviyesine ulaşırken, durgun fazlarında $\leq 10^{31}$ erg/s dir (Tanaka ve Shibazaki 1996).

Cüce novaların ışık eğrilerinin genel özelliklerini açıklayabilen disk dengesizliği modelleri (DDM) (Osaki 1974, Hoshi 1979, Meyer ve Meyer-Hofmeister 1981), geçici, düşük enerjili X-ışını kaynaklarının ışık eğrilerini açıklamak için de önerildi (Cannizzo ve ark. 1985, Huang ve Wheeler 1989, Mineshige ve Wheeler 1989). Disk dengesizliği modellerine göre, diskin merkezinden olan bir radyal uzaklık R için, kütle aktarım oranı – yüzey yoğunluğu düzleminde denge çözümleri " S " şeklinde bir eğri vermektedir. Bu eğrinin üst kolu sıcak ve dengeli, alt kolu soğuk ve dengeli, kısmi hidrojen iyonlaşmasına denk gelen orta kol ise dengesizdir. Durgun fazda soğuk dengeli rejimde olan diskte düşük viskoziteler nedeniyle yüzey yoğunlukları artar. Herhangi bir R de kritik maksimum yüzey yoğunluğu aşıldığında, bir yoğunluk dalgası iç ve dış diske doğru ilerler. Eğer diskin büyük bir kısmı ya da tamamı bu yoğunluk dalgasıyla sıcak-dengeli rejime geçerse diskte artan kütle aktarımı ışık eğrisinde bir parlamaya neden olur.

Standart disk dengesizliği modellerinin, geçici, düşük enerjili X-ışını kaynaklarının cüce novalara göre çok daha uzun süren durgun fazlarını ve parlamalardaki iniş fazlarını açıklamada bazı zorlukları vardır. Bu zorluklar standart modellere iki temel mekanizmanın dahil edilmesiyle aşılabilmektedir. Bunlardan birisi disk yüzeyindeki termal dengesizliklerin neden olduğu disk buharlaşmasıdır. Bunun sonucu olarak önerilen, durgun fazlardaki iç disk kesilmesi uzun tekrarlama zaman aralıklarını (on yıllar ve daha fazla) açıklayabilmektedir (Meyer-Hofmeister ve Meyer 1999,



Şekil 1. GINGA ASM (1-20 keV) datası ve model foton akısı eğrisi (kesikli çizgi)

Dubus ve ark. 2001). İkinci önemli etki, kaynağı iç disk olan X-ışını fotonlarının dış diski ısıtmasıdır. X-ışını ısıtması,dış diskin kritik minimum yüzey yoğunluklarını düşürerek, parlama fazının uzun sürmesine neden olabilir (King ve Ritter 1998, Dubus et al 2001). Daha önceki çalışmamızda (Ertan ve Alpar 1998) diskin viskozite ile evrimi modelinin , ikinci maksimuma kadar olan gözlenen ana parlama fazına çok iyi uyum veren bir model ışık eğrisi üretebildiğini göstermiştik. Bu çalışma da, diskin uzun sure viskozitelerle evrimini sağlayabilecek mekanizma olan X-ışını ısıtmalı bir disk yapısını desteklemektedir.

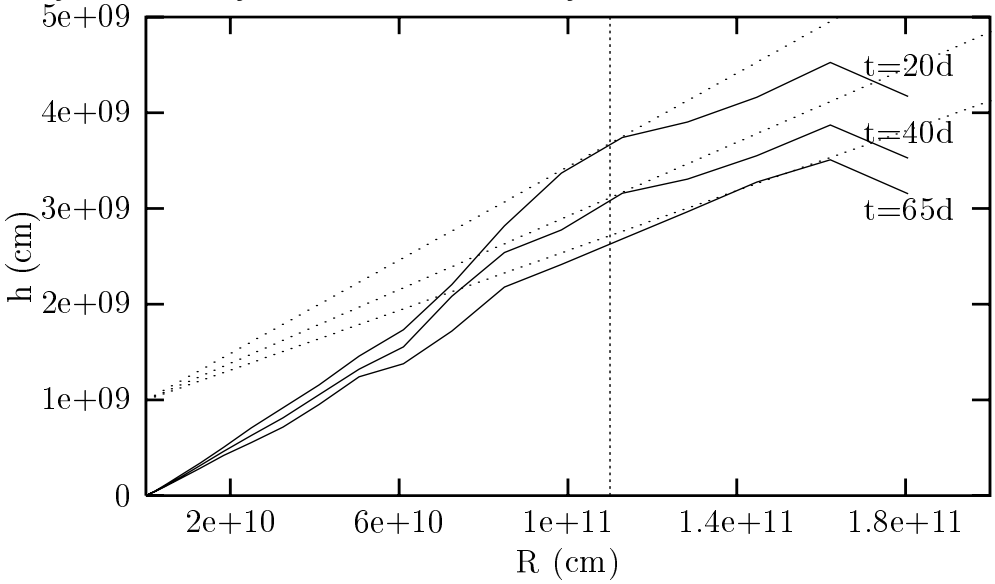
X-ışını ısıtmalı disk modelleri göstermektedir ki, dış diskin merkezi X-ışınlarıyla doğrudan ısıtılması orta diskin dış diski gölgelemesi nedeniyle mümkün değildir (Dubus ve ark. 1999). Diğer taraftan, optik ve X-ışını gözlemleri, gözlenen optik ışığın baskın kaynağının X-ışını ısıtması olduğunu göstermektedir. Öyleyse ya X-ışını ısıtması dolaylı yollardan olmalı ya da dış disk eğrilmiş bir yapıda olmalıdır. İç diskin üzerinde termal dengesizliklerle beslenen bir sıcak taç bulunabilir (Shaviv ve Wehrse 1986). İç diskin fotosferinde üretilen düşük enerjili X-ışını fotonları ters Compton saçılması etkisiyle bu sıcak tacı dengede tutabilir (King 1989). Açıklamalarımızda, iç disk etrafında bulunabilecek böyle bir sıcak tacın dolaylı X-ışını ısıtmasının nedeni olarak kabul ediyoruz.

X-ışını ısıtmalı bir dış diskte, içsel enerji üretiminde meydana gelebilecek değişikliklerin, gözlenen ikinci ve üçüncü maksimumların nedeni olması çok zor görünmektedir. Modeller üzerindeki bir diğer gözlemsel kısıtlama da optik ışığa göre X-ışınlarının gecikmesidir. Bu gecikme ana parlama ve ikinci maksimum için 4-6 gün, üçüncü maksimum için ise yaklaşık iki haftadır (Kuulkers 1998, Ebisawa ve ark. 1994, Orosz ve ark. 1997).

2. Parlama Fazının Tamamı için yeni bir senaryo

Özetlenen gözlemsel kısıtlamaları da göz önüne alarak, GDXK parlama ışık eğrilerini ikinci ve üçüncü maksimumlarıyla birlikte açıklayan yeni bir senaryo öneriyoruz. Bu senaryo özetle şu şekilde çalışmaktadır: Parlama fazının başlangıcında dış diskte birikmiş olan madde bir disk dengesizliği ile dış ve

iç diske yayılır. Etkili X-ışını ısıtması ancak iç diskteki kütle aktarım oranının yeterince artmasıyla başlayabilir. X-ışını ısıtması başlamadan önce diskin en dıştaki bir bölümü



Şekil 2. Yukarıdan aşağıya 20.gün, 40.gün ve 65. günde Sekil (1) deki disk evrimine denk gelen disk kalınlığı profilleri (kesiksiz çizgiler). Dikey noktalı çizgi 68. güne kadar sabit kalan sıcak disk yarıçapını göstermektedir. Diskin başlangıçtaki gölgelenmeyi kaldırmaya doğru evrimleştiği açıkça görülmektedir.

($R>R_h$) gölgeli kalır. Sıcak rejimde viskoziteler yüksek olduğundan $R=R_h$ ın sıcak tarafında disk yüzey yoğunluğu ve disk kalınlığı daha hızlı düşer. Bunun sonucunda, bir süre sonra (yaklaşık iki ay) dış diskin gölgelenmesi kalkar ve diskin $R>R_h$ bölgesinde ikinci maksimuma neden olacak yeni bir disk dengesizliği tetiklenir. Bu açıklamaya göre X-ışınlarındaki parlamanın optik ışıktaki parlamaya göre, disk boyunca bir viskozite zaman ölçeği kadar geç başlaması beklenir. Diskin bundan sonraki evriminde, yüzey yoğunlukları bütün diskte düşmeye devam ederken, soğutma yüzeyi X-ışını ısıtmasıyla kontrol edilerek iç diske doğru ilerler. İç diskteki kütle aktarım oranı buharlaşma oranına yaklaştığında, iç disk fotosferinde üretilen düşük enerjili X-ışını fotonları artık çevredeki sıcak maddeyi yeterince soğutamaz ve sıcak taç daha da ısınıp genişlemeye başlar. Bu daha verimli bir X-ışını ısıtmasına neden olacağından bir süre sonra o anda soğuk faza girmiş dış diskin ($R>R_h$) bir bölümü yeni bir disk dengesizliği ile sıcak rejime girer. Bu da önce optik ışınlarda daha sonra da, dış diskte artan kütle aktarımı iç diske ulaştığında, X-ışınlarında bir parlamaya neden olur (üçüncü maksimum). Bu kez X-ışınlarındaki gecikmenin artan viskozite zaman ölçeği nedeniyle ikinci maksimumdaki gecikmeye göre daha uzun olması beklenir.

3. Nümerik Model

Kara delik, geçici düşük enerjili X-ışını kaynaklarının parlama ışık eğrilerini açıklamak için önerdiğimiz senaryoyu disk difüzyon denklemini nümerik olarak çözüp test ediyoruz (ayrıntılar ve diğer referanslar için: Ertan ve Alpar 2002). Çözümlerde standart α – viskozitelerini (Shakura ve Sunyaev 1973) kullanmaktayız. Sıcak ve soğuk fazlar için, cüce nova ışık eğrileri çalışmalarının bulgularıyla uyumlu, farklı iki α parametresi kullanıyoruz. Kritik yüzey yoğunluklarının hesaplanmasında daha önce Dubus ve ark. (2001) tarafından, düzgün kütle aktarımı olmayan ve X-ışını ısıtmalı diskler için nümerik yöntemlerle elde edilmiş kritik yüzey yoğunluğu formüllerini kullanıyoruz. Başlangıç için seçtiğimiz Gauss kütle dağılımının, tepe noktasındaki yüzey yoğunluğu, soğuk dengeli fazda seçilen diğer parametreler için, maksimum kritik yüzey yoğunluğuna eşit alınmıştır. Modelimizde ikinci maksimumda gölgelenmenin kalkması ve üçüncü maksimumda X-ışını ısıtmasının arttırılması serbest parametreler olarak seçilen zamanlarda yapılmaktadır. Dalgasal kuvvetleri ihmal ederek seçtiğimiz, disk yarıçapı için en iyi uyumdan bulunan değer dış disk kesilme yarıçapına (Frank ve ark. 1992) yakındır. Bu yarıçap dışına taşan kütlenin sistemin kaybı olduğu varsayılmıştır. Örnek olarak seçtiğimiz GS/GRS 1124-68 ` in X-ışını ışık eğrisi ve ona en iyi uyumu veren model eğrimiz Şekil (1) `de görülmektedir. Üçüncü maksimumda gözlenen kısa

süreli inme ve çıkmalar muhtemelen iç disk yarıçapında buharlaşma nedeniyle oluşan kısa süreli boşalmalar ve takip eden yeniden dolmalardan kaynaklanmaktadır. Biz modelimizde iç disk yarıçapını bütün parlama fazı boyunca sabit almaktayız. Bir boyutlu disk modelimizde, disk orta yüzeyi sıcaklık dağılımına göre değişik zamanlar için hesapladığımız disk kalınlık profillerinin ana parlama fazındaki (ikinci maksimumdan önce) evriminin, gerçekten de başlangıçta var olan gölgelendirmeyi kaldırmaya yönelik olduğu Şekil (2) de görülmektedir. Modelimizde ana parlamanın tepe noktasına 7 günde ulaşılmaktadır. Optik ışığa göre X-ışını gecikmeleri, ikinci maksimum için 5 gün, üçüncü maksimum için 10 gündür ve bu gecikmeler gözlenen X-ışını gecikmeleriyle iyi bir uyum içindedir.

4. Sonuç

Nümerik bir modelle, makul disk parametreleri kullanarak, kara delik, geçici, düşük enerjili X-ışını kaynaklarının ikinci ve üçüncü maksimumları da kapsayan parlama ışık eğrilerinin, diskin viskozitelerle evrimi, X-ışını ısıtması ve soğuk-sıcak faz geçişlerinin etkileşmesiyle belirlenen basit bir disk evrimi ile üretildiğini gösterdik. Modelimizden elde ettiğimiz ışık eğrisi GINGA ASM X-ışını datasına iyi bir uyum verirken (Şekil 1), ana parlama ve iniş fazındaki maksimumlarda elde ettiğimiz optik ışığa göre X-ışını gecikmeleri gözlemlere iyi bir uyum vermektedir.

Referanslar

Cannizzo , J.K., Wheeler, J.C. ve Gosh, P.1985 in Proc. Cambridge Workshop on Cataclysmic Variables and Low Mass X-ray Binaries, ed. D.Q. Lamb, J.Patterson

Dubus, G. ve ark. 1999, MNRAS, 303, 139

Dubus, G., Hameury, J.-M. ve Lasotea, J.-P. 2001, A&A, 373, 251

Ebisawa, K. ve ark. 1994, PASJ, 46, 375

Ertan, Ü. ve Alpar, M.A.. 1998, A&A, 336, 220

Frank, J., King, A.R. ve Raine, D. 1992, Accretion Power in Astrophysics (Cambridge, Cambridge University Pres)

Hoshi, R. 1979 Prog. Theor. Phys., 61, 1307

Huang, M. ve Wheeler , J.C. 1989, ApJ, 343, 229

King, A.R. 1989, MNRAS, 241, 365

King, A.R. ve Ritter, H. 1998, MNRAS, 293, L42

Kuulkers, E., 1998, New Astron.Rew.., 42, 1

Meyer, F. ve Meyer-Hofmeister, E 1981, A&A, 104, L10

Meyer-Hofmeister, E. ve Meyer, F. 1999, A&A, 348, 154

Mineshige, S. ve Wheeler, J.C. 1989, ApJ, 1989, 343, 241

Orosz, J.A. ve ark. 1997, ApJ., 478, L830

Osaki, Y. 1974, PASJ, 26, 420

Shakura, N.I., ve Sunyaev, R.A. 1973, A&A, 24, 337

Shaviv, G. ve Wehrse, R. 1986, A&A, 159, L5

Tanaka, Y. ve Shibazaki, N. 1996, ARA&A, 34

Gezegenler ve Göktaşları

TUG 'nde 2002_NY40 Göktaşının Gözlemleri

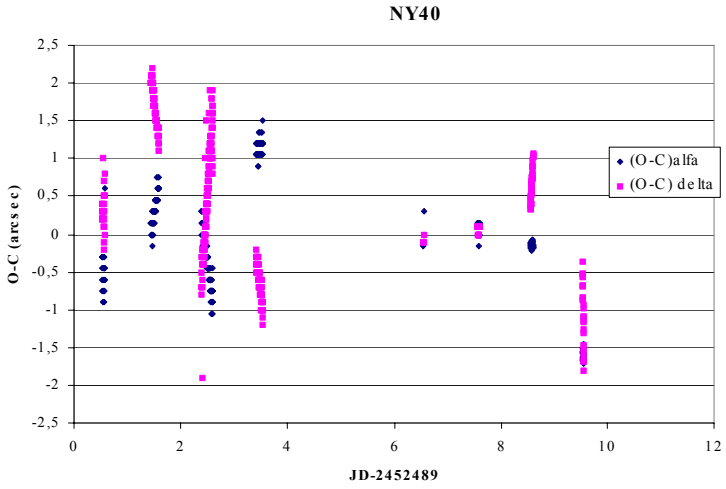
Z. Aslan[1], I. Khamitov[1], I. Bikmaev[2], A. Galeev[2]

[1]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
[2]Kazan Devlet Üniversitesi, Tataristan, Rusya

NY40, 14 Temmuz 2002 de keşfedildi. (Lincoln Near Earth Asteroid Research program çerçevinda, http://neo.jpl.nasa.gov/missions/linear.html) Yapılan ilk gözlemlerden elde edilen sonuçlara göre yörünge dönemi 130 yıl, yörünge basıklığı 0.7 yöresinde. Yaklaşık 800 m boyutlarında olduğu hesaplanmıştır. 8 Ağustos 2002 de Yer'e en yakın konumdan geçeceği, bu tarihte Yer'e uzaklığının normal olarak 526 bin km, yörüngesindeki belirsizlikler nedeniyle olası en yakın geçişin 97 bin km kadar olacağı hesaplanmıştı. Hatta medyada Yer'e çarpma olsılığı bile gündeme gelmişti. Bu göktaşı, fırsat gözlemi çerçevesinde RTT150 ile gözlendi ve TÜBİTAK Basın Bülteni ile duyuruldu. Burada gözlemlere ilişkin ilk bilgiler verilecektir.

Astrometrik gözlemler

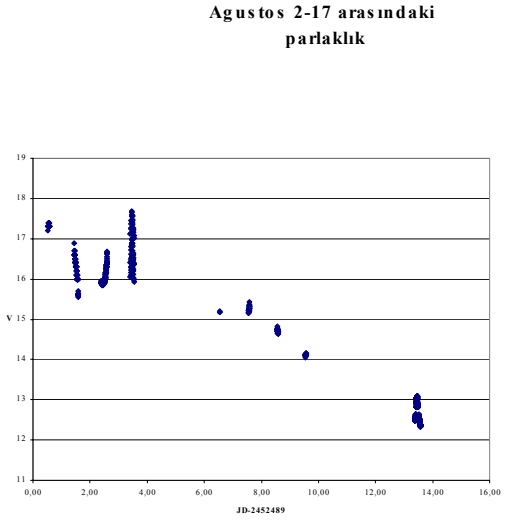
NY40, ST-8 CCD kamera ile 13 gece gözlendi. Göktaşının konumu, CCD alanında USNO A2.0/SA2.0 kataloğundan seçilen yıldızlara göre indirgendi. Alanda yıldız sayısının azlığı (en çok 4), USNO A2.0/SA2.0 de öz hareketlerin olmaması, nesnenin hızlı hareketi ve teleskoptaki takip hataları konumların duyarlılığını etkilemiştir. Sağaçıklık ya da dikaçıklıkta bir konum gözleminin hatası ±0.1 açısaniyesi kadardır. Ağustos ayında yapılan gözlemler ile beklenen konumlar arasındaki farklar Şekil 1 de noktalanmıştır.



Şekil 1 de O-C deki günlük düzenli yer değiştirme, Yer merkezli paralakstan kaynaklanmaktadır. O-C farkları, göktaşının Yer'e yakın geçişinin öngörülenden farklı olmadığını göstermektedir. Bu gözlemler, Uluslararası Küçük Gezegen Merkezine gönderilecektir.

Işıkölçüm gözlemleri

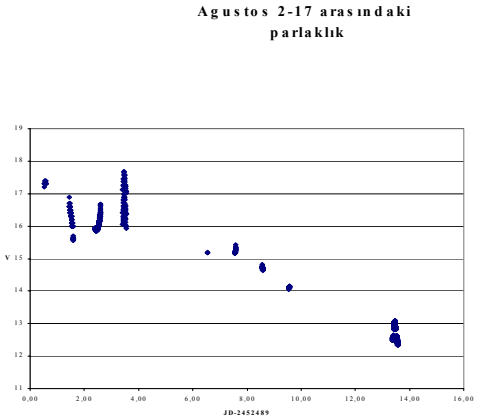
Göktaşları (asteroidler) kolay görülür nesneler değildir, çoğunlukla siyah kömür gibi şeylerdir. Karbonca zengin olanlar %3 -%5 arasında yansıtma yaparlar; sayıları daha az olan metalik göktaşların yansıtma katsayıları (albido) %10- %15 arasındadır. NY40'ın ters kare yasası parlaklık artışı Şekil 2 de gösterilmiştir. Bir gece boyunca görülen değişimlerin nedeni nesnenin dönmesidir. Göktaşları genellikle düzensiz biçimli nesneledir, dönme ile izdüşüm alanı ve dolayısıyla parlaklığı değişecektir (Şekil 3). Dönme dönemini hesaplamak bu nedenle de kolay değildir. 5/6 Ağusto 2002 gecesi yapılan üç renk gözlemleri Şekil 5 de görülmektedir. Bu NY40 için B-V = 0.68 ± 0.03 V-R = 0.41 ± 0.02 vermektedir. B-V nin Güneş'inkinden biraz büyük olması beklenilen bir durumdur (0.62; M.V.Zonbeck,1990) Şekil 5 ve 6 ya göre renkte bir "iç yapı" sezilmektedir. Bu belki de dönme ve albido farklılıklarından kaynaklanmaktadır.



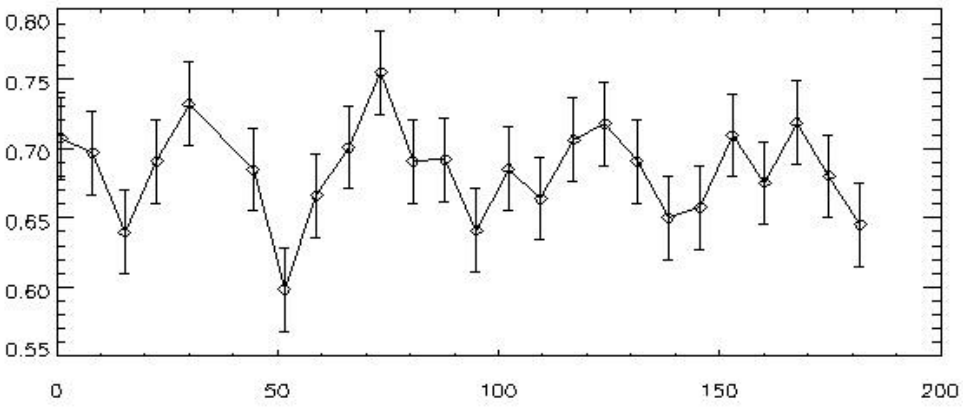
Şekil 2. NY40'ın 2 –17 Ağustos 2002 arasındaki görünen parlaklık değişimi



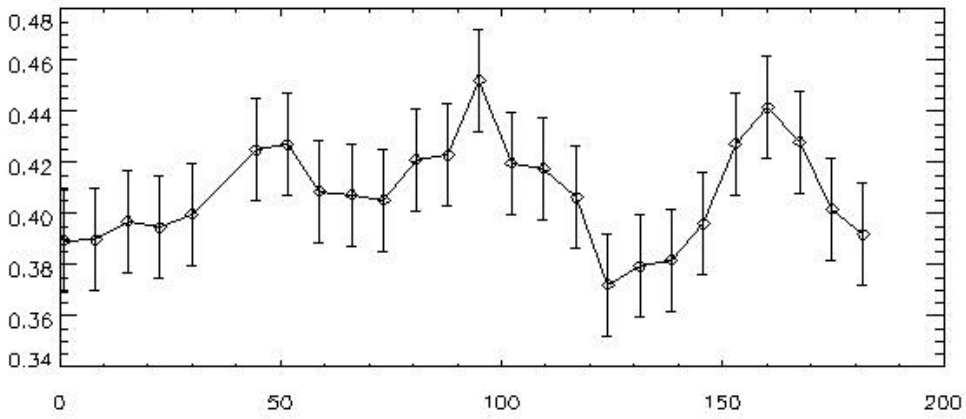
Şekil 3. Göktaşların şekilleri genellikle düzensizdir.



Şekil 4. NY40'ın 5/6 Ağustos gecesi yapılan ışıkölçümü



Şekil 5. NY40'da B-V renk değişimi



Şekil 6. NY40'da V-R renk değişimi

Gözlem Araçları - Yöntemleri ve Veri İşleme

Erciyes Üniversitesi Radyo Teleskopu ERT-5: Radyo Interferometre

İbrahim Küçük[1] , İsmail Yusifov[1], M.Emin Özel[2]

[1]Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye, kucuk@erciyes.edu.tr, yusifov@erciyes.edu.tr,

[2]Abant İzzet Baysal Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Bolu, Türkiye, me_ozel@ibu.edu.tr

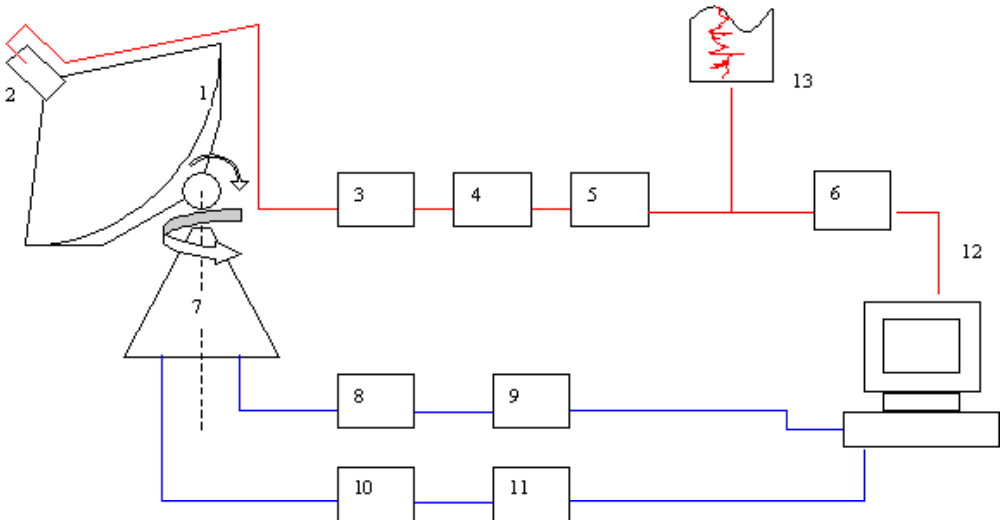
Özet: Bu posterde, yerleşim inşasına Erciyes Üniversitesi'nde başlanacak olan radyo teleskopun özellikleri açıklanmaktadır. Radyo teleskop, çapları 2m, 3m, ve iki adet 5m olmak üzere 4 çanaktan oluşmaktadır ve üniversite kampusu içerisinde her kanadının uzunluğu 25m civarında olacak bir "Y" oluşturacak şekilde inşa edilecektir. Teleskopun montaj ve kalibrasyon işlemleri ile hardware-software sistem ayarlarının bitimine kadar antenler bağımsız olarak çalışacaktır. Daha sonra bu sistemin toplam boyu 50m civarında olan bir interferometre olarak çalıştırılması planlanmaktadır. İlk aşamada, 5 metrelik teleskop ile 4 – 12 GHz civarında radyometrik gözlemler, alıcı hazır olduktan sonra ise 21cm dalga boyunda nötral hidrojen gözlemleri yapılacaktır.

1. Giriş

Astronomik gözlemlerden elde edilen bilgilerin yardımıyla gök cisimlerin kinematiği ve onların fiziksel-kimyasal özellikleri incelenmektedir. Tek renkli (kırmızı, mavi vs.) filtreyle bakıldığında çevremizi ne kadar basit, sönük (ve hatta bazen yanlış) gördüğümüz gibi, astronomik gözlemleri de sadece optik bantta yapıldığında, gök cisimlerine dair alınan bilgiler de o kadar basit ve yetersiz olacaktır. Geçen yüzyılın başına kadar, astronomik gözlemler, sadece optik bölgede düşünülmekteydi. Ama şimdilerde, uydu gözlemleri de göz önüne alınırsa, astronomik gözlemler elektromanyetik spektrumun her bölgesinde yapılmaktadır. Farklı dalga boylarına uygun olarak da Optik ve Radyo astronomiden, Kızılötesi, Röntgen ve Gama Astronomiden söz edilmektedir.

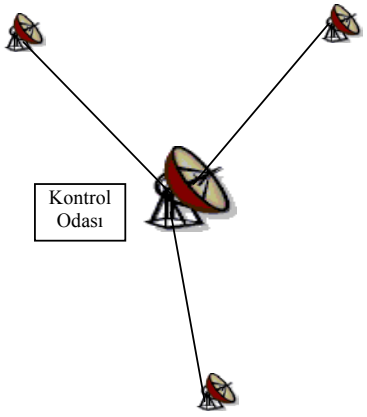
Radyo Astronominin temeli 1930'larda mühendis Karl Jansky tarafından uzaydan gelen radyo sinyallerin kaydedilmesi ile atılmıştır. Halihazırda gök cisimlerin fiziği ve astrofiziğinin araştırılmasına yönelik radyo astronomik gözlemler yaklaşık 10MHz ve 10^6 MHz frekanslar arasındaki radyo dalgalarında yapılmaktadır. Gelişmiş ülkelerde gözlemler için kullanılan radyo teleskopların ölçekleri 0.5m ile 300m arasında değişmektedir. Interferometre gibi çalışan sistemlerde ise farklı teleskoplar arasındaki uzaklık binlerce kilometreyle ölçülmektedir. Hatta son zamanlarda bazı deneyler uzaya gönderilen radyo teleskoplarla yapılmaktadır. Bu ülkelerin çoğu optik teleskopların yanı sıra radyo teleskoplara da sahiptirler. Farklı nedenlerden dolayı, son zamanlara kadar Türkiye'de halen çalışmakta olan bir radyo teleskop bulunmamaktadır.

2. Erciyes Üniversitesi Radyo Teleskopu (ERT-5) Projesi



Şekil 1. Radyo teleskopun basitleştirilmiş blok şeması. Burada: 1) Çapı 5 metre olan çanak; 2) Yüksek Frekans Güçlendirici, Lokal Osilator ve Karıştırıcı (Mikser) blok; 3) Ara Frekans güçlendirici; 4) Spektrometre; 5) Detektör ve DC güçlendirici blok; 6) Analog/Dijital çevirici blok; 7) Anten monte sistemi (support system); 8) Azimut motor sistemi ; 9) Azimut açı ölçme sistemi (azimut encoder); 10) Yükseklik motor sistemi; 11) Yükseklik açı ölçme sistemi (elevation encoder); 12) Kontrol Bilgisayarı ; 13) Görsel kaydedici (Analog Recorder).

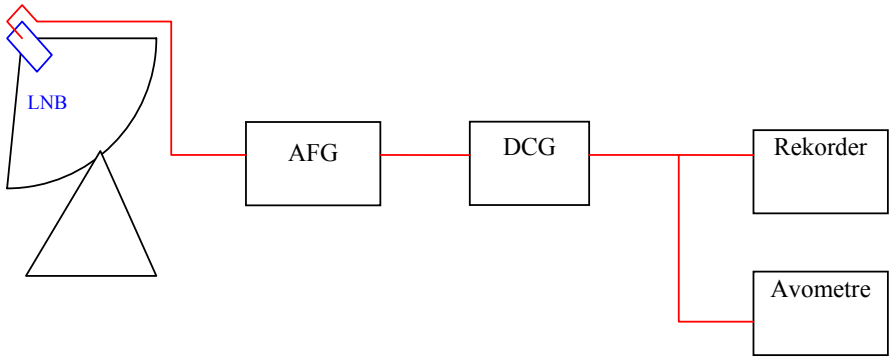
Yapılan araştırmalar, genel olarak üniversite olanaklarını kullanarak çok az masrafla, radyometre gibi çalışan eğitim amaçlı bir radyo teleskopun yapılması imkanının olduğunu gösterdi. 2001 yılı içerisinde "Galaktik Nötral Hidrojen Gözlemleri İçin 5m Çaplı Erciyes Üniversitesi Radyo Teleskopu" projesi hazırlandı. Projede, teleskop çanağı olarak Türkiye'de de kolay bulunan büyük çaplı uydu anten çanaklarının kullanılması kararlaştırıldı. Bu konuda, EÜ Rektörlüğü tarafından Türk Telekom Kayseri İl Müdürlüğü ile temasa geçildi. Telekom, iki adet 5m çaplı 2 adet çanak antenin üniversitemize verilmesini uygun bulmuştur. Bunlar ve TÜBİTAK'tan hibe olarak alınanlarla birlikte bölümümüzde olan çanak sayısı 2m, 3m ve iki adet 5m olmak üzere toplam 4 adet olmuştur. Bu antenleri kullanarak farklı dalga boylarında radyometre gibi çalışan bir RT'un yapılması başlıca hedefimizdir. Bilindiği gibi, evrende en yaygın madde (~70%) hidrojendir. Samanyolu (SY) genel olarak yıldızlardan ve yıldızlar arası ortamı dolduran gaz ve toz bulutlarından ve bu gazın da büyük bir kısmı atomik hidrojenden (HI) oluşmaktadır. SY'nun dinamiğinin, yıldızların oluşumunun ve evriminin araştırılmasında, HI'in uzayda dağılımının ve oradaki fiziksel koşulların incelenmesinin çok büyük önemi vardır. Artık yarım yüzyıla yakın zaman içerisinde, dünyanın birçok gözlemevlerinde ve üniversitelerinde SY' da ve diğer Gökadalarda HI'in ve uzayda mevcut olan OH, CO, SO vs. gibi diğer moleküllerin incelenmesi sürdürülmektedir.



Türk Telekom'dan hibe ile alınan 5 metre çaplı çanaklar için gerekli elektronik devreler Anadolu Elektronik Sanayi Şirketi (AES) ile ortak hazırlanacaktır. Düşük gürültülü güçlendirici (LNB), Spektrometre vs. gibi, kendi imkanlarımız ile hazırlanması zor olan elektronik malzemeler ise proje dahilinde yurt dışından sipariş edilecektir. Azimut/Yükseklik dönme dişli mekanizmalarının ise Kayseri'de mevcut ilgili şirketler ve üniversitemiz birimleri ile birlikte hazırlanması planlanmaktadır. Teleskopun hassasiyeti yeterli olduğu taktirde, bu teleskopla sadece Güneş, Ay, SY merkezi gibi güçlü kaynakların yanısıra, Süpernova Kalıntıları, Kozmik Mazerler gibi zayıf kaynaklarla diğer uzak Gökadaların, Kuazarların da gözlenmesi mümkün olacaktır. Bunlardan en yakınlarından biri Andromeda gökadasıdır ve onun çok kolaylıkla görünmesi beklenmektedir. Test ve ayar işlemleri bittikten sonra, öğrenciler (Lisans, Y. Lisans ve Doktora), Güneş, Ay ve SY gözlemleri yaparak radyo astronomik gözlem metotlarını ve HI gözlemleri yaparak ise, spektroskopik gözlemleri ve bu gözlem verilerinin indirgeme yöntemlerini öğrenebileceklerdir. Daha sonra yapılacak olan hassas gözlemler, SY'da yıldızlararası ortamda ve diğer gökadalarındaki fiziksel süreçleri incelemeye olanak sağlayacaktır.

3. Erciyes Üniversitesi Radyo Astronomik Deneme Gözlemleri

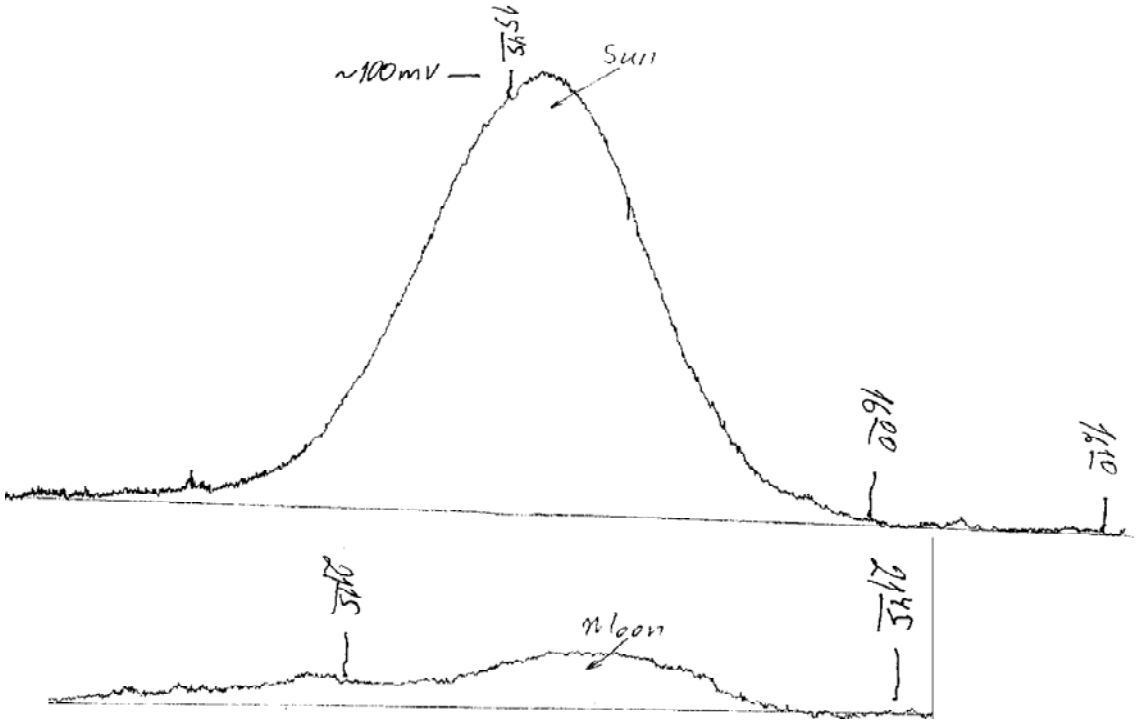
Yukarıda anlatılan şekilde, çalışabilir bir sistemin hazırlanmasının zor olmadığını kanıtlamak için, radyometre gibi çalışan basit bir RT düzeneği hazırladık. Uygun sistemin blok şeması Şekil 2'de verilmiştir.



Şekil 2. Radyometre gibi çalışan basit bir Radyo Teleskopunun blok şeması.

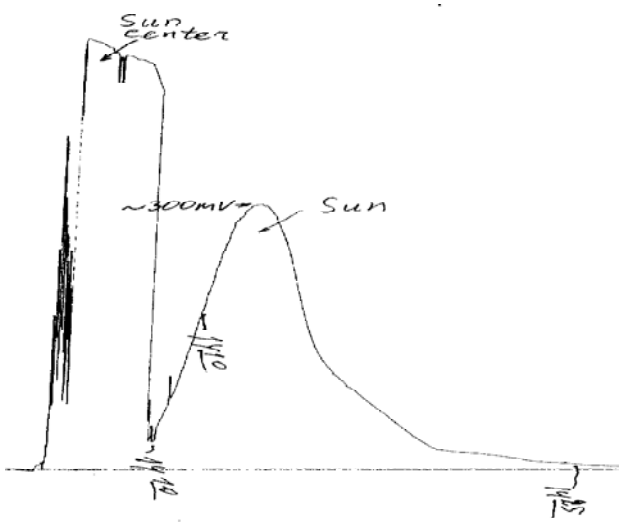
Bu sistem, 11 GHz frekansda, bant genişliği 900MHz olan ve radyometre gibi çalışan basit bir RT'dir. Gök cisimlerinden gelen radyo dalgalar, 5m'lik çanakla toplanarak, LNB (Low Noise Block)'a aktarılmaktadır. Bu blokların giriş frekansı farklı dalgalara ayarlanmış olup en geniş yayılım alanı da 4 ve 11GHz civarındadır. Bloklar, gelen dalgaları aralık (intermediate) frekansa çevirirler. Aralık frekans 1.5GHz civarındadır ve bant genişliği 900MHz ile 1800MHz arasındadır. Bu sinyaller, kablo yardımıyla Aralık Frekans güçlendiricisine (AFG) aktarılır ve burada çok büyük oranda güçlenmeye uğrarlar. Güçlenen sinyal, detektörün yardımıyla doğru akım (DC)'ye çevrilir ve sonra da kaydedici cihazlara aktarılarak, dijital veya analog olarak kaydedilir. Daha zayıf sinyalleri yakalamak gerektiğinde, DC sinyal da DC güçlendiricilerin (DCG) yardımıyla kuvvetlendirilebilir.

Bu deneyde, LNB, AFG ve DCG olarak, AES şirketi tarafından hazırlanan bloklar kullanılmıştır. İlk deneyler 26 Eylül 2001 tarihinde Güneş ve Ay gözlemleri için yapılmış ve sonuçlar Şekil 3'te verilmiştir. Gözlemler, 90cm çapındaki bir uydu antenin ile yapılmış olup kaynaklar net olarak gözükmektedirler. Henüz yönlendirme sistemi çalışmadığı için antenler kaynağa manuel olarak el ile yönlendirilmiş ve kaynaklar da tam olarak teleskopun yön diyagramının merkezinden geçmemişlerdir.



Şekil 3. Çapı 90cm olan çanakla Güneş ve Ay deneme gözlemleri

İkinci deney ise Türk Telekom Kayseri İl Müdürlüğü Şeker İstasyonunda 5m çapındaki uydu anteni ile sadece güneş gözlemi için yapıldı. Sonuçlar Şekil 4'te verilmiştir. Şekil 3 ve Şekil 4'ü karşılaştırdığımızda, antenin çapının artması ile alıcının çıkışındaki sinyal seviyesinin yükselmesi net olarak görülmektedir. Yani, daha büyük çaplı antenler ile çok daha zayıf kaynakların incelenmesi, bilimsel araştırmaların yapılması mümkün olmaktadır.



Şekil 4. Çapı 5m olan çanakla Güneş deneme gözlemi

Teşekkür:
Radyo Teleskop Projemizde sağladıkları katkılar için Türk Telekom Kayseri İl Müdürlüğüne teşekkür ederiz.

Kaynaklar:

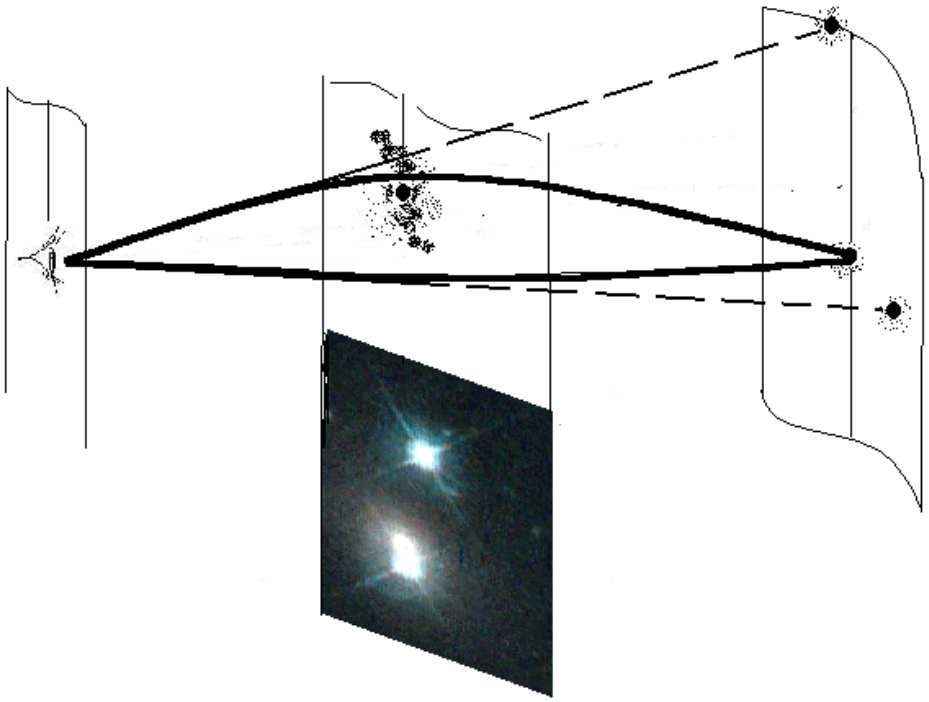
[1] Adıgüzel T., Özel M.E., Yusifov I.M., Demircan O.,, Bayer G.,, Demirel B.,, Kırbıyık H., *Summary of Radio Observations by Marmara Radio Telescope MRT-2,* XXVI General Assembly URSI, 13-21 August, University of Toronto, Canada, (Poster), 1999.
[2] Kraus, J.D., Radio Astronomy, Cygnus-Quasar Books, 1986.
[3] 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.
[4] Özel, M.E.,Yusifov, İ.M., Verti, A.A., Allakhverdiev, A.O., Demircan, O., Bayer, G., Kırbıyık, H., Adıgüzel, T., *Calibration Of Millimetric Marmara Radio Telescope And Radio Detection Of Ozone Line Over Gebze/Kocaeli,* Tur. J. Ph., **23,** 497-510, 1999.
[5] 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 Üniversitesi, Adana, sayfa 5, 25-28 Ekim 1999.
[6] 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, İstanbul, 21-25 September 1998.
[7] Rohfls, K. ve Wilson, T.L., Tools of Radio Astronomy, Springer Verlag, 1996.
[8] Yusifov, I.M., Özel, M.E., Karelin, Yu.V., Samedov, S.R., Yegingil,Y., Gözel I. ve Adıgüzel, T., MARMARA RADIO TELESCOPE (MRT-2): INSTALLATION AND CALIBRATION PROCEDURES, 1997, (Technical Report).

TUG 'da Yapılan Kütleçekimsel Mercek Gözlemleri

I. Khamitov[1], Z. Aslan[1,2], I. Bikmaev[3], N. Sakhibullin[3], O. Gölbaşı[1,2]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
[3] Kazan Devlet Üniversitesi, Rusya

Eğer yeteri kadar tıkız, uzak bir kaynaktan (kuazar) gözlemciye gelen ışık yeterli kütleye sahip bir gökadanın (galaksinin) yeteri kadar yakınından geçerse, görüş doğrultusuna yakın olan bu gökada mercek görevi görür ve kuazarın çoklu görüntüsü



Resim 1. Kütle çekimsel mercek şeması.

oluşur. Bu olaya kütle çekimsel mercek (KÇM) olayı denir (Res.1). Farklı yolları izleyen sinyal gözlemciye farklı zamanda gelir. Buna KÇM'in 'zaman gecikme' parametresi denir.

2000 yılından beri TUG' da RTT150 ile iki kütle çekimsel merceğin CCD gözlemleri yapılmaktadır. Bunlardan biri olan QSO 0957+561 A,B, uluslararası program çerçevesinde 3 kampanyada gözlendi: Ocak 2000, Mart 2001, Mayıs 2002. İkinci mercek SBS1520+530 ise Temmuz 2001'den bugüne kadar her acık gecede gözlendi. Amaç, her bir sisteminin 'zaman gecikme' parametresini belirlemek ve mikromercekleme olaylarını bulup incelemektir.

Uluslararası proje QUOC (*Quasar Observing Consortium for Around the Clock Monitoring*).

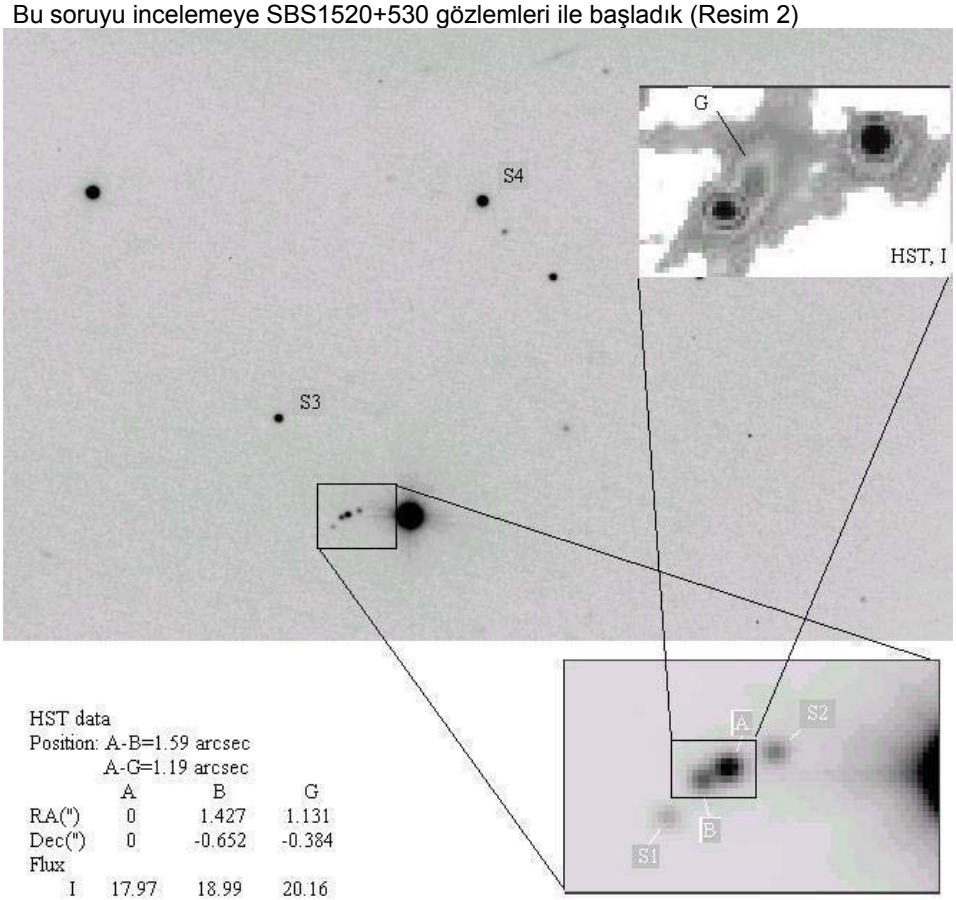
Saat basamağında bir dogrulukla 'zaman geçikme' parametresini elde etmek için nesneyi aralaksız gözlemek gerekiyor. Bu amaçla, 3 kampanya düzenlendi. Birinci kampanyaya 10 gözlemevi katıldı, ikinciye 12, üçüncüye 3. TUG her hepsinde yer aldı. Hedef olarak en iyi bilinen ve yıllarca değişim gösteren QSO 0957+561 A,B seçildi.

İkinci kampanyanın sonucunda sistemin 'zaman gecikmesi" 417.11±0.04 gün bulundu ve çok kısa mikromercekleme olaylarının varlığı söz konusudur; TUG'da alınan 192 görüntü üzerindeki incelemeler davam etmektedir.

Üçüncü kampanyadan en önemli amacı, başkalarının bulduğu uzun gecikme zamanını denetlemektir: Zaman gecikmesi olarak, Oscoz et al. (2001) yaklaşık 422 gün, J-E Ovaldsen (2002),yaklaşık 425 gün buldu. TUG'un 159 görüntüsü üzerindeki çalışmalar devam ediyor.

Q0957+561 A,B için bulunan bir kaç tane 'zaman gecikmesi' fiziksel mi?
İstatistik hatadan mı ileri geliyor?

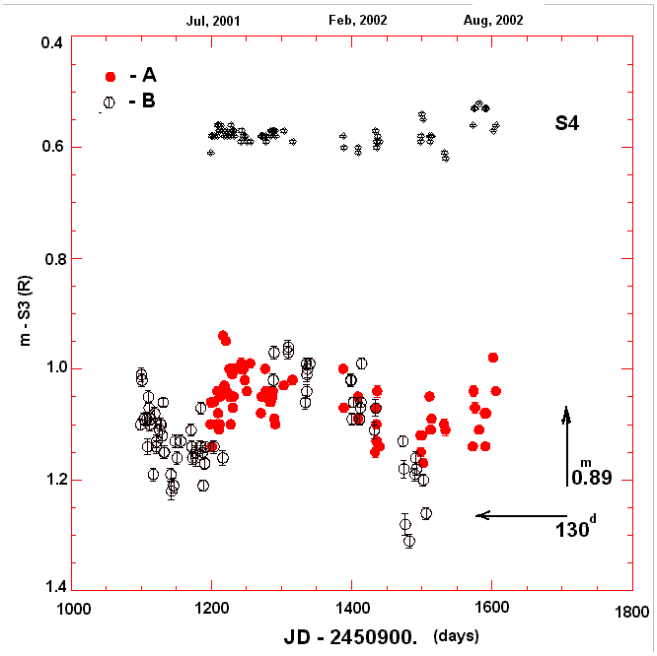
Bu soruyu incelemeye SBS1520+530 gözlemleri ile başladık (Resim 2)



Resim 2. TUG'da elde edilen SBS1520+530 alanın toplu görüntüsü.

I.Burud (2001) Tenerif'de 'GLIPT' toplantısındaki konuşmasında bu sistem için 'Zaman gecikmesi' olarak 129±3 gün buluduğunu söyledi.

TUG' da elde edilen toplam 114 gecelik gözlemlerden iyi atmosferik görüş koşulunu sağlayan 69 tanesi seçildi ve iterasyon yöntemi ile indirgendi. Işık eğrisinde, B serap görüntüsüne ait olanı 130 gün geri kaydırılarak ve parlaklığından 0.89 kadir çıkarılarak A görüntüsünün eğrisi ile çakıştırıldı. Saçılma, Poisson istatistiğinden beklenenden daha büyük (0.05-0.08 kadir) olmasına karşın 130 günlük 'zaman gecikmesi' sağlanıyor. Ancak 2002 ilk baharında yapılan gözlemlerde, A görüntüsü ile B görüntüsü arasında fark olduğu sezilmektedir. Bu, mikromercekleme olayından kaynaklanabilir. Bunu sonbahar 2002 verilerinyle denetleyeceğiz.



Şekil 1. TUG'de elde edilen SBS1520+530 KÇM'in ışık eğrisi. 130 günlük 'zaman gecikmesi' açıkça gözüküyor.

Işık eğrilerinde görülen saçılma ve kimi sistematik davranış ST-8E nin düşük ışık düzeylerinde var olduğundan kuşkulandığımız çizgisellikten sapmadan kaynaklanabilir. Nesneni kendisi gözlenenebilirlik bakımından da oldukça zordur: iki serap görüntüsü arası yalnız 1.59 yay saniyesidir (bkz. Resim 2) ve oldukça sönüktürler, bu indirgemeleri etkilemektedir (atmosfer görüş 1.5 yay saniyeden daha iyi olmaldır). Gelecekte daha duyarlı ve çizgiselliği daha iyi CCD kullanmalıyız. Sistemin gözlemlerine devam edilmektedir.

Kaynaklar

A.Oscoz, D.Alcalde, M. Serra-Ricart, E.Mediavilla, C.Abajas, R. Barrena,
J.Licandro, V. Motta, J.A. Munos, 2001 ApJ, 552, 81
J-E Ovaldsen , 2002, Doktora Tezi, Oslo Üniversitesi
I.Burud, 2001, Doktora tezi, Liege Üniversitesi.

XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, 2- 6 Eylül 2002, Antalya

ROTSE III-c: TUG'da Kurulacak GIP Optik Araştırma Teleskobu

M.E.Özel[1], A.T.Saygaç[2], T.Güver[2], H.H.Esenoğlu[2], Ü. Kızıloğlu[3], Z. Aslan[4]
[1]AIBU Fizik Böl., Bolu; [2] İÜ Astronomi Böl., İstanbul; [3] ODTÜ Fizik Böl., Ankara; [4] TUG, Antalya

Özet

Bu bildiri, Haziran 2001 tarihinde ciddi olarak başlayan "Uluslararası Robotik Teleskop İşletimi ve Gözlemleri Programı İşbirliği'nin" Türk Astronomi Topluluğuna aktarımı, projenin kapsamı ve Türk Astronomları arasında gerçekleştirilebilecek olası işbirliğinin "Ulusal Astronomi Toplantısı" çerçevesinde tartışılarak olgunlaştırılması amacıyla hazırlanmıştır.

Bildirinin ilk bölümünde, İngilizce '***Robotic Optical Transient Search Experiment (ROTSE)'*** olarak isimlendirilen ve "Geçici Göksel Olayları Robotik Teleskop ile Araştırma Deneyi" olarak Türkçe'leştirebileceğimiz, dünyada çeşitli ülkelere konuşlandırılacak ve dört teleskoptan oluşacak uluslararası ROTSE-teleskopları ağı *(Global-ROTSE)* sisteminin kuruluşuna katılım çalışmalarımızın kısa bir özeti, ağın kuruluş amacı ve çalışma ilkeleri ile bu konuda çalışanlar hakkında bilgi verilecektir.

İkinci bölümde ROTSE Projesi'nin teknik detayları verilecek, üçüncü bölümde Türkiye'de şu ana kadar yapılan çalışmaların son durumu ile yakın gelecekteki çalışmalar özetlenecektir. Dördüncü bölümde ROTSE'nin uluslararası işbirliği ilkeleri hakkında bilgi verilecektir.

Daha sonraki bölümlerde ise, gamma ışın patlamalarının niteliğini, fiziksel ve astronomik özelliklerini ve ilgili kuramları ele alınmakta (beşinci bölüm) ve şu ana kadar yapılan gözlemlerden önemli örnekler sunmakta (altıncı bölüm) ve ROTSE çalışma ilkelerini ve kontrol/işletim sistemini tanıtmaktadır (yedinci bölüm).

Takip eden bölümde (sekizinci bölüm) ise, ROTSE ile ilgili ilkelerden olan, teleskopun %30'luk zamanının ROTSE yerel kullanıcılarınca programlamabilmesi olanağının değerlendirilmesine ilişkin olasılık ve görüşler üzerine durulmaktadır. Amaç, bu %30'luk zaman kullanımı olanağını ortaya çıkacak görüşler ışığında değerlendirmektir. Bu, bir bakıma, Global-ROTSE'ye dahil diğer gruplarla ortak konuların ortaya çıkarılmasını ve doğru değerlendirilmesini de gerekirmektedir. Ayrıca, büyük ölçekli ve güncel bir veri kaynağı olarak, oluşacak ve mevcut ROTSE arşivinin değerlendirilmesi diğer önemli bir noktadır. Süpernovalar, novalar, etkin gökadaklar ve çekirdekleri, kataklizmik yıldızlar ve diğer değişken gökcisimleri, astroid ve kuyuruklu yıldız çalışmaları... bu arşivden yararlanılarak yürütülebilecek konular arasındadır.

Son bölümde sonuç ve öneriler ele alınarak bundan sonraki dönem için beklentiler ve olası sonuçlar üzerinde durulmaktadır.

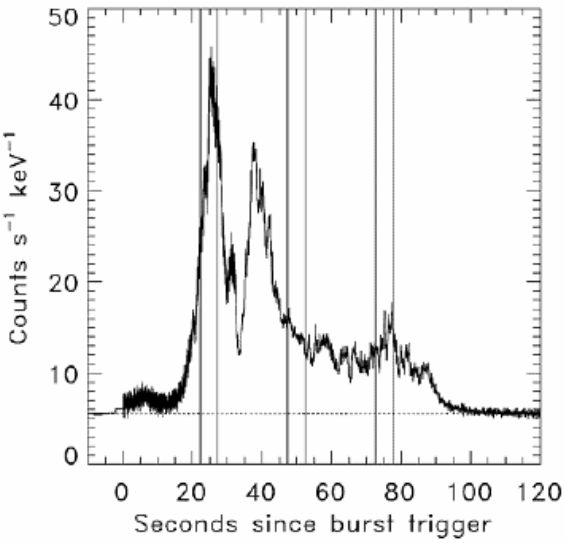
Tebliğin eklerinde ise, bu bildirinin hazırlanmasında yararlanılan kaynaklar ve ROTSE projesine ilgi duyan araştırıcıların başlangıçta kullanabilecekleri makaleler listesi verilmekte (Ek-1) ; GIP konusunda en çok adı geçen uydular olarak NASA'nın Compton Gamma Ray Telescope (CGRO), ve halen GIP bilgilerini yere iletip ardıl ışımalar ölçümlerine olanak veren tek uydu olan HETE-2 uydusu ve 2003'te uzaya gönderilmesi planlanan Swift uydusu hakkında bilgiler özetlenmektedir (Ek-2).

1. Bölüm : GİRİŞ

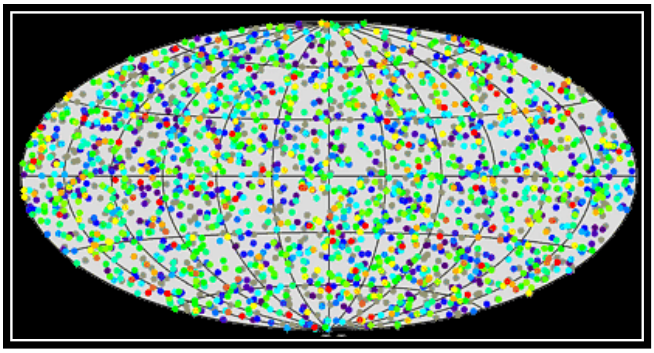
1.1 GAMA IŞIN PATLAMALARI

Gama Işın Patlaması (GIP) olayları astronomi literatürüne 20.yy'ın son çeyreğinde katılmış oldukça yeni bir oluşumun adıdır. Günde bir veya birkaç kez, yeryüzü çevresindeki uydular, şimdiye kadarki bulguların işaret ettiğine göre, belki de Büyük Patlama'dan sonra Evren'deki en büyük enerji salma olayları olan, kısa süreli ani ışımalar kaydetmektedirler. Bu olaylara, yaydıkları enerjinin **E**lektro**M**anyetik **A**yrışım (EMA) içinde gama ışınları bölgesine düşen yeri nedeniyle, GIP adı verilmektedir.

Bir GIP enerji bütçesinin çoğunluğu yüksek enerjili (≥100 keV) fotonlardan oluşmaktadır. Olayın gökyüzündeki ortaya çıkış yönü önceden hiçbir şekilde öngörülememekte, 'patlama', oldukça kısa bir süre içinde (0.1-1000 s) oluşumunu tamamladıktan sonra (Şekil 1), bir daha o bölgeden benzeri veya başka tür bir ışıma gözlenememektedir. GIP'ların elde edilen uzaysal dağılım haritası (Şekil 2) bilinen hiçbir gök cismi dağılımına karşılık gelmemektedir. Bir GIP olayı noktası, patlama anında, gama ışın gökyüzünün en parlak yeri haline gelmekte; olayın bitişini izleyen dönemlerde ise, olayın öngörülemezliği ve çok kısa süresi nedeni ile, bulunduğu noktaya aynı anda bakılması genellikle mümkün olamamaktaydı. Biraz gecikme ile yapılan bazı gözlemlerde ise, EMA'nın hiçbir bölgesinde herhangi bir takip eden ışıma gözlenemediği gibi, hiçbir bilinen gök cismine de rastlanmamaktaydı.



Şekil 1: *Tipik bir GIP (GRO-BATSE'ce gözlenen GRB990123) olayında gama ışın sayımlarının zaman değişim profili: Yatay eksen: patlama başlangıcından beri geçen süre (s), Düşey eksen: saniyede keV enerji aralığı başına gama ışını sayım.*



Şekil 2: *Gama Işın Patlamalarının Uzaysal Dağılımı. Samanyolu Koordinat Sistemi (l,b)de yaklaşık 2000 olay kullanılarak elde edilen bu grafikte renkler (tonlar), birim alana düşen farklı toplam enerji miktarı('fluence') ölçüsüdür. Samanyolu Merkezi (l=0,b=0) şeklin ortasındadır.*

Ölçümlerin yapılabildiği gama ışınları bölgesinde de, olayların süreleri, enerji içerikleri ve atma (pulse) içi zamansal değişim profilleri (Şekil 1) çok büyük farklılıklar göstermektedir. Olayların ilk ortaya çıkarıldığı 1968 yılından beri, gözlenen özelliklerde ışıma yapacak bir gök cismi veya süreç oluşturma çabaları da son dönemlere kadar doyurucu bir bilimsel açıklama getirememiştir. GIP olaylarının astronomi tarihinde, bir çok bakımlardan benzeri yoktur. Bu anlamda, çağdaş astrofiziğin çözüm bekleyen en önemli bilmecelerinden biri gama ışın patlamaları olarak kabul edilmektedir [1].

GIP olaylarının çözümünde, eş zamanlı başka ayrışım bölgeleri ölçümlerinin büyük bir katkısı olabileceği başından beri fark edilmiştir. Ancak, olayın gerçekleştiği çok kısa süreler (çoğunda 1-10 s) içinde olay yerini gözleyebilecek optik ve diğer ayrışım bölgeleri teleskop ve duyaçlarının sevkiyat ve yönlendirilmesindeki gecikme ve eş güdüm eksiklikleri, son dönemlere kadar yeterli veri ve bilgi birikimine olanak vermemiştir.

Bu sıkıntıların ve diğer sorunların çözümü yolunda atılan en önemli adımlardan biri, amacı ve görev tasarımı sadece GIP'lara yönelik olarak gerçekleşme sürecinde olan *Robotic Optical Transient Search Experiment* (ROTSE) Programı olmuştur. Program *University of Michigan*(UM)'dan Prof. Carl Akerlof ve grubu ile bir bölüm (Amerikan) *Los Alamos National Laboratory*(LANL) ve *Lawrence Livermore National Laboratory*(LLNL) araştırıcılarının bir araya gelerek oluşturdukları bir ortaklık tarafından geliştirilmekte ve uygulanmaktadır [2]. Şimdiye kadar geliştirilen prototipler (ROTSE I ve III) ile yapılan gözlem ve bulgular, yaklaşımın GIP'ların optik ışıma bileşkelerini kaydetmede başarılı sonuçlar alarak olayların optik **ardıl ışıma**'larını kaydetme konusunda yeterince somut ve ikna edici veriler elde etmiştir. Bu sonuçların uluslararası bilimsel toplantılardaki sunumlarıyla ve saygın dergilerde yayınlarıyla, ROTSE grubu, GIP konusunda dikkatleri üzerine çekme başarısını göstermiştir. Öyle ki, ROTSE sistemi, *Scientific American Presents* dergisinin Winter 1999 '*Extreme Engineering*' (Uç Noktalarda Mühendislik) özel sayısında çıkan 'Modern Astronominin 7 Harikası' isimli yazıda, bu bağlamda ele alınarak tanıtılmakta ve harikalar arasında 'en hızlı' *(swiftest*) sıfatı ile tanımlanmaktadır! [3].

1.2 GLOBAL-ROTSE AĞININ KURULUŞU

Sistemin başarısı üzerine, sistemin tüm dünya üzerinde her GIP olayı için, her an gözlem olanağı sağlayacak 'Uluslararası ROTSE Sistemleri Ağı' (Global-ROTSE) nın oluşturulması için gerekli fonlar Ulusal Havacılık ve Uzay İdaresi (NASA), Ulusal Bilim Vakfı (NSF), *The Research Corporation; The Planetary Society* gibi Amerikan kaynaklarından sağlanmıştır. Bu evrede, Prof. Akerlof ve grubu tarafından, uygun koordinatlarda, geliştirilen tümüyle otomatik ve uzaktan kontrollü ROTSE gözlem sistemlerinin yerleştirilebileceği uygun gözlemevi ortamları arayışına girilmiştir. Bu arayış daha çok Internet üzerinden ve kişisel ilişkilerin de (örneğin, University of Wisconsin'den Prof. Hakkı Ögelman'ın) yardım ve katkıları ile gelişmiş; diğer bazı yabancı kuruluşlarla birlikte, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin de, bu gözlem ağı içerisinde bir ROTSE sistemine ev sahipliği yaparak, bunun bakım ve gözetimini üstlenerek, bilimsel programda yer alması istenmiştir.

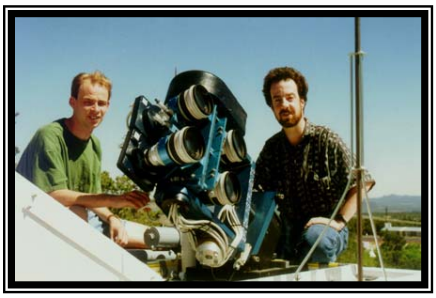
Teklifte, ana hatları ile, böyle bir katılım için bir alt yapı olarak, verilerin günlük olarak bakım ve uluslararası merkeze ulaştırılmasının sağlanması ve GIP olayının bilimsel araştırılması çalışmalarına doğrudan katılacak bir ekibin (teknik ve bilimsel) yerel olarak oluşturulması öncelikle beklenmekle birlikte, katılacak gruplara çekici gelecek diğer bir nokta olarak, teleskop zamanının %30'unun tümüyle katılacak ekibin kullanımına bırakılarak başka programlara ayrılmasına olanak verilmektetedir. Bilimsel yayınların ve diğer etkinliklerin koordinasyon ve programlanmasında, daha önceden belirlenen ve işbirliğine katılan tüm gruplar için geçerli kurallar çerçevesinde, katkımız oranında ve (kanımca) oldukça adil bir şekilde yer almamız öngörülmektedir. Bu teklifin değerlendirilmesi ve genel kriterlerin ülkemiz koşulları açısından daha yakından irdelenmesi amacı ile, TUG, konu ile ilgili üyeleri tarafından bir ön-değerlendirme ve fizibilite çalışması yapılmasını kararlaştırmıştır. Böyle bir rapor 2001 Aralık ayında tamamlanarak [4] TUG Başkanlığına sunulmuş, raporun daha geniş bir üyeler grubunca değerlendirilmesi ve son şeklinin verilmesi sonrasında da, bir teknik proje teklifi önerisi şeklinde, TUG'un akademik ve idari kurullarında değerlendirilmesi gerçekleşmiştir. Proje TÜBİTAK tarafından TUG koordinasyonunda bir proje olarak kabul edilmiş, ROTSE – IIIc istasyonunun, ROTSE-Türkiye adıyla Bakırlıtepe'de kurulumu için gerekli olurlar verilerek çalışmalara başlanmıştır. (Takip eden çalışmalar hakkında Bölüm 3'de bilgi verilmektedir.)

2. Bölüm : ROTSE'NİN GELİŞİMİ VE KISA TARİHÇESİ

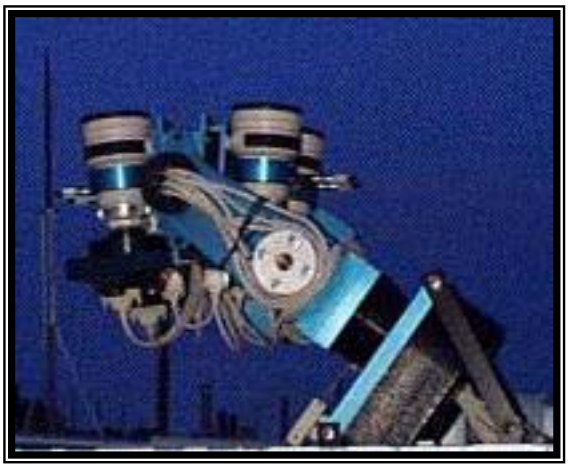
Türkçe'de 'Geçici Olaylar için Robot Optik Araştırma Deneyi' olarak isimlendireceğimiz ROTSE (*Robotic Optical Transient Search Experiment)* deneyi, GIP'nın optik bileşenlerini araştırmaya hasredilmiş, GIP kaydeden uydularla koordinasyon halinde çalışacak bir dizi robotik teleskoptan ve bunların denetimini sağlayan *Internet* temelli bir ağdan oluşmaktadır. ROTSE'de kullanılan optik teleskoplar, geniş görme alanlarına sahiptir ve hızla (5-10 saniyede) herhangi bir konumdan istenen bir yöne yönlendirilebilmektedirler.

2.1 ROTSE - I

İlk kuşak dedektör sistemi olan ROTSE –I, tek bir teleskop gibi davranan ve 16 derece-karelik görüş alanı olan, 4 adet 11.5 cm'lik telefoto-mercekli, 2048 x 2048 resim elemanlı CCD kamera sisteminden oluşmaktaydı (Şekil 3a,b) ve optik görme duyarlığı, kadir olarak, 5 saniyede m=14.5 ve 125 saniyede m>16 olan yıldızlara ulaşabilmekteydi. İlk gözlemler, tümüyle otomatik bir kontrol sistemi altında Mart 1998'de başlatılmış ve uydularca gözlenen ve yaklaşık koordinat bilgisi elde edilebilen GIP olaylarının optik bileşenlerini, hemen hemen gama ışınları sinyali ile eşzamanlı (yaklaşık 5-10 s gecikme ile) olarak gözleme misyonuna başlamıştır.



***Şekil 3a**: ROTSE-1 telefoto mercekli geniş-açılı görme sisteminin temeli olan ana düzenek, kullanıcıları arasında görülüyor.*



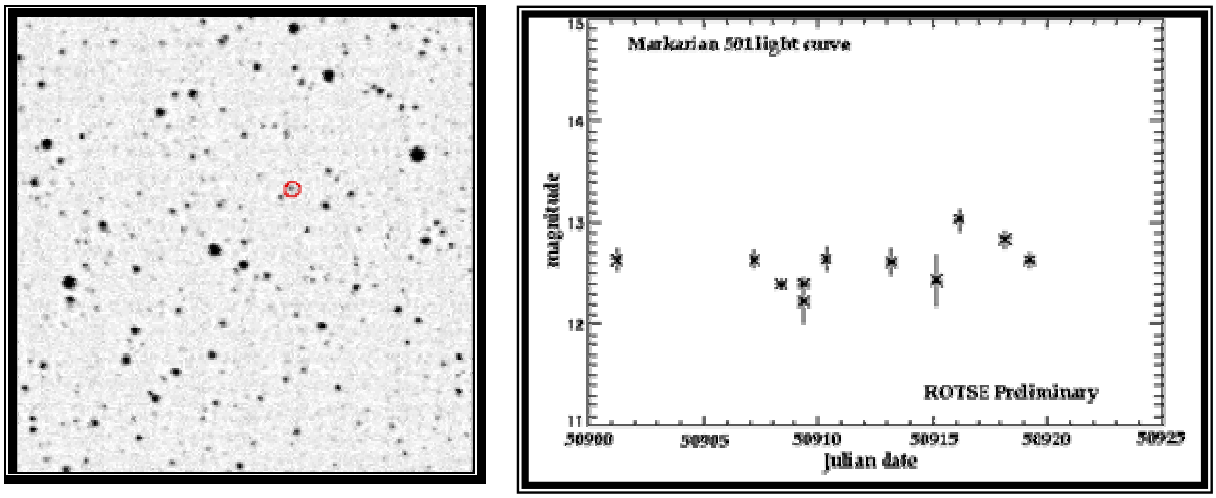
***Şekil 3b:** ROTSE-1'in detay görüntüsü*

Düzenli ve tam otomatik gözlem çalışmalarına başlar başlamaz, biraz şansın da yardımı ile, ROTSE-I, ilk büyük başarısını, 29 Mart 1998 GIP olayı (GRB980329) için NASA'nın Compton Gama Işınları Gözlemevi CGRO (*Compton Gamma Ray Observatory*) üzerindeki 'Patlamalar ve Geçici Olaylar Deneyi' BATSE (Burst and Transient Source Experiment) tarafından gözlenen ve yaklaşık koordiantları elde edilebilen olayın, verilen koordinatlara kısa süre içinde yönelerek gözleme ve takip olanağı bulmuş ve GIP olayının tetiklemesinden 11.5 saniye sonra gözlemlerine başlamıştır [5]. Benzeri şekilde GRB980401 [6], ve GRB990123 [7,8,9,10,11,12,13] olaylarının zaman içinde, optik ışıma bilgileri (toplam enerji değerleri, veya üst sınırları) belirlenmiştir. Böylece, GIP'lar hakkındaki optik bileşke çalışmalarında yeni bir dönem başlamıştır. Bu, aynı zamanda, kuramsal çalışmalar açısından da önemli bir tarihtir. Bundan sonra, kısa sürede 30 kadar olayın optik, radyo, kızılötesi ve x-ışın bileşkesi (ardıl ışıması) gözlenerek, olayların anlaşılması yönünde de çok dikkate değer çalışmalara imza atılmıştır (GIP kuramları hakkında özet bilgiler Bölüm 5'de verilmektedir.

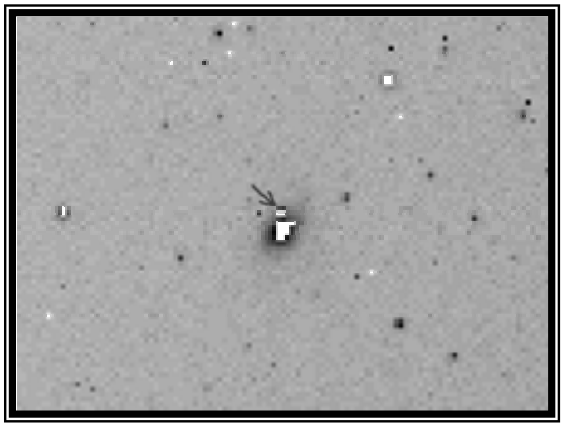
ROTSE-I'in verileri sadece GIP olayları ile ilgili bulguların değil, bir çok değişken olay içeren olaylar için de önemli bir veri tabanı oluşturmuştur. Alet, GIP uyarısı almadığı zamanlarda, geniş bakış alanı ile, her gece kuzey gökyüzünün tamamını 2 kez tarayarak (1/2 saatte, tüm gökyüzü m_v=15. kadir yıldızlara kadar taranabilmekte, yani 15 milyon gök cismi takip edilerek arşivlenebilmektedir), zaman içinde hızlı sayılacak değişimler gösteren türden olay ve gök cisimleri ile ilgili gözlem ve keşiflerinde de

önemli bulgular gerçekleştirmiştir [8,14,15,16]. Burada bu türden olaylar listesi ile birlikte, bazı gruplara giren olaylar hakkında görsel veya grafiksel bilgiler özetlenmiştir.:

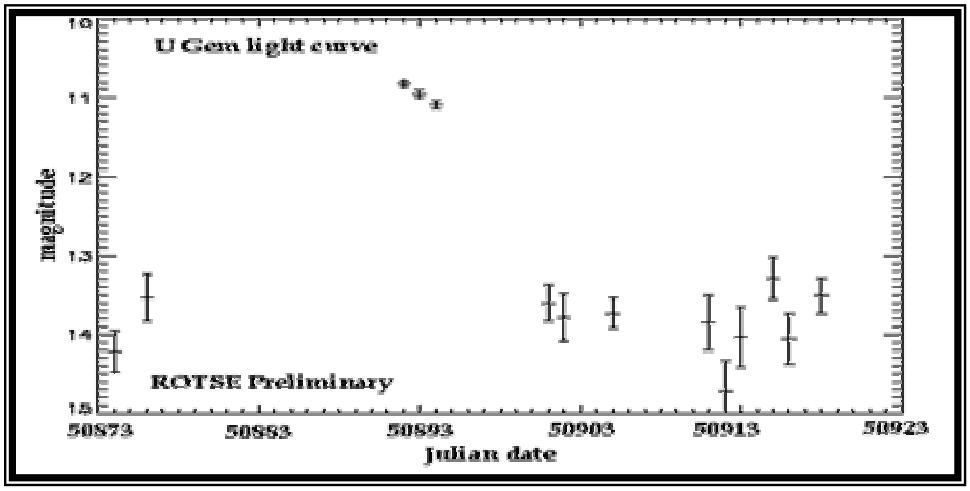
- Etkin gökadaların zaman içinde parlaklık değişimleri (Şekil 4),
- Süpernova keşif ve takip olayları (Şekil 5),
- Nova ve cüce nova olayları keşif ve takibi (Şekil 6),
- RR Lyra tipi düzgün değişen yıldızların period eğrileri (Şekil 7),
- Kuyruklu yıldız keşif ve takip olayları (Şekil 8),
- Asteroid gözlemleri,
- Meteor yağmurları gözlemleri (Şekil 9).



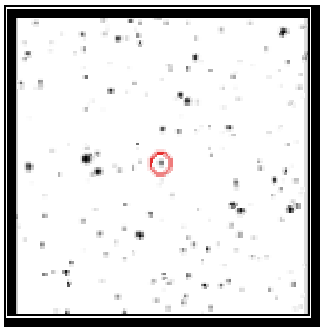
Şekil 4: (solda) Mrk501 *etkin gökadası ROTSE-1 resminde daire içinde;* ***(sağda)*** *ROTSE-1 ölçümlerinden* ***Mrk501****'in zaman değişim grafiği [8]*

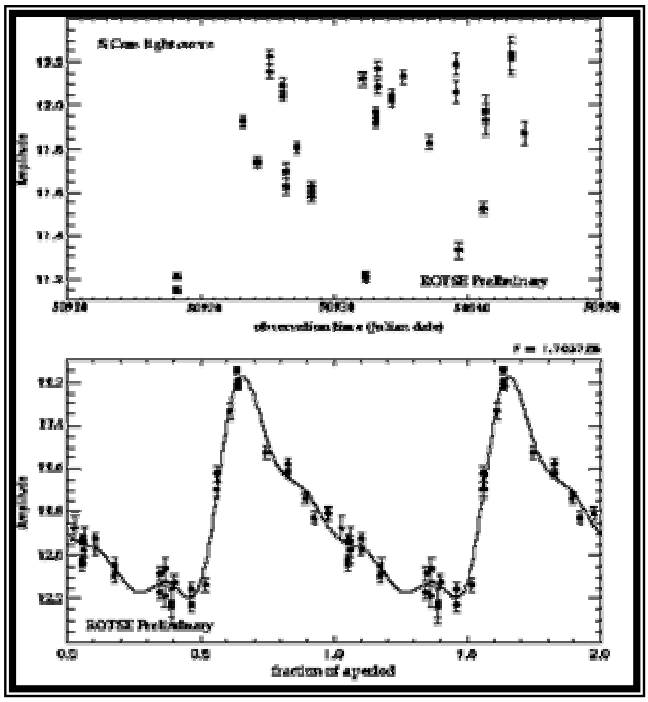


Şekil 5: *ROTSE-1 tarafından gözlenen* ***SN 1998bu*** *süpernova olayı [8].*

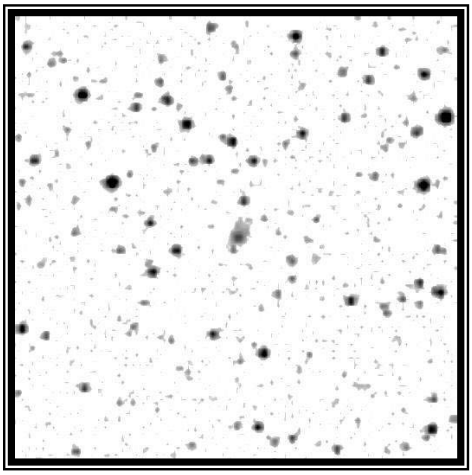


Şekil 6: *ROTSE-I'in gözlediği nova* ***U Gem*** *için yukardaki ışık eğrisi elde edilmiştir [8].*

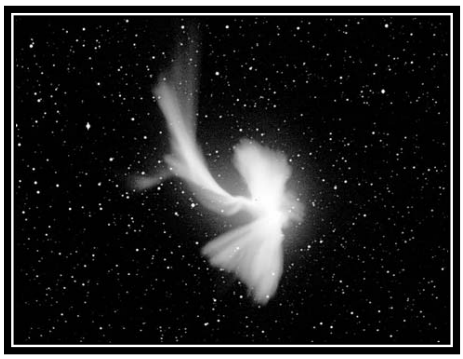




Şekil 7: (solda) *RR Lyra sınıfı düzgün değişen yıldız* ***S Com****, ROTSE görüntüsünde daire içinde işaretlenmiştir; ayrıca,* ***(sağda, üstte)*** *parlaklık kadir değerlerinin zaman değişimi (kadir'e karşılık JD) ve ışık eğrisi (****sağda, altta)*** *verilmektedir [6].*



Şekil 8: *Stonehouse kuyruklu yıldızı, arşiv ROTSE-I görüntüsü içinde, keşfedilmeden önceki haliyle görüntülenmiştir [12].*



Şekil 9 *: Leonid meteor yağmurları sırasında gözlenen bir meteor parçasının saçılması ROTSE tarafından bu şekilde görüntülenmiştir*.

Böylece, ROTSE sistemleri, çok verimli gözlem aracı olarak, GIP görünür bileşeni çalışmaları dışında da önemli bir optik potansiyel taşıdığını göstermiştir. Bu uzay taraması çalışmalarında, verilerin sadece %6'sının analizi ile, 2000'den fazla, değişik türlerde daha önce bilinmeyen değişen yıldızlar keşfedilmiş ve çoğuna ait ışık eğrileri elde edilmiştir [17,18] .

2.2 ROTSE- II

ROTSE - I'in başarısı üzerine, daha gelişkin ROTSE -II'nin yapımına girişilmiştir. Ancak, yeni sistem, optik dizaynda ciddi problemlerin bulunması üzerine geliştirilmesinden vaz geçilmiş ve Ağustos 1998'de ROTSE-III üzerine çalışmalar başlatılmıştır.

2.3 ROTSE- III'ÜN GELİŞİMİ

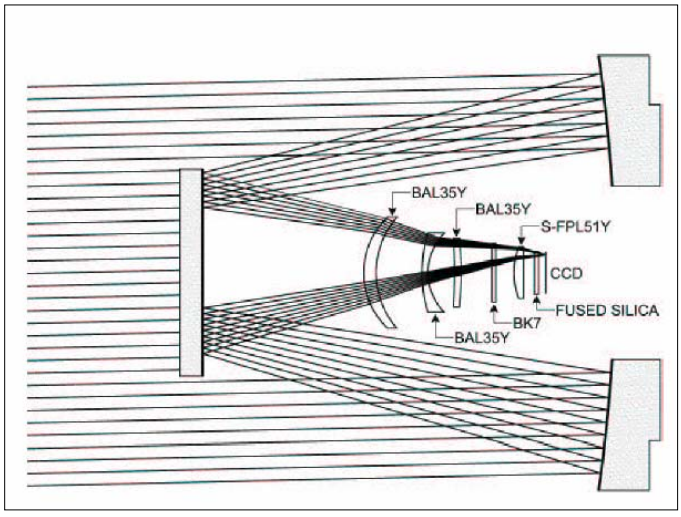
ROTSE – III'de (Şekil 10) [18], öncülü gibi 45cm'lik Cassegrain teleskop gerisine yerleştirilmiş, ve ROTSE-II'nin sorunlarından arındırılmış, daha da gelişkin optik sisteme (Şekil 11) ve düşük

gürültülü (1 Megapiksel/s okuma hızında 4 elektron), CCD kamera ve veri okuma sistemlerine sahip şekilde dizayn edilmiştir. Sistem kontrolu ve veri alımı, meteorolojik verilerin alım ve denetlenmesi, Linux altında çalışan 3 adet kişisel bilgisayar (PC) ile gerçekleştirilmektedir. Halen 2 adedi tümüyle kurulmuş olup UM ve LANL tarafından işletilmektedir. Bunlardan biri operasyonel olarak GIP avında kullanılmakta, diğeri ise World-ROTSE teleskopları için satın alınan donanımların gerekli geliştirme ve denetlemeleri için kontrol aracı olarak kullanılmaktadır. (ROTSE-III'e ait dizayn çizimleri Şekil 12'de, ROTSE-III bileşkelerinin özellikleri ise Tablo 1'de verilmiştir.)



Şekil 10. *ROTSE-III özel koruma sistemi içinde. 45cm'lik Teleskop iskelet çerçevesi içinde ucu çıkmış olarak görülmektedir*

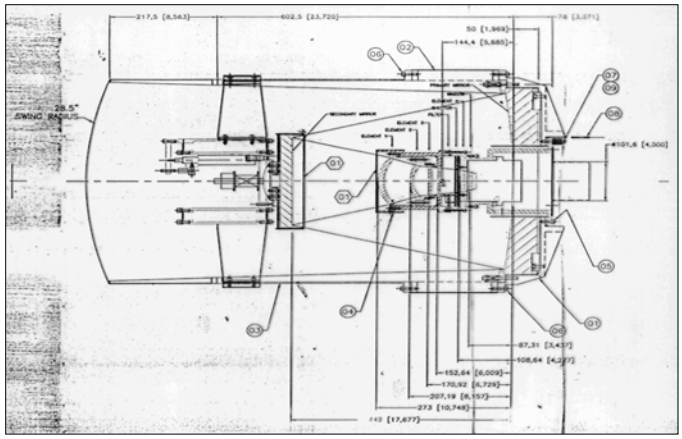
.

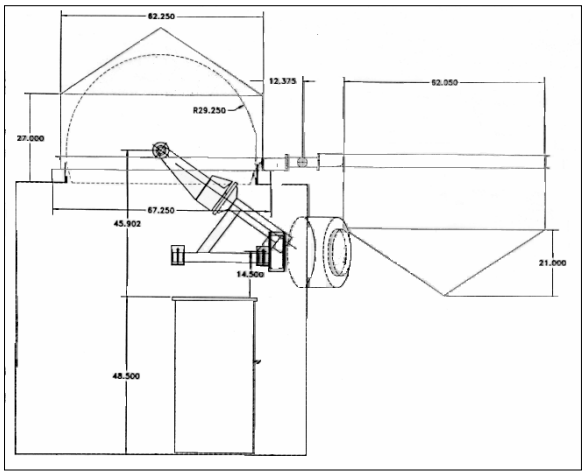


Şekil 11a *ROTSE–3 optik dizaynının gerektirdiği monokromatik yol. Işık CCD üzerine dalgaboyuna bağlı olarak farklı noktalarda ulaşmaktadır. [8]*

Şekil 11b *Sağda, ROTSE-III'te kullanılan 45cm'lik optik teleskop, koruma kutusu içinden bakıldığında görülmektedir.*







***Şekil 12** : ROTSE-III için geliştirilmiş olan kendine yeterli (self-contained) robotik teleskop dizayn pparametreleri yukarda verilmektedir. Teleskop platformu ve koruma kutusu parametreleri Tablo 1'de özetlenmektedir.*

Halen Namibya ve Türkiye'de konuşlandırılacak ROTSE'ler için (ROTSE-IIIB ve ROTSE-IIIC) gerekli donanımlar ısmarlanmış olup Sonbaharda ülkelerine gönderilmiş olacak ve 2003 yılı itibariyle, Dünya ROTSE Teleskopları Ağı tüm potansiyeli ile çalışmaya başlayacaktır. (Başlangıçta Ağ'ın 6 teleskop içermesi planlanmışken, ek fonların temin edilememesi nedeni ile, Ağ 4 teleskopla çalışmalarını sürdürecektir). Bu durumda, World-ROTSE Ağı teleskopları, ülkeleri ve bulunacakları Gözlemevleri itibariyle Şekil 13'deki gibi konuşlandırılacaklardır.



***Şekil13:** Global-ROTSE Ağı sistemine ait teleskopların konuşlanma coğrafyası bu şekilde planlanmıştır.*

ROTSE-III hakkında daha ayrıntılı bilgiler EKLER bölümünde verilmektedir.

TABLO 1: A TELESKOP PLATFORMU ÖZELLİKLERİ

Eni : 2.21m
Boyu : 3.5m
Kalınlığı : ~0.15 m
Yönelimi : Kuzey – Güney, ortaya yakın 5. taşıyıcı ayak Güney bölümünde kalıyor.

TABLO 1: B TELESKOP KORUMA KUTUSU'NUN ÖZELLİKLERİ

Ağırlık : 3000 Kg
Yükseklik : ~3 m
Gereken Elektriksel Güç: 2 kAV, 220 V
Rüzgar dayanıklılığı : 1000 Kg Toplam basınca dayanıklı
Düşey silindir çapı : 2.15 m
Yapımcı : D&R Tank. Albuquerque

TABLO 1: C METEOROLOJİ İSTASYONUNUN ÖZELLİKLERİ

ROTSE sisteminin robotik çalışması için, otomatik çalışan ve hava durumuna karar veren bir meteroroloji istasyonu vardır. Bu istasyon verileri otomatik olarak analiz edilerek, sistemin çalışmaya karar verme sürecine kullanılmaktadır.

TABLO 1 : D OPTİK TELESKOP'UN ÖZELLİKLERİ

1.Optik Yapı

Tip: Cassegrain; Çap: 0.45m; f oranı: birincil ayna, f/1.80; Düzeltilmiş Odak Uzaklığı: 0.85 m.
Görüş Alanı: 1.85 x 1.85^0
Mekanik Dizayn : Alan Schier
Optik Dizayn : Harland Epps (*American Air Force GEODSS systems* benzeri)

2.CCD özellikleri

Marconi marka, sırt aydınlatmalı (*back illuminated*) CCD 42-40-2-343
0.40 –0.90 mikron geçiş bantlı, 2.64^0 çapında düz görüş alanı (*flat f.o.v.*)
Piksel (resim elemanı) sayısı: 2048x2048
Piksel büyüklüğü : 13.5µ x 13.5 µ
Görüntüdeki piksel/açı değeri: 3.28 arcsec / pixel
Okuma (*read-out*) süresi: 2.4 saniye
Okuma gürültüsü (*read-out noise*) 15 e^-
Limit parlaklık ~20^m
Kuantum etkinlik: %85 (?)
Soğutma sistemi: Hava soğutmalı 'peltier' soğutma sistemi

3.Mekanik Yapı

Ekvatoral Çatal Kurgu
Maksimum dönüş ivmeli
Sağaçıklık ivmesi: $16.4^0/s^2$
Yükseklik ivmesi: $20.6^0/s^2$

4.Bilgisayarların Özellikleri

'*Dell* ' marka PC'ler üzerinde LINUX'lu
Fiber optik bağlantılar, 4 x 8 MB görüntü/gece, 300 MB fotometrik veri/gece, 8 GB Disk
Analiz ve programlama dilleri: C++, IDL

3.Bölüm : ROTSE-IIIC / TÜRKİYE ÇALIŞMALARI

3.1 KRONOLOJİK GELİŞME

ROTSE-Türkiye çalışmalarını, kronolojik bir sıra ile Tablo 2'den takip edebiliriz. Görüldüğü gibi, Eylul 2002 itibariyle istasyonun 2002 sonunda kısmen veya tümüyle Bakırlıtepe'ye kurulması hedeflenmektedir. İstasyonun ana kutusu ve büyük parçaları, Antalya'ya uygu bir kargo gemisi bulunamadığından İzmir'e gönderilecek, oradan Antalya'ya taşınarak TUG'daki yerine monte edilecektir.

TABLO 2 : ROTSE – TÜRKİYE Kronolojisi

Prof. Dr. Hakkı ÖGELMAN'ın e-posta duyurusu,(Ocak 2001)
Feza Gürsey Enstitüsü Yaz Okulu'nda ilk değerlendirme 'informal' toplantısı (Haziran 2001)
Prof. Carl Akerlof 'un davet edilmesi (Aralık 2001)
C.Akerlof'un ziyareti (24-26/2/2002).
1. *Prof. Akerlof'un İstanbul Üniversitesi Toplantısı (24.2.2002)*
2. *Prof. Carl Akerlof'un Bakırlıtepe- TUG Ziyareti (25-26/2/2002)*
3. *Prof. Carl Akerlof'un 2. İstanbul Toplantısı (3/3/2002)*

ABD'deki grupların müracaatımızı ve TUG koşullarını değerlendirme toplantısı (ve)
Akerlof'tan Global-ROTSE'ye davet (Mart 2002 ortası)
ROTSE Türkiye grubunun belirlenmesi (Mart sonuna doğru)
NASA'ya ROTSE teklifi için Türk 'PI' ve 'Collaborator' imzalarının gönderilmesi (26 Mart 2002)
ROTSE TUG Raporu Yazımının tamamlanması (Nisan 2002)
TUG Yönetim Kurulu'nun Raporu Kabulü ve PI görevlendirmesi (29 Nisan 2002)
NASA'ya gelecek 3 yıllık bütçe önerisi sunumu (Nisan 2002)
TUG Portatif Fotometre ile gökyüzü parlaklık ölçümleri (Mayıs-Haziran 2002)
ROTSE III-c Türkiye'nin ABD'nin ısmarlanması ve yapımının başlaması (Haziran 2002)
ABD'de (Los Alamos) Global-ROTSE gruplar toplantısı (7.6.2002) (Bu toplantıya Türkiye Çalışmalarını özetleyen bir özet rapor gönderilmiştir, EK-4)
Çanakkale Yaz Okulu ROTSE III-c Türkiye Projesi sunumu (28.6.2002)
ROTSE_Türkiye için ODTÜ'de Yaz Okulu (8-12 Temmuz 2002) (Bu toplantıya Prof. Ögelman da katılmıştır. Bu toplantıya ait resimler ROTSE-Türkiye'nin web adresinden izlenebilir)
TUG'da ROTSE III-c Platform Yapımı; (14-25 Ağustos 2002)
NASA'nın 3 yıllık uzatma ve 4 yerine 6 istasyon kurulmasını sağlayacak bütçe talebi ile ilgili ek bilgi içeren e-posta(29.8.2002) (Planlananlara ek olarak kurulacak ve toplam sayıyı 6'ya çıkaracak mali teklif NASA'ca kabul edilmemiştir. Ancak, Türkiye dahil ilk 4 istasyonun kuruluşu sürecektir.)
Antalya XIII. Astronomi Toplantısı ROTSE III-c Çağrılı Bildirinin Sunumu
ROTSE-IIIc'nin Türkiye'ye sevki ve kurulması (2002 sonu)

3.2 ROTSE-TÜRKİYE ÇALIŞMA GRUBU

ROTSE toplantılarına katılan, Türkiye grubunda çalışma isteği gösteren ve NASA önerisine katılım taahhüdünde bulunan (yurt dışındakiler hariç) TUG araştırıcılarının oluşturduğu ROTSE-Türkiye Çalışma Grubu'muzun üyeleri Tablo 3'te verilmiştir. Bu tabloda, araştıcıların kurumları, ayırmayı düşündükleri araştırma zamanı ve çalışma alanları konusunda da bilgiler verilmektedir. Burada, TUG araştırıcılarının oldukça yaygın ve farklı konularda çalışma isteği belirttiği görülmektedir. Ancak, sadece GIP'ların esas alanı olan yüksek enerji astrofiziğinde değil, ülkemizde güçlü gruplar oluşturmuş olan kataklismik değişkenler ve çift yıldız çalışmalarının ROTSE verilerinden güçlü destekler bulacağı görülmektedir. (Gruba yeni katılımlar mümkündür. Katılmak isteyen araştırıcıların ROTSE-Türkiye Projesi görevlilerine müracaatları gereklidir.)

TABLO 3 : Global-ROTSE Network –ROTSE-Türkiye Grup Üyeleri

Adı, Soyadı	Kurumu-Yeri	(%zaman)	İlgi alanı, konusu
1.Mehmet Emin Özel (*)	(AIBÜ-Bolu)	(%80)	GIP'ar, gama ışın kaynakları
2.Ümit Kızıloğlu (**)	(ODTÜ-Ankara)	(%60)	GIP'lar, optik enstrumant., sıkı cisimler
3.Aysun Akyüz	(ÇÜ-Adana)	(%60)	GIP'lar, gökada kümeleri
4.Talat Saygaç	(Ist. Univ.-İstanbul)	(%60)	GIP'lar, Çift Yıldızlar (ÇY), KD(CV)'ler
5.Hasan Esenoglu	(Ist.Univ.-Istanbul)	(%40)	kataklismik değişenler [KD(CV)'ler]
6.Şölen Balman	(ODTÜ-Ankara)	(%40)	cüce novalar, novalar, KD(CV)'ler
7.Ali Alpar	(Sabancı U-Istanbul)	(%20)	GIP'lar, nötron yıldızları, pulsarlar
8.Altan Baykal	(ODTÜ-Ankara)	(%20)	sıkı cisimler (SC), zamanlama (timing)
9.Nuri Emrahoglu	(ÇÜ-Adana)	(%20)	gözlemsel sorunlar
10.Zeki Aslan (***)	(TUG-Antalya)	(%10)	yıldızlar, kümeler, astrometri
11.Nihal Ercan	(BÜ-Istanbul)	(%10)	X-ışın kaynakları
12.Osman Demircan	(ÇOMÜ-Çanakkale)	(%10)	ÇY, genel astronomi
13.Rennan Pekünlü	(Ege Univ.-İzmir)	(%10)	ÇY, genel relativite
14.Hakkı Ögelman	(Univ. Of Wisconsin)	(%20)	SC'ler, Yüksek Enerji Astrofiziği
15.Ersin Göğüş	(Univ.of Alabama)	(%20)	GIP'lar, Yumuşak Gama Tekrarcıları
16. Oktay Hüseyin	(Univ. of Akdeniz)	(%20)	Supernovalar, SN Kalıntıları (SNR)
17. Öğrenciler(****)	(Yük.Lis. ve Doktora öğrencileri)		

(*) ROTSE-Türkiye Koordinatörü (bilimsel konular) : me_ozel@ibu.edu.tr
(**) ROTSE-Türkiye Koordinatörü (teknik/enstrumental konular) : umk@astroa.metu.edu.tr
(***) TUG Başkanı, (yönetsel konular) : aslan@ tug.tug.tubitak.gov.tr
(****) Tolga Güver, Sinan Aliş, Murat Olutaş, Ayşegül Teker, Ahmet Dervişoğlu, Hatice Eren, Mustafa Keskin, Can Buğra Girgin, Şule Köksal, Burcu Beygü

3.2 ROTSE-TÜRKİYE ÇALIŞMALARINDA OLASI DAR-BOĞAZLAR VE SORUNLAR

ROTSE-Türkiye çalışmalarının başlamasından bu yana ele alınan işler ve/veya ortaya çıkan sorunlar arasında halen çözüm bekleyenler için bir liste hazırlanmıştır. Listedeki işler arasında en önemlileri Univ. Of Michigan ile TUG arasında hukuki bir çerçeve anlaşmasının imzalanması, ROTSE'nin Türkiye'ye ulaşımı ve %30'luk zamanın kullanımı konusunda bizim geliştireceğimiz ilkelerin belirlenmesi olarak ortaya çıkmaktadır. Diğer işler ve sorunların zamanı geldiğinde gerçekleştirilmesinde bir sorun yaşanmayacağı veya olağan çerçevelerde çözülebileceği genel bir ilke olarak kabul edilmektedir.

İlk elde listelenebilen öncelikli işler ve olası sorunlar olarak şunlar göz önüne alınmıştır:

1. **Filtre sorunu**: ROTSE'de bir filtre konum yeri var; ancak ne zaman GIP olacağı bilinmediği için filtre takılıp çıkarılması istenilmiyor. Değişen yıldız gözlemleri için bir problem olarak görünüyor!
2. **Teknik destek**: Günlük sistem çalışmasının kontrolü, Günlük performans kontrolü, Haftalık ve aylık kontroller, Ham veri disklerinin değişimi, postalama işlemleri (bu amaçla bir teknisyen görevlendirilecek).
3. **Veri alma ve arşivleme**: Her gece 3 MB Ham veri, 300 MB Yarı indirgenmiş verinin üretimi ve arşivlenmesi gerekmektedir.
4. **Altyapı hizmetinin sürekliliği ve kontrolü**: Elektrik, sürekli internet bağı, kesintisiz güç kaynağı gibi birimlerin sürekliliğinin sağlanması gereklidir.
5. **Veri hakları ve Türkiye'de veri yedekleme işleri**: İmzalanacak protokolle çözülecek.
6. **Radyolink** : Mevcut kapasite düşük (8 MBit), yağmurlu havalarda çalışma sorunları var.
7. **%30 gözlem zamanının kullanımı**: Bu amaçla ilkelerin belirlenmesi; ulusal ve uluslararası projeler geliştirilmesi gereği var.
8. **Protokol**: Univ.of Michigan – TUG arasındaki protokol sorunların bir bölümünü çözecek.
9. **Teknik personelin temini ve eğitimi:** TUG'da bu işe bakacak teknisyenin bulunması ve eğitilmesi gereği var.

10. **Projeye ek kaynak temini**: TUBITAK'a ve diğer kaynaklara, destek projeleri hazırlanması ve takibi gereklidir.
11. **Verilere kolay ulaşım**: ROTSE verilerine (eski ve yeni) kolay ulaşım ile ilgili teknik/idari sorunların çözümü gerekli. Bunlar Protokol sorunu ile doğrudan ilgili.
12. **Paratoner**: TUG'da çokça gözlenen yıldırım olaylarına karşı (ek?) önlemler gerekebilir.
13. **ROTSE-T'nin kurulması**: Sistemin Türkiye'ye gelişi ve İzmir Limanından Antalya'ya taşınımı, Bakırlıtepeye çıkarımı ve bir vinç yardımı ile kurulması
14. **Sistem deneyimi**: ABD'de çalışan durumdaki ROTSE sistemini görme ve deneyim kazanma olanağı bulunmasının sağlanmasının çok yararlı olacağı ortada. Ancak bu iş için kaynak bulunmalı.
15. **Alarmların yurtiçi dağıtımı**: ROTSE'ye gelen alarmların zamanında TUG'da ve dğer teleskoplarda değerlendirilmesi için bir haberleşme sistemi kurulması yararlı olacaktır. Mesela, GSM ile alarm alma, TUG'un yanı sıra, gerekirse ve istenirse Ankara, İzmir, İstanbul (Eyuboğlu), Çanakkale teleskoplarını devreye sokabilme düşünülebilir.
16. **Bilgi dağıtım ve grup haberleşmesi**: ROTSE-T çalışanları arasında haber/bilgi dağılım listesi oluşturulması ve güncel tutulması, haberleşme ile ilgili diğer sorunların ele alınması gerekir.
17. **ROTSE'deki zamanımızın programlanması:** Mesela, %30-%70 paylaşımının gecelere ve gece boyunca dağılımı gibi pratik sorunlar için çözüm önerileri geliştirmek gerekebilir. Karanlık- Aylı gecelerin adil dağımı için de benzeri çözümler gerekli olacaktır.
18. Diğer yapılacak işler ve olası sorunlar...

3.3 ROTSE-TÜRKİYE TELESKOPUNUN KONUŞLANDIRILMASI

ROTSE-III için TUG alanı içinde belirlenen yerine Ağustos 2002 içinde 5 pilyeden oluşan bir platform alanı belirlenmiştir. Bu amaçla kurulan benzeri bir platform alanının bir fotoğrafı Şekil 14'te verilmiştir. ROTSE-IIIC TUG'daki benzer alana yerleştirildiğinde TUG genel görünüşü Şekil 15'teki gibi olacaktır.



Şekil 14: ROTSE için hazırlamış bir platformda 5 pilye görülüyor. ROTSE'nin kendi metal platformu bu pilyeler üzerine yerleştirilecektir.



Şekil 15 : TUG'da ROTSE-IIIc sonrası görünüm: En sağda, foto montaj olarak ROTSE-IIIc (beyaz renkli) görülmektedir. (TUG'un koordinatları
Enlem(TUG) = 36°49'30"N
Boylam(TUG) = 02^h 01^m 20^s E
Yükseklik(TUG) = 2540m'dir)

3.4 ROTSE-TÜRKİYE SİTESİ

ROTSE'nin Türkiyedeki çalışmaları ile ilgili bilgiler, bu amaçla hazırlanan raporlar ve GIP ile ilgili önemli makaleler, **ROTSE Türkiye WEB Sitesi'nin** http://astroa.physics.metu.edu.tr/~umk/rotse adresinden izlenebilirler. Univ. of Michigan'daki ana grupça hazırlanan web sitesine de aynı adresten ulaşabilirsiniz.

4.Bölüm : GLOBAL-ROTSE'DE İŞBİRLİĞİ KOŞULLARI VE İLKELERİ

4.1 GİRİŞ

Başarılı GIP optik bileşke gözlemlerinin problemin çözümüne yapabileceği çok önemli katkıların (olay uzaklığının belirlenebilmesi, ışıma mekanizmaları...) ortaya çıkışı, bilim dünyasında ciddi yankılar yarattı.. Bunun üzerine, tüm dünya üzerine yayılmış bir ROTSE teleskopları ağı ile geniş kapsamlı bir uluslararası işbirliği ve veri birikimi kampanyasının gerekliliği ortaya çıktı. Hem kuzey, hem de güney yarıküreyi, gece-gündüz ayırımsız kaplamak için stratejik konumlar ve bu konumdaki ülkelerdeki politik kararsızlık gibi faktörler ele alındıktan sonra ortaya çıkan resimde geride kalan ülke seçenekleri olarak ABD'de New Mexico, Kanarya Adaları, Türkiye veya İsrail, Avustralya, Şili ve Güney Afrika Birliği ön plana çıktı. Bu ülkelerde işbirliği yapılabilecek gruplar ortaya çıkarılmaya, işbirliği protokolü için öngörülen koşullar oluşturularak bu gruplarla görüşülmeye başlandı.

Bir uluslararası ortaklıkta, hem de tüm dünyayı kapsayacak coğrafi dağılıma sahip ortaklarla, işbirliğini bütün katılımcıların yararına olacak şekilde sürdürebilmenin bilinen, garantili bir formülü yoktu. Ancak, geçmiş tecrübeler ışığında bir ilkeler dizisi oluşturulma durumundaydı.

Diğer taraftan, şimdiki şekli ile, ROTSE araçlarının tamamı ABD kaynakları ile gerçekleştirilecektir. Ancak, Sistemin çalışır halde bir ülkeye girişinden sonra, bundan sonraki maliyetlerin o ülkedeki kurumca üstlenilmesi benimsenmiştir. Bunun istisnaları, büyük çaplı ekipman (mesela, CCD) tamirleri olacaktır. Bu durumda, kabul eden kurum, onu haftada 1 gün düzeyinde meşgul edecek bir teknisyeni, alet performansını ve bir önceki gece verilerini günlük olarak denetleyecek, GIP'la ilgili veriyi yerinde analiz edecek bir bilimciyi (bir doktora öğrencisi veya araştırıcı) temin etmelidir. Ayrıca, GIP verileri ile uğraşmayı temel bilimsel çalışma alanı kabul edecek en az 1 (tercihen daha fazla sayıda) bilimci, kabul eden kurumca bu işle görevlendirilmelidir. Bu grup araştırıcıların, gama ışın astronomisi, GIP'lar ve ilgili konularda yeterli alt yapısı olması ve uluslararası işbirliğine gerçek katkılarda bulunması beklenir. Veri indirgemede çalışan(lar)ın görüntüleme ve veri analiz teknikleri ile deneyimi olması çok yararlı olacaktır. ROTSE ile ilgili kullanım ve analiz yazılımlarını kullanabilecek düzeyde bilgisayar ve ilgili beceriler de gerekli olmaktadır.

Bilimsel düzeyde ele alındığında, ortaklığın 1 tek tür ortağı olacaktır. Herkesin herşeye ulaşma hakkı olduğu ve sorumlu olduğu ortaklık. Bu, aynı zamanda, herhangi bir ROTSE sistemi tarafından alınan her veri tüm üyelere açık bir eş ulaşım ve kullanma konumunda olmalıdır. Yani tüm üyelere eşit uzaklık veya kolaylık söz konusudur. Konunun önemi ve elde edilecek verilerin fazla miktarı, üyelerin çalışma alanları arasındaki örtüşmeyi sorun olmaktan çıkarmaktadır. Aslında, acil ve öncelikli gözlemlerde (mesela, bir GIP optik gözleminde) örtüşmeler kaçınılmaz ve önemli ölçüde de arzu edilir olmaktadır.

ROTSE teleskopları ile gözlemlerin herkesin ilgisini çekmeyecek, daha küçük alt gruplarca tartışılacak bölümleri de olacaktır. Bu durumu da göz önüne alarak, teleskop zamanının %30'unun bu tür ilgiler için serbest bırakılması politikası benimsenmiştir. Yani, öncelikli bir GIP gözlemi olmadıkça, %30'luk teleskop zamanı bu ikincil ve muhtemelen yerel ilgiler için kullanılacaktır.

GIP optik gözlemlerinde tekdüzelik (uniformity) sağlamak için, kurumlar herhangi bir donanım değişikliği yapmayacaklardır. ROTSE-3'ün optik dizaynında bir filtre tutucusuna yer verilmiştir. Ancak,

bu olanağın uzaktan kontrolü mümkün olamayacaktır.(sistemin odak düzlemi birincil aynanın önündedir.)

Yazılımda da benzeri kriterler vardır. GIP gözlemlerine hızlı ulaşım gereği nedeni ile, 'acil tetikleme' çekirdek yazılımına dokunulamayacaktır. Yerel bilimsel programlar için bazı değişikliklere olanak tanınacaktır. Tüm analiz yazılımları ROTSE işbirliği katılımcılarına açık olacaktır.

Gruplar arasında, GIP dışında da işbirliği ile yürütülebilecek programlar (mesela AGN'lerin sürekli izlenmesi) için bir zaman-bölüşüm sistemi üzerinde halen çalışılmaktadır[19].

4.2 ORTAKLIĞIN TUG AÇISINDAN DEĞERLENDİRİLMESİ

Astronominin çözülmemiş en güncel bir konusundaki uluslararası çalışmalara bir davetle katılmanın çok önemli bir fırsat olduğu konusunda herhangi bir şüphe yoktur. Ancak, bu işbirliğine katılmanın maddi ve idari bazı götürüleri de olabilecektir. Bu katılıma karar vermeden önce, akla gelebilecek olumlu ve olumsuz yönlerin tarafsız bir şekilde değerlendirilmesi gereği vardır. Bu değerlendirme TUG Yönetim Kurulu için hazırlanan raporda [4] ayrıntılı şekilde incelenmiştir. Bu konuda ele alınan noktalar şunlar olmuştur:

Önce bu ortaklığa katılmanın **olumsuz** sayılabilecek yönleri ve bunların nasıl 'telafi' edilebileceği üzerinde durulmuştur:

1**. Altyapısal Mali Yükler**:Teklif edilen sistem kullanım ve bakım açılarından bütünü ile kendine yeterli ve ek katkı gerektirmeyen ('self-contained') bir sistem olmakla birlikte, TUG alanı içinde buna bir yer bulunması, bu yerin (platformun) hazırlanması, elektrik, aydınlanma, güvenlik gibi noktalarda gerekli yatırımın yapılması gereği vardır. Bu ön yatırımın birkaç bin dolar (2-3 milyar TL) düzeyini aşmayacağı hesaplanmaktadır.

(Değerlendirme : *ROTSE için gerekli temel alt yapı yatırımı zaten TUG'da mevcuttur. TUG alanı içinde, başka bir amaçla kullanılamayacak fakat ROTSE için uygun bir nokta da, Prof. Kızıloğlu tarafından belirlenmiştir. Bu nokta, hem zaten teleskoplar için gitmekte olan hatlara çok yakındır, hem de TUG'un gelişim planlarında başka teleskop ve aletler için düşünülen yerlerden hiç birini kullanmamaktadır. Böylece, TUG arazisinin daha da yararlı kullanımı olanağı verecektedir. ROTSE çapında bir uluslararası işbirliği için kolayca göze alınması gerekli bir yatırımdır.)*

2.**Teknisyen Gereksinimi**: ROTSE için teknisyen düzeyinde bir 'bakım ve denetleme' elemanı gereklidir. Gerçekten de, her gün, aletin genel durumunu denetlemek ve gözden geçirme, eksik ve müdahele gerektiren bir durum varsa belirleme, günlük verileri değerlendirmeye almada bilim grubuna yardımcı olacak ve toplam olarak 'haftada 1 gün' eşiti bir yük taşıyacak teknisyene gerek vardır.

(Değerlendirme: *TUG'un zaten mevcut teknik kadrosu içinde 'haftada 1 günlük ek işin gördürülebileceği bir çözüm bulunabilir. TUG'a alınması düşünülecek yeni bir teknik elemanın 'haftada 1 gün' mertebesindeki bir bölümü ROTSE amaçlı olarak kullanılabilir. Bir teknik elemanın işinin maliyeti 1500$ kabul edilse, bu maliyetin 1/5'i (haftada 1 gün) ROTSE 'projesine' yüklenebilir. Bu da, ayda 300, yılda 3600$ -yaklaşık 5 milyar TL-edecektir.)*

3.**Akademik Personel Gereksinimi** : ROTSE için zaman ayıracak akademik amaçlı personele gerek vardır. Bunun sayısı minimum, 1 veya 2 lisansüstü (MSc/Doktora) öğrencisi ve 2 senyor öğretim üyesi olarak kabul edilebilir. Bunların maliyetinin hesaplanması gerekir.

(Değerlendirme: *Öğrenciler için, TÜBİTAK Tez Destek Programı harekete geçirilerek TUG bütçesine ek yük gelmesi önlenebilir. Üniversite öğretim üyesi olan senyor akademik personel için TUG'a bir maliyet yüklenmesine gerek yoktur. Zaten öğretim üye ve yardımcıları, kendi üniversite maaşlarının karşılığı olarak araştırma yapmakla da yükümlüdürler. Diğer taraftan, konusu yüksek enerji astrofiziği olan ve GIP'a yakın konularda çalışan, çeşitli üniversitelerimizde 10'u aşkın araştırıcı-öğretim üyesinin bulunduğu görülmektedir. Bunların bir ön-listesi EK-1'de yapılmıştır. Bu listede eksik veya yanlışlar*

olabilir. Ancak, ROTSE çalışmalarına hasredilecek toplam akademik araştırma gücümüzün 2-4 tam zamanlı araştırıcı zamanına eşdeğer olduğu söylenebilir. Ayrıca, ROTSE'nin sağlayacağı optik gözlem ve veri olanakları ile, astronominin diğer dallarındaki üyelerimizin de bu listeye eklenmesi yanlış olmaz).

4.3 ROTSE PROJESİNİN OLUMLU GETİRİLERİ

Aynı raporda, global-rotse programına katılmanın olumlu yönleri üzerinde de durulmuş ve değerlendirmeler yapılmıştır:

1.Uluslararası işbirliği ve TUG'un tanıtımı : ROTSE, yukarda da kısaca belirtildiği gibi, şu anda, dünya astronomi camiası içinde görünürlüğü –sonuçlarının astronomlarca takip düzeyi- en yüksek deneylerden biridir. TUG'un yerinin önemi, bu işbirliği ile tekrar ön plana gelebilecek, başka ülke ve çalışmaların da TUG'a taşınması veya Türk astronomları ile işbirliği içinde yürütülmesi yolları açılacaktır. Bunun hem Türk Bilimi'ne, hem de Türkiye'nin tanıtımına çok önemli katkıları olacaktır. Bu işbirliği, yukarda da belirtildiği gibi, dünya yüzeyine yayılmış bir ağı ve çok farklı ülke ve kültürleri de içermektedir. ROTSE konulu toplantıların, tebliğ ve çalışmaların bu açıdan çok değerli bir platform olacağı görülebilir.

2. Yüksek enerji astrofiziği (YEA) çalışmalarının gelişmesi: Ülkemizde oldukça gelişkin (sayıca optik astronomi çalışanlarına yakın) bir YEA grubu vardır ve bunlar çeşitli üniversitelerimize dağılmışlardır. Bunların ortak çalışabileceği bir deney TUG'ça gerçekleştirilmiş olursa, TUG'un tüm astronomlarımızın bir organı ve olanağı ('facility') olduğu –olması gerektiği- yolundaki söylem ve arzular gerçekleşme yolunda önemli bir kilometre taşı oluşturmuş olur. Konunun güncelliği ve araştırıcılarımızın geçmiş çalışmalarına bakarak yapacağımız değerlendirmeler, bu açıdan da ROTSE'ye katılmanın (ekonomik olarak çok uygunluğu yanında) önemini ortaya çıkarmaktadır.

3. ROTSE'nin optik astronomiye katkı potansiyeli: TUG'da gerçekleştirilen çalışmalar, şimdiye kadar, daha çok, çift yıldızlar ve bunlarla ilgili oldukça geniş bir spektruma yayılan konular ağırlıklı olmuştur. Bu durumda, ROTSE'nin 2 boyutlu bir katkısı söz konusudur: (1) GIP kaynaklarının optik bileşenlerinin bulunması çalışmaları, optik astronomi (OA) ve YEA gruplarımızın hem birbirleri ile hem de dünyadaki benzeri araştırma grupları ile etkileşimin sağlayacak, yeni sentezlerin ve işbirliklerinin katalizörü olacaktır. (2) ROTSE'de bize bırakılacak %30'luk zamanın kullanımı (burada bazı kısıtlamalar-mesela, GIP olayları takibinin her an sahip olduğu öncelikler- vardır) yoluyla gelecek katkılar, çok farklı konularda çalışma olanağı sağlayacaktır.

ROTSE bulguları hakkında bilgi verilen bölümlerde görüldüğü gibi, ROTSE teleskoplarının özellikleri ve dizayn parametreleri nedeni ile, elimizdeki teleskoplarla hemen gerçekleştiremeyeceğimiz konularda (mesela, büyük alanlarda değişken yıldızların bulunması, kataloglanması; düşük enerjili gama tekrarlıları (soft gamma ray repeaters), geçici x-ışıyıcıları (transient x-ray emitters), x-ışın patlamalı kaynaklar (x-ray bursters), süpernova, nova gibi hızlı değişen olayların bulunması ve önemlilerinin TUG teleskopları ile takibi; kuyruklu yıldız ve meteor astronomileri için olanaklar...) çalışmalar yapma olanağını bize vermektedir. Bu da, tekrar, YEA ve OA gruplarımız arasındaki etkileşimi arttıracak bir olanaktır.

4.Yeni teknolojilerle yaşayarak tanışma potansiyeli : ROTSE tümüyle uzaktan kontrollü çalışan robotik bir teleskoptur. İlerde tüm optik ve radyo teleskopların robotik hale gelebileceği, her astronomun kendi odasından ülkesinin veya projesi olduğunda bir uluslararası teleskopu kullanabilmesinin planlarının yapıldığı bir dönemdeyiz. ROTSE bize bu konuda deneyim kazanma olanağı verecektir. Ayrıca, gelişmiş CCD sistemi ve onu kullanan yazılımı, 2 adet 45cm'lik teleskopun 'stereoskopik' (örtüşen alanlı) görüntüleme olanağı ile ilgili teknik ve ayrıntılar da bu meyanda sayılabilecek yeni teknoloji alanlarıdır.

5.Bölüm : GIP KURAMLARI

5.1 GIP'LARIN TANIMI VE TEMEL ÖZELLİKLERİ

Gama-Işın Patlamaları ile ilgili kuramların açıklaması gerekli ana gözlemsel bulgular, bu olayların gözlenme hızı, zamana bağlı yapısal ve diğer özellikleri, uzaysal dağılım özellikleri, enerji spektral (tayfsal) özellikler ve patlama sonrasında gözlenen ardıl ışımalarla ilgili veri ve bilgiler olarak özetlenebilir. Herhangi bir başarılı kuramın, bu bulgularla çelişmeden olayları açıklayabilmesi ve mümkünse bazı yeni öngörülerde bulunması beklenir. Bu verilerin bir kısmı ROTSE-sonrası dönemde ortaya çıkmış olduğundan ve ROTSE verilerinin bundan sonra da GIP kuramlarının gelişiminde önemli bir rolü olacağı düşünüldüğünde, GIP kuramları ile ilgili literatürün gözlemsel ilgileri olan bilimcilerce bile önemli ölçüde takibi gerekmektedir. Bu bölümde, GIP özellikleri kısaca özetlendikten sonra, günümüzde geçerli GIP kuramları ana çizgileri ile ele alınacaktır [22],[28].

5.1.1 PATLAMA OLUŞ SAYISI

Şimdiye kadar arşivlenen 3000 civarındaki GIP olayının büyük çoğunluğu CGRO-BATSE tarafından gözlenmiştir (CGRO-BATSE için EK-2'ye bakınız). BATSE'nin duyarlık limitindeki bütün olayları gözlediği kabul edilmektedir. Ortalama olay oluş hızı olarak, gökyüzünde öngörülemez yönlerden günde yaklaşık 1 tane GIP gözlemiştir. Bu durumda, gerçek uzay-açı ve gökyüzünün pozlama düzeltmeleri yapılırsa yılda yaklaşık 10^3 tane patlamanın görülebileceği kabul edilmektedir.

5.1.2 ZAMANA BAĞLI ÖZELLİKLER

GIP'ların büyük bir kısmının çok karmaşık zamansal özellikleri vardır. Şekil 1'de örnek bir GIP olayının ışık eğrisi (zaman içindeki şiddet değişimi) gösterilmiştir. Şiddetin değişkenlik süresi, δT, toplam GIP süresi T'den çok daha kısadır. Tipik olarak

$$\delta T \sim 10^{-2} T$$

mertebesindedir. T de oldukça kısa ve bazan çok kısa olabilmektedir.ve genelde birkaç saniye ile birkaç on saniye arasında değişir. Bazen birkaç on dakika kadar uzun olabileceği gibi birkaç milisaniye de sürebilir. Kabaca $T \geq 2$ sn ile $T \leq 2$ sn gibi iki modlu bir süre dağılımı deseni gözlenmiştir (Şekil 16). vardır. Değişkenlik zaman ölçeği (δT), özellikle yükselme zamanı, sadece birkaç milisaniye hatta birkaç milisaniye-altı kadar dahi olabilir. GIP'ların zamansal profillerinin, yüksek oranda 'relativistik zaman genişlemesi' (*relativistic time dilation*) içerdiği hesaplanmaktadır. GIP'lar kozmolojik kökenli iseler, daha uzaktaki kaynakların zamansal ve tayfsal profilleri daha yakındakilere göre daha yüksek oranda zaman-genişlemeli (gecikmeli) olacaktır. Farklı enerji kanallarında farklı zaman genişlemeleri de keşfedilmiştir.

5.1.3 UZAYSAL DAĞILIM

GIP'ların gökyüzündeki açısal dağılımının (Şekil 2) yüksek mertebede yönden bağımsız (izotropik) olduğu gözlenmektedir. Mesela, ilk 1005 BATSE patlaması için gözlenen dağılımın (poz süresine göre düzeltildikten sonra) Samanyolu simetrisine göre dipol ve kuadropol momentleri, sırasıyla, 0.017 ± 0.018 ve -0.003 ± 0.09 olarak bulunmuştur. Bu değerler, tüm- izotropiden 0.9σ ve 0.3σ'lık sapmalardır[20]. Gökyüzündeki bu tekdüze uzay açı dağılımı, istatistiksel olarak, GIP'ların kozmolojik uzaklıklarda olduğu fikrini desteklemektedir. Ancak bu dağılım, boyutları genişletilmiş bir 'karanlık gökada halesi' ile de açıklanabilmektedir. Bu da gökadasal ve kozmolojik köken modelleri arasında bir tartışmaya yol açmıştır. Ancak, zayıf erke'li (– *erke*, toplam patlama süresine birim alandan geçen enerji miktarı, *'fluence'* yerine önerilmektedir!) patlamaların sayısı, güçlü patlamaların sayısına dayanarak yapılan 'uzatmalara' göre daha azdır (Şekil 17). Bu durum kozmolojik dağılıma uygundur. Ancak kısa süreli patlamaların ($T \leq 2$ sn) dağılımı, düz Öklit uzayındaki homojen bir dağılımla uyumlu değildir [21].

5.1.4 PATLAMALARIN TOPLAM ENERJİSİ

Patlamalarda gözlenen gama (γ)-ışın akışları (0.1 –10) x10^{-6} erg/cm^2 aralığındadır. Bu ise, eğer enerji dağıtımında olası huzmeleşme ihmal edilirse, Samanyolu halesi uzaklıkları için 10^{45}-10^{46}erg, kozmolojik uzaklıklar için ise 10^{52}-10^{53}erg mertebesinde enerji bütçeleri gereğini belirtir. Bazı olaylarda bu sınırlar tekrar zorlanır. Mesela (kızıla kaymasından -z=1.5- uzaklığı bilinen) GRB990123 olayı için γ-ışınlarındaki enerji gereksinimi 3.4 x10^{54}erg'dir. Toplam enerjinin γ-ışın radyasyonuna dönüşü için ek bir tesir kesiti göz önüne alırsak, toplam enerji gereksinimi 10^{55}'in birkaç katı veya mertebe fazlası olabilir. Bu ise, GIP modelleri için çok zor şartlar koşar!.

5.1.5 TAYFSAL ÖZELLİKLER

GIP'ın gücünün büyük bir kısmı 100-1000 keV arasında yayınlanır. Fakat 18 GeV'den birkaç keV'e kadar ışıma içeren gözlemler de yapılmıştır. Şekil 18'de iki tipik GIP olayının enerji tayfı verilmektedir. Bunlar ısısal-olmayan (*non-thermal*) süreçler gerektirmektedir. GIP tayfları, en iyi olarak, iki indeksli (kırıklı) bir logaritmik doğru, yani 'güç yasası' (bu tür spektrumlar, ingilizcede '*power-law*' terimi ile karşılanmaktadır) ile açıklanabilir. Eğer

$$F(E\,\gamma) = k\,E\,\gamma^{-\alpha}$$

şeklinde bir güç yasası gözönüne alınırsa, bu durumda α ≈1.8 – 2.0 arasında değerler alır. Tayfın düşük enerjili kısmında pek çok durumda gözlenen basit güç yasası formu için,

$$F \propto E_\gamma^{\beta}\,,\ -1/2 < \beta < 1/3$$

gözlemlerle uyumludur. Bu ise, basitçe, bir 'ateş topu'nun önünden giden şok dalgası zarfı (*fireball shock front*) tarafından geçilecek, bir tekdüze-olmayan (*non-uniform*) manyetik alan dağılım bölgesi ile açıklanabilmektedir. Önceki gözlemler ve BATSE gözlemleri, patlama olayı süresince tayfın da ayrıca değiştiğini göstermişlerdir. Pek çok patlamanın, zaman içinde 'sertten yumuşağa' (α ≈ 2'den α ≈ 1'e) doğru kaydığı bulunmuştur. BATSE öncesinde, bir dizi deneyde, sürecin hem soğurma hem de salma özellikleri içerdiği rapor edilmiştir. Mesela, 20-40keV arasında soğurma çizgileri, 400keV civarında salma özellikleri zaman zaman farklı olaylarda görülmüştür. Ancak BATSE bu ışıma ve soğurma özelliklerinden hiçbirini gözlememiştir.

5.2 PATLAMA SONRASI ARDIL IŞIMALAR

Patlama sonrası gözlemlerde GIP'ların diğer dalga boylarındaki bileşenleri, ki bunlara **ardıl ışıma** (*afterglow*) denmektedir, genelde x-ışınları ve optik bölgede, bazen de radyo bölgesinde gözlenmiştir. Bu ışımlar da zaman içinde değişkendirler ve tipik olarak, herhangi bir frekanstaki akı değeri, zaman içinde,

$$F_\upsilon \propto t^{-\alpha}$$

şeklinde bir 'azalma' (decay) yapısı göstermektedirler. Burada, x-ışınları için, α ≈ 1.1 – 1.6 ve optik için α ≈ 1.1 – 2.1 değerleri elde edilmektedir. Yani, x-ışın bileşenleri, günler hatta haftalar boyu ışımasını sürdürebilirken, optik ve radyo bileşenler daha da uzun (aylar) sürebilir. Diğer önemli keşif, pek çok patlamanın, kozmolojik uzaklıklarda olduğu kesin olan 'ev sahibi' (*host*) gökadalarla ilişkisi olduğunun bulunması olmuştur.

Yani, patlama sonrası ardıl ışımalar, GIP'ların uzaklığı tartışmasını sona erdirmiş, GIP'ların kozmolojik uzaklıklarda oluştuğu ve bu nedenle yükselen enerji bütçelerine bağlı olarak, Büyük Patlama (*Big Bang*) sonrasında Evren'de görülen en yüksek enerjili olaylarla karşı karşıya olduğumuz ortaya çıkmaktadır. (Ardıl Işımalar için Bölüm 6'ya bakınız.)

5.3 'MERKEZDEKİ MAKİNA'

Gama ışımasını ve diğer dalga boylarındaki bileşen ışımaları yayınlayan, ateş toplarını ve şokları yaratan, bunları uzaya fırlatan, merkezdeki üreteç makinanın doğasını anlama ve modelleme, GIP olayının anlaşılması en zor konusu olarak kabul edilmektedir. Diğer dalga boylarındaki bileşenlerden elde edilen ek bilgilere rağmen, halen GIP'ların merkezi üreteci konusunda genel kabul görmüş bir model bulunmamaktadır. Bunun en önemli nedeni, GIP'ların gözlenen pek çok özelliğinin merkezdeki üretecin çok daha uzağındaki bölgelerden gelen ışımlardan çıkarılmak zorunda

olunmasıdır. Bu nedenle, büyük bir belirsizlik söz konusudur ve literatürde 100'den fazla üreteç modeli görmek şaşırtıcı değildir. Burada en popüler olan bazı olası modellerden bahsedeceğiz.

5.4 POPÜLER KOZMOLOJİK ÜRETEÇ MODELLERİ

Merkezdeki üreteci ayrıntılı olarak tanımlayacak doğrudan gözlemler olmasa da, enerjinin miktarı ve spektral dağılımı, huzme ve jet olayları, ile ilgili gereksinim ve izler, 'ev-sahibi' gökadalarla ve buralardaki yıldız oluşum bölgeleri ile ilişkiler ve Tip Ic süpernovalarıyla gözlenen bağlantılar, olası modellere bir çerçeve sağlamaktadır. Bu modellerin en önemli ortak öngörüsü ise, 'merkezdeki makina' için, her zaman bir kara delik oluşumunun gerekli görülmesidir. Bunun nedeni olarak, yüksek enerji bütçesi için en ekonomik çözümlerin her zaman bir kara delik gerektirmesi olarak görülebilir.

5.4.1 YILDIZ-BOYUTLU, İKİ SIKI CİSMİN BİRLEŞMESİ

Beyaz cüce (BC), nötron yıldızı(NY) ve kara delik(KD) gibi, maddenin olağandışı yoğunluklara ulaştığı gök cisimlerine **sıkı cisimler** (*compact object*) denmektedir. İki sıkı cismin birbiri ile çarpışması ve/veya bir şekilde birleşmesi, karadelik oluşturmanın en görünür yolu olarak ortaya çıkmaktadır. Sıkı cisim çiftleri olarak NY-NY, NY-KD ya da NY-BC söz konusu edilebilir. Ancak NY çiftleri GIP üretimi için en olası kaynaklar olarak ön plana çıkmaktadır. Samanyolu'muz içinde, gözlenmiş böyle 3 sistem vardır ve huzmeleşme etkisi nedeni ile, en az 30 tane daha bu tür sistem olmalıdır. Birbiri çevresinde dönmekte olan NY-NY çiftlerinin, enerji kaybı nedeni ile birbirine yaklaşmaları ve yörünge periyotlarının giderek azalması beklenmektedir. Bu sistemler, yaklaşık 10^8 yıl içinde birleşeceklerdir. Bu da galaksi başına 10^6 – 10^7 yıllık bir birleşme zamanı verir ki bu da gözlenen GIP olayları sayısı ile uyumludur. Önceleri NY-KD çiftlerinin NY-NY çiftlerinden daha fazla olabileceği ve bu yüzden GIP'ların böyle sistemlerin birleşmesinden kaynaklanabileceği düşünülmüştür [24]. Fakat galaksimizde böyle bir sistem bulunamamıştır. Birleşmeden sonra, 2 ila 4 Güneş Kütleli (M_o) kütleli bir KD ve onun çevresine de 0.1 – 0.2 M_o kütleli kalın bir yığılma diski (*accretion disk*) oluşur. KD, bu kütleyi diskten 10-100 saniye içinde üzerine yığıştırabilir ve maddenin KD içine düşmesiyle ortaya çıkan kütle-çekimsel (*gravitational)* enerji GIP sırasında gözlenen enerji seviyelerini karşılayabilir. Ancak, bazı olaylarda (mesela GRB 990123 gibi) toplam izotropik olarak yayılacak enerji, E_{iso} için 10^{55} erg'in birkaç katı olmasını gerektirebilir. Bu öngörülen birleşme modelleri için bir sorun oluşturabilir. Bunun çözümü, yöne bağımlı (anisotropic) yani huzmeli ışımadır. Huzmeleşme miktarı

$$\frac{\Delta\Omega}{4\pi} \sim 0.01$$

mertebesinde olarak varsayılırsa bu enerji, bir jet şeklinde olabilir ve $E_{jet} \sim 10^{53}$ 'e kadar düşürülebilir.

5.4.2 'BAŞARISIZ SÜPERNOVA'LAR, HİPERNOVALAR, ÇÖKÜCÜLER, MAGNETARLAR...

Diğer bir sınıf modelde, çok yüksek kütleli yıldızların evrimi ve sonuçta bir KD oluşumu söz konusudur. Bu modellerin farklı sürümleri (version), 'başarısız' süpernovalar (*failed supernovae*), supranovalar, hipernovalar (*hypernovae*) ve 'çökücüler' (*collapsars*), magnetarlar *(magnetars*) gibi 'yapılar' içerirler. **Hipernova**lar, çekirdeğinin çöküşünün çevresinde bir kalıntı yığılma diskine sahip bir KD yaratacak olan yüksek kütleli yıldızlardan oluşur [25] . Yığılma diski, hem GIP olayına, hem de olağan bir süpernovadan daha fazla enerji gerektiren bir süpernova kalıntısına neden olur. **Çökücüler**, sıkı bileşeni ile birleştiğinde bir çekirdek çöküşü yaşayarak bir KD oluşumu yaşayan yüksek kütleli yıldızlardır [25]. Bu çöküş sırasına bir GIP olayı ve süpernova-kalıntısı benzeri yapı oluşur. **Süper Magnetarlar** ise, GIP yaratabilecek kapasitede süper pulsarlardır [25]. Manyetik alanları çok yüksektir ($B \geq 10^{15}$ G) ve çok yüksek hızlarda dönen (başlangıçta ≥ milisaniye periyodlu) nötron yıldızlarından oluşurlar. Bir **supranova** ise, başlangıçtaki çekirdek çökmesi ile bir NY oluşturan ve bir süpernova kalıntısı fırlatan yüksek kütleli bir yıldızla ilgilidir[25]. Bu ilk çökmeyi, bir kaç gün veya haftalar içinde ikinci bir çökme takip edecek ve bir KD oluşumu ve GIP olayı gerçekleşecektir. Başarısız süpernovalarda ise, uzaya atılacak kütle miktarının fazlalığı nedeni ile, yarattığı sıkı cismin üzerine düşen fazla madde, KD oluşumunu ve GIP olayını tetikler.

Bütün bu modellerde, güçlü manyetik alanlar ve nötrino-antinötrino yokoluşlarından oluşan $e^+/e^-/\gamma$'lar, jet-benzeri relativistik bir dışa akışı yaratır; bu akış ise, GIP ve ardıl ışımaları yaratacak olan ateş topu şokunu sürecektir. Bu modeller, doğal olarak süpernovalar ve yıldız oluşum bölgeleri ile

ilişkilidir. Diğer yandan böyle üreteçler baryonik madde ile dolu bir bölgede bulunurlar. Peki öyleyse nasıl olup ta rölativistik bir ateş topu, enerjisini protonlara aktarmadan gelişebilir? 'Proton zehirlenmesi' (*proton poisoning*) olarak ta bilinen 'baryon kirlenmesi' olayı ciddi bir problemdir. Problemin çözümü için çeşitli mekanizmalar ileri sürülmektedir.

Bir örnek çözüm modelinde bu problemin iki adımlı bir mekanizma ile çözümü verilmektedir [27]. Bu modelde, süpernovalar ile ilişkili GIP'lar için iki adımlı bir model öne sürülüyor. İlk adımda, kütlesi $\geq 19M_o$ olan bir yıldızın çökmesi yüksek kütleli bir nötron yıldızına ve normal bir süpernovaya yol açar; fakat nötron yıldızı üzerine yığışmanın devam etmesi nötrino yokolması (*annihilation*) ile ortaya çıkan ve yıldızın dönme ekseninde yönlenmiş bir jetin ortaya çıkmasına sebep olur. Ancak çevrede çok fazla madde olduğundan, bu jet kısa sürede, göreli-olmayan bir evreye geçer ve büyük bir kabarcığa benzer bir hal alır. İkinci adımda ise, nötron yıldızı hızla dönen bir kara deliğe dönüşür öyle ki KD etrafında bir kütle halkası (yığılma diski) oluşur. Bu olaylar sırasında, yığılan maddeden sürekli açısal momentum transferi, KD dönme frekansını arttırır. Halkanın kütle çekimsel bağlanma enerjisi manyetik rölativistik rüzgarlar sebebiyle bozulabilir, ki bu da süpernovadan atılan madde tarafından soğurulur ve enerjik bir hipernova üretilmiş olur. KD'in dönme enerjisi Blandford – Znajek mekanizması denilen süreçle açığa çıkarılabilir ve bu da yeni bir jete sebep olur. Bu jet, görece daha az baryon içereceğinden ultra-rölativistik faza geçebilir. Bu yüzden, ikinci jet uzun süreli GIP'ları ve diğer dalga boylarındaki bileşenlerini yaratabilir. Bunun bir nedeni, manyetik alan şiddeti 10^{16} G civarında ise, ikinci adımda açığa çıkan enerji için, zaman ölçeğinin yaklaşık $E_{rot}/P_{BZ} \sim 10^2$ s olmasıdır. Bu ise GIP süreleri ile uyumludur. Ayrıca bu modeldeki ikinci jetin Lorentz faktörü 100'den fazla olabileceğinden, bu jetten yayınlanan fotonlar yüksek enerjilere kayabilir. Son zamanlarda bazı yazarlar, yeni doğmuş bir nötron yıldızının bir ekseni etrafında ufak bir konide biriken maddenin, bir sonraki jete çok fazla baryon bulaşmaması için uzaklara atılacağı (blown off) fikrini öne sürdüler. Bu model böyle boş konilerin nasıl yaratıldığını açıklayabilir : hiper-kritik yığılma diskinde oluşan nötrinolar elektron/pozitron çiftine dönüşürler ve gama ışınını yaratırlar. Bu ise, baryonları uzaklaştıracak ve ikinci jet için bir çıkış alanı yaratacak ilk jeti oluşturur. Böylece model baryon problemini halletmiş olur.

5.5 OLASI KOZMOLOJİK ÜRETEÇ MODELLERİ

5.5.1 HIZLI DÖNEN VE YÜKSEK MANYETİK ALANLI KOMPAKT CİSİMLER

Tipik bir GIP için gerekli enerji $\sim 10^{53}$ergs kadardır ki bu da en yüksek Kepler hızında dönen bir nötron yıldızının dönme enerjisine yakındır. Burada sorun, bu enerjinin 10-100 saniye arasında bir zaman ölçeğinde nasıl açığa çıkarılacağıdır. Bu da ancak yıldızın süper-güçlü bir manyetik alanı (10^{15} G) varsa elde edilebilir. Hızlı dönmenin de katıldığı süreçlerde ortaya çıkabilen yüksek bir potansiyel düşmesi ($\sim 10^{20}$ Volt) kolayca rölativistik bir atarca rüzgarı yaratabilir ve takip eden ışınım gözlenen GIP özelliklerini verebilir . 10^{13}-10^{15} Gauss'luk manyetik alana sahip nötron yıldızları oldukları düşünülen Olağandışı X-ışın Atarcaları (AXP) ve Yumuşak Gama Yineleyicileri (SGR) gibi özel kaynakların yakın zamanlardaki keşfi bu modele destek verir. Ancak böyle modellerin gama ışınlarının iç şokta üretildiklerini söylemelerinden dolayı dezavantajları vardır, çünkü bu enerji çıkışının sürekli olmasını sağlayamaz ve bazı baryonlar ($10^{-5}M_o$) hala oralarda olabilirler. Aslında bu gereklilikler GIP'lardaki zaman değişikliklerini açıklamakta da önemlidir. Böyle süper güçlü manyetik alanların nötron yıldızı oluşurken oluştuğu düşünülür. Olası manyetik alan üretimi yıldızın farklı bölgelerinin diferansiyel dönmelerinden kaynaklanır. Bu durumda, diferansiyel dönmeden dolayı, çok daha güçlü ($\sim 10^{17}$ G) manyetik alanlar da üretilebilir. İçeride üretilen toroidal alan kabuğu kırabilecek kadar güçlendiği zaman, açığa çıkan alan, kırılan plakalarla birlikte nötron yıldızının yüzeyinde yeniden birleşebilir ve manyetik enerjiyi kırılan palakalardaki baryonik maddeye aktarabilir. Bu işlem tüm dönme enerjisi manyetik enerjiye dönüşünceye kadar sürer ve er geç bir **ateş topu** ortaya çıkar.

Model ortaya atıldıktan sonra, böyle bir olayın, hızlı dönen 'acayip' (strange) madde içeren yıldızlarda da olabileceği hemen görülmüştür. Bu özelliği fark eden yazarlar, aynı zamanda GRB 970508'in diğer ardıl ışımlalarının yükselişinin, merkezdeki atarca tarafından oluşturulan atarca rüzgarları ile sağladığı sürekli enerji desteğinden kaynaklandığını düşünmektedirler[22].

5.5.2 SIKI CİSİMLERDE FAZ DEĞİŞİMİ : 'ACAYİP' YILDIZLAR

Nötron yıldızlarının merkezinde pion yoğunlaşması da GIP'ları üretebilecek olası mekanizmalardan biri olarak ileri sürülmüştür. Ancak baryon sayısı ve yük korunumu gereği böyle bir işlemin ani bir işlem olamayacağı gösterilmiştir. Diğer yandan düşük külteli bir x-ışın çiftindeki bir nötron yıldızı, üzerine $\geq 1/2$ M_o mertebesinde madde yığıldığında, kendisi 'acayip' madde yıldızına doğru bir faz değişimine gidebilir ve bu sırada GIP için yetecek miktarda enerji açığa çıkarabilir. Faz değişimi sırasında, her bir baryon için 20 – 30 MeV açığa çıkacağı hesaplanmaktadır. Bu yolla açığa çıkacak toplam enerji 4 – 6 $x10^{52}$ ergs kadar olabilir. Ana bölümü yüksek acayiplikte (strangeness) bir kuark çekirdeğidir. Yaklaşık 10^{-6} – 10^{-5} M_o kütlesinde ince bir kabuğu olabilir ve bütün baryonlar burada toplanmıştır. Ortaya çıkan acayip yıldız'ın kalınlığı 150 m civarında olan $\sim 2x10^{-5} M_o$ kütleli bir kabuğu vardır; fakat iç ısı çok yüksek olduğundan ($\sim 10^{11}$ K), bu kabuktaki çekirdekler onu oluşturan nükleonlara dönüşebilir. 'Acayip yıldız'ı bir Fermi gazına benzetirsek, yıldızın toplam ısısal enerjisi

$$E_{termal} \sim 5x10^{51} (\rho/\rho_0)^{2/3} R_6^{\,3} T_{11}^{\,2} \text{ erg}$$

ile verilir. Burada ρ ortalama kütle yoğunluğu, R_6, 10^6m cinsinden yıldızın yarıçapı, ve T_{11} de 10^{11}K cinsinden yıldızın sıcaklığıdır. Tipik değerler olarak, $\rho = 8\ \rho_0$, $R_6 = 1$ ve $T_{11} = 1{,}5$ verirsek $E_{termal} \sim 5x10^{52}$ erg olarak elde ederiz. Bu cisim, nötrino ve antinötrino salarak soğuyacaktır. Antinötrino-nötrino çifti yok olması işlemi

$$\bar{\nu}\nu \rightarrow e^+ e^-$$

acayip yıldızın yüzeyine yakın yerlerde oluşur. Bu işlem sonucu (T_0 başlangıç ısısı olmak üzere), elde edilen toplam enerji $E_1 \sim 2x10^{48}(T_0/10^{11}K)^4 \sim 10^{49}$ erg'dir. Bu ışıma için gereken zaman ölçeği 1s'dir. Diğer yandan,

$$n + \nu_e \rightarrow p + e^- \text{ ve } p + \bar{\nu}_e \rightarrow n + e^+$$

işlemleri de enerji üretiminde önemli rol oynarlar. Bu işlemler için toplam nötrino optik derinliği $\tau \approx 4.5x10^{-2} \rho_{11}^{4/3} T_{11}^2$ mertebesindedir (burada ρ_{11} 10^{11} gcm^{-3} cinsinden kabuğun yoğunluğudur ve nötrino-drip yoğunluğu için $\rho_{11} \sim 4.3$ değeri kullanılmıştır.). Bu şekilde elde edilen enerji, yaklaşık $E_2 \sim E_{termal}(1-e^{-\tau}) \sim 2x10^{52}$ erg'dir. Burada $\gamma\gamma \Leftrightarrow e^+ e^-$ süreci sonucunda, bir ateş topunun yaratılması kaçınılmaz görülmektedir. Ancak ateş topu acayip yıldızın ince kabuğundaki baryonlarla etkileşecektir. Eğer,

$$\eta = \frac{E_0}{M_0 c^2}$$

olarak tanımlarsak, (burada $E_0=E_1+E_2$ üretilen başlangıç enerjisi (e^+e^-,γ) ve M_0 ateş topuna yüklenmiş baryonların durgun kütlesi olmak üzere), baryonların miktarı ince kabuğun kütlesinden fazla olmayacağından, $\eta \geq 5 \times 10^3$ mertebesindedir. Oluşan ateş topu dışarı doğru genişleme durumundadır. Genişleyen kabuk ($\Gamma \sim \eta$ rölativistik faktörü ile) çevredeki yıldızlararası madde ile etkileşecek ve sonunda kinetik enerji şoklardaki ısısal olmayan işlemlerle yayınlanacaktır. Bir diğer olası faz değişimi olasılığı ise, üzerine madde yığılan bir acayip yıldızın bir çıplak tekilliğe yani kara delik haline dönüşmesidir.

Ancak, bilindiği gibi, bir 'acayip' madde yıldızı, baryon yerine doğrudan kuarklar içeren bir yıldızdır ve var olup olmadığı fiziksel / astrofiziksel bir tartışma konusudur. Bu nedenle, bu yıldızlara dayalı kuramların henüz ihtiyatla karşılanması gereği vardır.

5.6 BİR GIP MODELİNİN ÇÖZMESİ GEREKEN SORUNLAR

5.6.1 GEREKEN ENERJİ

Merkezdeki üreteç 10^{53} ergs'den 10^{54}ergs'ye kadar enerji açığa çıkarabilmelidir. huzmeleşme faktörü gereken enerjiyi 10 – 100 kat aşağıya çekebilir ancak parçacık kinetik enerjisinden ışıma enerjisine dönüşümdeki kayıplar, gereken enerjiyi tekrar 10 kat kadar arttıracaktır. Aslında pek çok model bu kadar enerjiyi açığa çıkaramamaktadır.

5.6.2 BARYON KİRLENMESİ

Halen var olan üreteç modelleri için bir diğer problem ise çevredeki baryon miktarıdır. GIP'ların kısa zaman ölçekleri ateş topunun rölativistik olmasını gerektirmektedir. Bu ise ateş topundaki baryonik kütlenin $10^{-5}(E/2x10^{51}ergs)M_o$ mertebesinde olması demektir. Başarısız süpernova, çökerler (collapsars) ve bağlı hipernovalar, yeni oluşan, hızlı dönen ve yüksek manyetik alanlı nötron yıldızları modelleri hep bu noktada sorunlarla karşılaşmaktadırlar. Baryonlardan bağımsız modeller ise, (örneğin geri yığılma ile yığılma ile nötron yıldızının acayip madde yıldızına dönüşmesi) GIP-süpernova ilişkisini açıklamakta zorlanmaktadırlar. Süpernovalardaki baryon katılımını düşürebilen bir mekanizma olmadığı sürece büyük bir çıkmaz söz konusudur. Bunun çözümü için öne sürülen çeşitli modeller vardır.

5.6.3 YILLIK GIP OLUŞUM SAYISI

Günde 1 olay civarındaki GIP oluş oranları, $N \geq 10^{-6}$ GIP/yıl-gökada (10^6 gökada başına yılda 1 olay) mertebesinde bir oluş hızının gerçekleşmesi gereğini göstermektedir. Huzmeleşme'nin varlığı kanıtlanırsa, bu rakam daha da büyüyecektir.

5.6.4 ÇEŞİTLİ ZAMAN ÖLÇEKLERİ

GIP'ların ışık eğrilerinin alt yapıları, zaman değişiminde $\delta t_1 \leq 10^{-3}$s (en küçük yapı) ve $\delta t_2 \geq 10^3$s (GIP süresi) arasında değişimlerin gerçekleşebilmesi gereğine işaret etmektedir. Bunlardan sonuncusu, ışımanın çok ufak ($c\delta t_1$=3 10^8 km) hacimlerden yayınlandığına ve ilki ise ($c\delta t_1$ =300 km) merkezdeki üretecin yaklaşık olarak güneş kütlesinde bir sıkı cisim olduğuna işaret ediyor. Fakat ortaya çıkan enerjinin kütle-çekimsel zaman ölçeğinde olamayacağını gösteriyor. Gerçekte GIP'ların ışık eğrileri çok çeşitlidir. Bu ise, enerji salmanın basit bir işlem olmadığını göstermektedir.

5.7 GAMA-IŞIN PATLAMALARI İÇİN ÇÖKER (COLLAPSAR) MODELİ

Uzun yıllar GIP modellerinin, GIP'lardan beklenen 10^{54}-10^{52} erg'lik enerjileri üretmek gibi bir sorunları vardı. GIP'lar hala modern evrendeki en parlak patlamalar olsalarda kinetik ve nötrino enerjilerindeki bugünlerde yapılan tahminler GIP'ların enerjilerinin bir süpernova ile karşılaştırılabilir olduğu yönündedir. Çöker modelindeki enerji ihtiyaçları daha az sorunlu olsa da modelleri zorlayacak pek çok yeni ayrıntı söz konusudur. Literatürde bu sorunlar arasında şunlar belirtilmektedir:

a- GIP'ların yüksek kütleli yıldızlar ve yıldız oluşumları ile ilişkisi
a- GIP'ların düşük metal bolluklu (yüksek kırmızıya kaymalı) olanlarının sayılarının artması
b- Dışa akışın ~0.1 radyan kalınlığında dar bir jete sıkıştırılması
c- Her asimetrik Tip I süpernovasının bir GIP barındırması
d- Bu olayların oluş hızının, nNormal süpernovaların %1'i gibi bir oranda olması
e- Bir W-R yıldızının hayatının sonundaki rüzgarlara benzer şekilde kaynak etrafında madde dağılımı
f- Yığılma diski tarafından büyük miktarda ^{56}Ni üretimi
g- GIP'tan uzun zaman sonrada yüksek enerjili akımın devam etmesi
h- Farklılaşma olayının farklı kutup açılarından kaynaklanması
i- Isısal yapısı merkezdeki üretece fazla duyarlı olmayan bunun yerine jet ile etraftaki yıldız maddesinin etkileşimi ile belirlenen bir jet

Bütün bu öngörüler sadece collapsar modeline has değildir. Yüksek kütleli bir helyum yıldızının ortasında rölativistik bir patlama yaratan her model benzer sonuçları verir. Sonuçta olayın süresi ^{56}Ni üretimi ve diğer spesifik özellikler direkt olarak gözlenemeyen üreteç hakkında bilgi sağlar.

5.7.1 TEMEL ÇÖKERLER

Genel olarak bir çöker yıldız patlaması (collapsar), dönen, yüksek kütleli, hidrojen zarfından yoksun, merkez bölgeleri bir yığılma diski tarafından çevrelenmiş bir karadeliğe çökmüş bir yıldızdır. Bu sırada, en az $1M_o$ mertebesinde madde, merkezi yapı çevreside bir disk boyunca yığışır. Bu yığışma, dönme yapısı ve muhtemelen manyetik yapı, daha sonra yıldız maddesi tarafından daraltılacak dışa doğru bir akım yaratır. Bu akımlar yıldız yüzeyinden çıktıktan sonra yüksek Lorentz faktörleri kazanırlar ve birkaç yıldız yarıçapı geçtikten sonra şok olayları, GIP ve ardıl ışımaları üretirler.

5.7.2 STANDART ÇÖKERLİ PATLAMA OLAYI

Yaklaşık 15-40 M_0'lik bir helyum çekirdeğinden hızlıca karadelik oluşan bir yıldızdır. Demir çekirdek ilk çökerken dışa doğru giden mükemmel bir şok oluşamaz. Önce yüksek kütleli sıcak proto-nötron star oluşur ve nötrino yayınlar fakat nötrino akısı yığılmayı durduracak güçte değildir yaklaşık 1,9 M_0'lik demir çekirdekleri için yumuşak bir hal denklemi ile karadeliğe çöküş artık kesindir. Diğer pekçok hal denklemi içinde eğer demir çekirdek bir 0,5 M_0 daha çökerse ya da bir şok üretmezse kesindir. Böyle bir oluşum yüksek kütleli helyum çekirdeklerinde yüksek yığılmada dolayı çok akla uygun gelir. Böyle yüksek kütleli helyum çekirdekleri daha çok düşük kütleli sistemlerde düşünülür çünkü düşük metal bolluğu kütle kaybını durdurur.

Hemen bir karadelik oluşturmak için gereken en az kütle miktarı henüz tam belirlenememiştir ancak 2 boyutlu modeller yaklaşık $10M_0$'lik helyum yıldızını öngörür. En azından bir alt limit SN1987A'dır. $6M_0$'lik helyum çekirdeği hemen bir karadelik oluşturamamıştır çünkü 10 saniye boyunca nötrino sinyali alınmıştır.

Bundan biraz daha farklı dıurum Tip II collapsar'ıdır böyle durumlarda karadelik bir süre sonra oluşur bu süre genelde 1 dakika ile 1 saat arasında değişir ve dışarı doğru hareket edip hızı yetmediği için geri düşen maddenin geri düşüşüne bağlıdır. Böyle bir olay için zaman ölçeği ilk şok ile GIP olayı arasındaki zaman aralığıdır. Böyle bir durum yine yüksek kütleli helyum çekirdeklerinde oluşabilir ve 1987A'da böyle bir oluşmuş olabilir. 25 M_0'dan yüksek kütleli metalce fakir yıldızlar için anakolun üstünde bağlanma enerjisi hızla artar. Gecikmeli karadelik oluşumu tip I collapsarları için gerekenden daha az kütleli yıldızlarda oluşabilir.

Tip II collapsarları Tip I'lerden daha sık olabilir ayrıca GIP'ları yaratacak güçte jetleri yaratabilme olasılıkları daha yüksek. Ancak zaman ölçekleri uzun, yumuşak patlamalar için çok uzun olabilir.

Üçüncü bir tür collapsar ise çok fazla metal-fakiri yıldızlarda görünür (>$300M_0$) böyle yıldızlar erken evrende oluşmuş olabilirler. $137M_0$ (anakolda iken $280M_0$) 'den yüksek kütleli helyum çekirdekli dönmeyen yıldızlar için karadelik oluşumunun çift kararsızlığı başladıktan hemen sonra görüldüğü bilinir.

Böyle yıldızların büyük patlamadan hemen sonraki ilk nesilde ~5-20 kırmızıya kaymalarda oluştuğu düşünülür. Dönen yıldızlar için ise karadelik oluşumu için kütle limiti artar. Burada oluşan karadelik yaklaşık $100M_0$ kütlesinde olur ve yığılma oranıda çok fazladır ~$10M_0s^{-1}$ ve tabii açığa çıkan enerjide çok fazla olacaktır böyle bir yığılma için zaman ölçeği 20s civarındadır ve GIP'larda pek de farklı değildir.

6.Bölüm : GIP ARDIL IŞIMA GÖZLEMLERİ

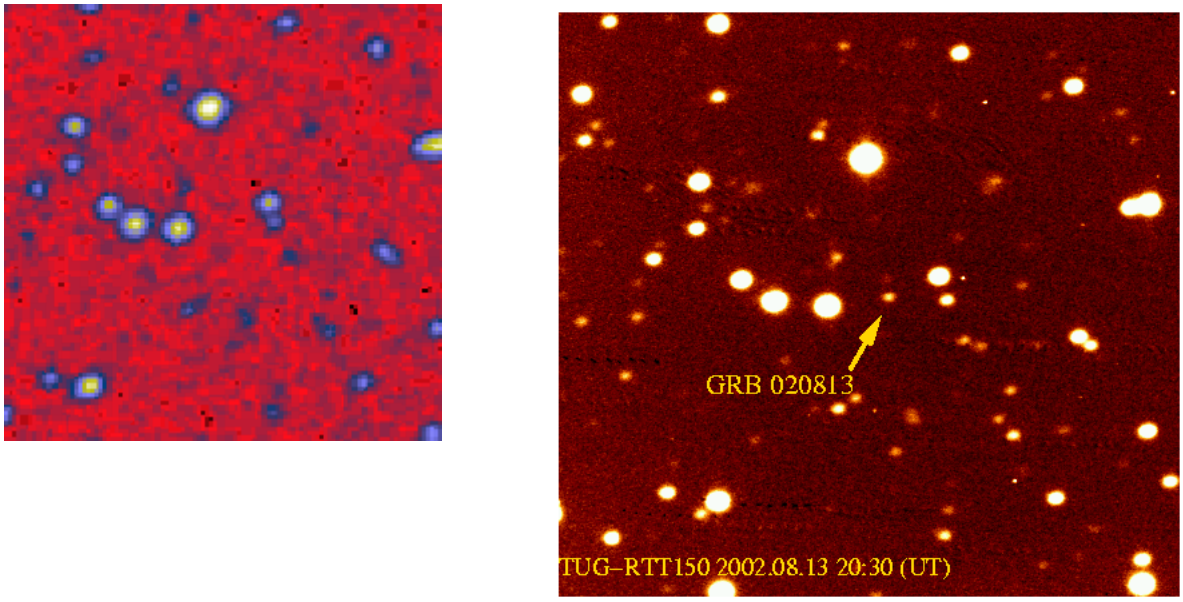
GIP'ların ardıl ışımalarının olayların anlaşılmasında çok önemli yeri olacağı baştan beri bekleniyordu. Bu yoldaki ilk adımlar içi 1997 yılını beklemek gerekti. Ancak, bundan sonra, gelişmeler hızlandı ve 30 kadar olayın optik ardıl ışıması gözlendi. Bunlardan önemli bir kısmının x ve radyo ardılları da gözlenmiştir.

6.1 GIPLAR İÇİN 'GLOBAL COORDINATED NETWORK' GCN

Uydulardan elde edilen GIP bilgisinin (zaman, koordinatlar...) hızla mevcut gözlemevlerine dağıtılması, ardıl ışıma gözlemlerinin şansını arttırmaktadır. Bu amaçla, 1998'den başlayarak, GRB Global Coordinated Network (GCN) kurulmuştur. Internet'e dayalı olarak çalışna GCN sunucu oluşan işbnirliği iş, ayda 3-5 mertebesinde olayın optik ve diğer ardıl ışımalarını gözleme olanağı doğurmaktadır.

7.2 TUG'DA YAPILAN GRB020813 GIP ARDILI GÖZLENMESİ

GIP olayları için ardıl ışımalar yakalama çalışmalarına TUG da katılmış ve GRB020813 olayı için 13.8.2002 gecesi 150cm'lik T150 teleskopu ile yapılan gözlemlerde, olaydan 18 saat sonra R=20.0 olan bir bileşke yakalanmıştır [24: Kızıloğlu ve ark., 2002; GCN GRB Observation Report 1488, 14.8.2002]. Bu olayla ilgili bulgular ayrıca 13. Ulusal Astronomi Toplantısında sunulmuştur. (Şekil 16).



Şekil 16: TUG tarafından gözlenen GIP olayı GRB020813 için 13.8.2002 gecesi yapılan gözlemde kaydedilen optik ardılın, R=20.0 parlaklıkta olduğu hesaplanmıştır.

7.Bölüm : ROTSE-III YAZILIM SİSTEMİ VE VERİLER

ROTSE'nin öngörülen çalışmalarını gerçekleştirmek için, hem meteorolojik bilgileri, hem uydulardan gelen alarm bilgilerini ve sistemin genel durumunu değerlendirecek bir yazılımsistemi Los Alamos çalışmaları temel alınarak hazırlanmış olup sistemin integral bir parçası olacaktır. Bu yazılım hakkında kısa bir özeti verilecektir.

ROTSE III Veri Elde Etme Sistemi (VEES) Linux Redhat 6.2 üzerinde çalışır. Ortak bir belleği paylaşan programcıklardan oluşur. Merkezi programcık **rotsed** farklı programcıklar arası iletişimi sağlar. Bu programcıklara **Plancılar (Şeytanlar - Demons)** adı verilmiştir. Her bir şeytan farklı bir donanımı kontrol eder.

Kontrol sisteminin iki modu vardır; otomatik ve ellle kontrol. Varsayılan mod otomatiktir bu modda bütün komutlar **astrod** isimli işlemler plancısı şeytan tarafından verilir. Elle kumandalı modda ise komutlar Rotse Kullanıcı Kabuğu (ROTSE User Shell, **rush**) aracılığı ile **userd** şeytanı ile verilir. **rush** telnet uyumlu en kısıtlı internet olanaklarına bile uyum sağlayabilecek hafif bir kabuktur. Buna ek olarak **rmonitor** programı da gerçek zamanlı durumu görmek için kullanılan iyi bir programdır.

7.1 ROTSE GÖZLEM PLANCISI : ASTROD

Astronomik plancı şeytan (astronomical planning devil) denilen (astrod) rutini sistemi açmayı, gözlemleri ve sistemi kapamayı planlar. Gerçek zamanlı olarak bir sonra hangi gözlemin yapılmasının daha iyi olacağına karar veren bir programdır. alertd isimli şeytan tarafından gönderilen GIP alarmları, otomatik olarak sıranın başına geçerler. Buna ek olarak GIP alarmları hafızada tutulur ve hedef koordinatların daha sonraki gözlemleri (olayı izleme gözlemleri) logaritmik olarak artan zaman aralıkları ile planlanır ve gözlemler yapılır.

Sıraya konacak önemli dört tip önemli gözlem türü vardır.

1. **Gökyüzü taramaları** : Bütün gökyüzü, aralıkları teleskopun görüş alanına göre değişecek şekilde oluşan bir şablon ile bölgelere ayrılır ve sürekli olarak bu bölgeler gözlenir. Böyle düzenli olarak alınan gökyüzü görüntüleri "*gökyüzü taramasını*" oluşturur.
2. **Hedefli Gözlemler** : Belirli alanlar konfigürasyon dosyasında hedef olarak belirtilebilir. Bu gözlemler gökyüzü taramalarından biraz daha önemlidir.
3. **Geç Patlama Takip Gözlemleri** : Bir patlama alarmından sonra koordinatlar dosyalara yazılır. Daha sonra zaman aralığı her sefer artacak şekilde o bölgenin görüntüleri alınır.
4. **Hızlı Patlama Gözlemleri** : Bir patlama alarmı alınır alınmaz, eğer hava iyi, güneş batmış ve patlama ufkun üzerinde ise planlayıcı hemen bir patlama gözlemi planlar ve gözlemi yapar.

Planlama için parametreler **astrod.conf** dosyasında bulunur. Her bir gözlem türünün bir alanı ya da alanlar kümesi vardır ve bunlar ilgili gözlemin konfigürasyonunu belirler. Bunlar alanın yüksekliği, ayın durumu, Güneş'in yüksekliği ve teleskopun ısısı gibi veto durumlarını da içerir. Ek olarak eğer bir alan birden çok kez gözlenecek ise, bir sıra ya da gözlem temposu da belirlenebilir.

Her bir gözlem türünün kendine has görüntüleme özellikleri de bu konfigürasyon dosyalarında bulunur. Gökyüzü taramaları için bu tipik olarak iki ardışık 60 sn'lik poz süresidir. Hızlı patlama için ise bu genel olarak 10 kısa poz süresi, 10 orta poz süresi ve 50 uzun poz süresi şeklindedir. Yeni gözlem programları kullanıcı tarafından tanımlanabilir.

Gözlem sırası gerçek zamanlı olarak belirlenir. Bir önceki gözlem bittikten sonra planlayıcı sıradaki gözlemleri tarar. İlk olarak her alan hızlı vetolar için taranır. Eğer bir alan bu vetoları geçerse planlayıcı o anki hava kütlesi, bunun özel bir kaynak olup olmadığı, bunun bir gözlem programının devamı olup olmadığı gibi özelliklere bakarak puanlar verir. Bütün bu kriterlere verilen göreli ağırlıklar değiştirilebilirdir. Planlayıcı daha sonra teleskopu en yüksek puanı alan alana yönlendirir ve gözlem programı başlatılır. Bütün bunları yapmak için geçen ortalama süre ~0.2 saniyedir. Hızlı patlama alarmları çok daha hızlı işlem zamanları sağlayacak şekilde doğrudan sıranın başına geçerler. Eğer hiçbir gözlem veto engellerini aşamazsa teleskop zenite yönlendirilir ve bekleme durumuna geçer.

astrod rutini **SIG_ROTSE** sinyalini (bu sinyal bütün şeytanlara durmalarını ve yeni bir komutu beklemelerini söyler) **alertd**'den aldıktan sonra var olan plan kesilir ve alarm bilgileri paylaşılan bellekten kopyalanır. Patlama koordinatları takip gözlemleri için kaydedilir ve bir patlama alarmı programı sıranın başına geçer. Eğer koordinatlar ufkun üzerinde ve sistem iyi bir havada çalışıyorsa, teleskop hemen patlamanın olduğu bölgeye yönlendirilir ve sistem daha önceden planlanmış gözlem programına uyarak görüntüler almaya başlar. Eğer bu durumlardan hiçbiri karşılanmıyorsa, patlama koordinatları gözlenebilir hale gelene kadar sıranın en başında kalır. Eğer patlama gözlenemiyorsa planlayıcı normal gözlemlere devam eder.

Normal bir durumda gökyüzü taraması ve belirli hedefler verilmişken teleskop şöyle çalışır: Teleskop ilk olarak maksimum yükseklikteki gökyüzü alanlarından gökyüzü taramasına başlar. Özel hedef gözlenebilir olmaya başladıkça görüntülenir ve teleskop görüntüyü aldıktan sonra normal taramasına devam eder. Eğer bir alanın belirli bir tempo ile gözlemi gerekiyorsa teleskop olabildiğince bu tempoyu sürdürmeye çalışacaktır.

astrod planlayıcısı ayrıca **clamd**'ye (teleskopun kapağını kontrol eden şeytan) güneşin batışında açılmasını, doğuşunda kapanmasını söylemekle de yükümlüdür. Konfigürasyon dosyası her gecenin sonunda kapak kapandıktan sonra tekrar okunur.

Sistem elle kumanda modunda iken, **astrod** çalışmaz ve sistem yenide otomatiğe geçene kadar bekler.

7.2 GERÇEK ZAMANLI VERİ ANALİZİ

Teleskopun bir kez ayarları, odaklanması, planlaması yapıldıktan sonra; normal olarak çalışmaya hazır hale gelir. ROTSE-III otomatik, robotik bir teleskop olması için dizayn edilmiştir; pek çok geceler yüzlerce görüntüyü insan müdahalesi olmaksızın alabilecektir. Görüntüler kaydedildikten sonra iki program ile düzeltmeler yapılır. Bunlara, ***pacman programları*** denilmiştir çünkü; aynı adlı bilgisayar oyunu kahramanı gibi görüntüyü "yerler"!

İşlem, **camserverd**'nin diske yeni bir görüntü kaydetmesi ve bu görüntüye belirlenen link dizininde bir link ataması ile başlar. Bir perl scripti olan **sexpacman.pl** bu dizini yeni linkler için sürekli takip eder ve yeni bir link bulduğu zaman görüntüyü eldeki kara ve düz alan görüntüleri ile ayarlar ve Sextractor programının bölgedeki kaynakların listesini çıkarması için sonucu bu programa gönderir. Bu liste dosyalarına **sobj** dosyaları denir. Bu dosya **idlpacman.pl** adlı bir IDL işlemi ile görüntülenir. Listedeki ilk dosya **idlpacman** tarafından okunur ve USNO A2.0 kataloğuna göre ayarlanır ve böylece R bandında parlaklıklar ve koordinatlar belirlenir.

Manualin WEB adresi www.rotse.net olarak verilmektedir. İlgilenenler buradan daha ayrıntılı kullanım bilgilerine ulaşabilirler....

8.Bölüm : ROTSE ZAMAN KULLANIMI İLKELERİ

Bu projenin en önemli avantajlarından biri, ROTSE'nin %30'luk toplam gözlem zamanının tarafımızdan kullanımıdır. Buradaki en önemli dezavantaj, her zaman önceliği olan GIP olayı optik-ardıl gözleminin ne zaman ortaya çıkacağının ve dolayısı ile ne zaman bir alarm ile sistemin mevcut gözlemi terkederek verilen koordinatlara yönelebileceğinin belli olmamasıdır. Ayrıca, yine öncelikli olarak, her gece varsa önceki patlamaların tekrarlayan gözlemleri ile rutin gökyüzü tarama gözlemleri yapılacaktır. Teleskop içerisinde yer alan filtre yuvasına filtre takılıp çıkarılması tavsiye edilmemektedir. Bunun temel nedeni bir alarm durumunda, (istasyonlar arasında tek-düzelik sağlamak amacı ile, kaynağın filtresiz gözlenmesinin istenilmesidir. Böyle bir anda filtre değiştirmek için yeterli zaman yoktur. Bu nedenle, değişen yıldız gözlemcileri doğrudan görünür-bölge CCD görüntüleri alarak çalışabileceklerdir. Diğer olayların gözlemesinde de benzer yöntemler uygulanacaktır.

Diğer ROTSE sistemleri kullanıcıları ile yapılabilecek ortak gözlem programları, olay ve hedef gök cisimlerini global olarak gözleme imkanı sağlayacağından, işbirliği şeklinde yürütülebilecek çalışmaların ayrı bir önemi vardır. Bu bağlamda diğer gruplardan gelen öneriler değerlendirilebileceği

gibi, bizler de ortak çalışma konuları geliştirip diğer gruplarla paylaşabileceğiz. Bu türden çalışmalar için gerekli hazırlıklara şimdiden başlamak gerekebilir.

9.Bölüm : SONUÇ VE ÖNERİLER

Görüldüğü gibi, ROTSE deneyi Türk astronomları için yeni ve uluslararası düzeyde, oldukça zengin olanaklar sunma potansiyeli taşımaktadır. İnanıyoruz ki Global-ROTSE işbirliğine katılmamız, hem TUG açısından, hem de ülkemiz açısından önemli yararlar/katkılar getirecektir.

KAYNAKLAR

[1]http://www.umich.edu/~rotse/
[2] Scientific American Presents; 10, nr 4, p. 42-49, 1999.
[3] www.umich.edu/~rotse/bcl_ppr/page9.htm
[4] www.umich.edu/~rotse/bcl_ppr/page10.htm
[5] Astrophysics, abstract; http://xxx.lanl.gov./abs/astro-ph?9909219
[6] www.umich.edu/~rotse/kehoe_aas/optical_transients.html
[7] www.umich.edu/~rotse/bcl_ppr /page11.htm
[8] http://mrfrench.lanl.gov/~rotse/grb990123
[9] IAU Circular, no 7100 (26 Jan 1999)
[10] Astrophysics, abstract; http://xxx.lanl.gov./abs/astro-ph?9903271
[11] http://science.nasa. gov/newhome/headlines/ast27jan99_1.htm
[12] www.umich.edu/~rotse/gifs/stonehouse.jpg
[13]www.umich.edu/ ~rotse /leonid_breakup.htm
[14] J.Zinn et al., Meteoritics and Planetary Science, 34, 1007-1015, (1999)
[15]www.umich.edu/ ~rotse/variable.htm
[16] Astrophysics, abstract; http://xxx.lanl.gov./abs/astro-ph?0001388
[17] www.umich.edu/~rotse/bcl_ppr/page3.htm.
[18] www.umich.edu/~rotse/rotse-iii/rotse-iii.htm
[19] www.umich.edu/~rotse/membership
[20] Briggs M. S., 1995, Ap&SS,231,3
[21]Katz J., Canel L.M., 1996, ApJ, 471, 527
[22]Cheng K. S., Lu T., Chin. J. Astrophys. Vol. 1, No. 1, 2001, 1-20
[23] B.Paczynski, Astrophys. J. 494, L45, 1998
[24] C.Fryer ve ark., Astrophys. J., 526, 152, 1999
[25] V.V.Usov, MNRAS, 267, 1035, 1994
[26] M.Vietri ve ark., MNRAS, 308, L29, 2000
[27] Cheng K. S., Dai Z. G., 2000, AstroParticle Phyiscs, baskıda astro-ph/9908248
[28] Woosley S. E., Weiqun Zhang ve Heger A., 2002, astro-ph/0206004 v1

EKLER:

EK – 1 : ROTSE HAKKINDA EK BİLGİLER

EK – 2 : BAZI GAMA IŞIN TELESKOPLARININ TANITIMI

EK – 3 : ROTSE HAKKINDA EK LİTERATÜR

EK – 4 : ABD'DEKİ TOPLANTIYA SUNULAN ROTSE-T RAPORU

EK – 5 : GIP KURAMLARI HAKKINDA ÖZET EK BİLGİLER

EK – 1 : ROTSE HAKKINDA EK BİLGİLER

A) ROTSE - III BİLİMSEL PROGRAMI

ROTSE için öngörülen bilimsel program, GIP'lar yanında diğer bazı önemli başlıklar da içermektedir. Bunlar arasında:

1. Uydular tarafından bildirilen GIP'lerin optik ardıl ışımalarının araştırılması
2. Gama ışın bileşeni olmayan (öksüz: 'orphan') patlama olayları gibi hızlı optik geçici kaynakların araştırılması
3. Nova ve süpernovaların araştırılması
4. Gezegen örtülmelerinin izlenmesi
5. Mikro-mercekleme olaylarının takibi olanağı
6. Kuasar ve AGN gibi değişkenliklerin incelenmesi
7. Yer yakınındaki meteor benzeri cisimlerin izlenmesi
8. Kuyruklu yıldız, meteor gözlem ve keşifleri... sayılabilir.

B) ROTSE – III GÖZLEM PROTOKOLÜ

Herhangi bir GIP alarmı verildiğinde uygulanacak standart gözlem protokolü şu şekilde belirlenmiştir:

(a) Başlangıçta yakalanmış (hızlı 'promt') bir GIP olayı için:
10 adet 5 saniyelik poz
10 adet 20
50 adet 60
devamında 'gecikmiş GIP pozlanması ile aynı.

(b) Gecikmiş GIP'lerin pozlanması:
30 adet 60 saniye poz, (hedef görünür durumda ise)
30 adet 60 saniye poz, (patlamayı takip eden iki saatlik gecikme sonrasında)
30 adet 60 saniye poz, (takip eden gece)

(c) Patlama olmadığı zamanlarda gökyüzünün taranması:
seçilen 100 alan için: 2 adet 60 saniyelik poz
aynı alanlar için: 4 saat sonra yeniden izleme

C) DİĞER GEÇİCİ OLAYLAR

ROTSE Teleskopu ile gözlenebilecek diğer zaman değişimlşi olayların kaba bir envanteri, olayların anlaşılmasında ve sınıflandırılmasında yararlı olabilecektir. Bu amaçla Tablo 5 hazırlanmıştır.

Tablo 5: ROTSE ile gözlenebilecek bazı olayların karakteristik süreleri

	Karakteristik Olay Süresi
Atarca	Milisaniyeler
Meteor	Saniyeler
GIP	Saniyeler 50 olay/str-yıl
Yumuşak Gama Işın Tekrarlayıcı	Saniyeler
AGN (Etkin Gökada Çekirdekleri)	Saatler
Astreoid	Saatler
Kuyruklu Yıldızlar	Saaatler
Ani Parlamalı (flare) Yıldızlar	Saatler
Geçici X-Işıyıcı	Saatler
Süpernova	Günler
Değişen Yıldız	Günler
Kütleçekimsel mikromercekleme	Günler
'kçmm' gecikmesi	Yıllar

D) GIP AMAÇLI UYDU PROGRAMLARI

ROTSE'nin bir GIP olayı için harekete geçmesi, GIP alarmı verecek uyduların varlığına bağlıdır. Bu nedenle önümüzdeki dönemde yörüngede bulunacak uyduların beklenen GIP kayıt sayıları önem kazanmaktadır. Bu nedenle hazırlanan Tablo 6'da bu uyduların atılış tarihleri ile birlikte verilmiştir. Bunlardan GRO ve BeppoSAX uyduları görevlerini tamamlamışlardır ve karşılaştırma amacı ile tabloya konmuşlardır.

Tablo 6: GIP amaçlı uydular

Uydu (deney)	Atılış	Olay/yıl
GRO-BATSE	Nisan 1991	~300
Beppo-SAX	Nisan 1996	~8
HETE-2	Kasım 2000	~12
AGILE	~2002	~12
SWIFT	2003-2005	~300
GLAST	2005	(?)

E) GIP GÖZLEMLERİ İÇİN MEVCUT ROBOTİK TELESKOPLAR

ROTSE'nin başarısı sonrasında benzeri bir dizi başka teleskop isitemleri kurulmuş ve benzeri şekilde (bir uydu alarmını takibern) gözlemler yapmaya başlamışlardır. Bunlar arasında en önemlileri Tablo 7'de verilmektedir. Bunların ROTSE ile karşılaştırılabilmesi için, teleskop çapları, harekete geçme süreleri ve konumları verilmiştir.

Adı	Açıklık (m)	Gecikme zamanı (s)	Yeri
ROTSE-I	0.11	4	Los Alamos, NM
LOTIS	0.11	4	Tracy, CA
TAROT	0.20	3	Nice, France
BOOTES-1	0.30	(?)	Mazagon, Spain
ROTSE-III	0.45	5	Coonabarabran, Australia; Mt. Gamsberg, Namibia; Bakırlıtepe, Türkiye; Fort Davis, Texas.
Soper-LOTIS	0.60	50	Kitt Peak, AZ
REM	0.60	~15	La Silla, Chile
Mt. Stromlo	1.20	60	Canberra, Australia
Liverpool	2.00	50	La Palma, Canary Islands
Mt. Saraswati	2.01	(?)	Hanle, India

F) ROTSE-III ROBOTİK GÖZLEM PERFORMANSI

ROTSE'nin tipik bir GIP olayı için harekete geçme süresinin özetlendiği Tablo A, aletin optimum performansı olarak kabul edilebilir. Diğer olaylarda gecikme her zaman bundan daha uzun olmuştur.

Tablo A: ROTSE III optimum performan kriterleri (HETE-2 Alarm No 1739, 12 Ekim 2001)

Olay	UTC	Zaman Gecikmesi (s)
GIP belirlenmesi	09:33:25.81	00.00
Patlama Alarmının Gönderilmesi	09:33:39.0	13.19
Patlama Koordinatlarının Gönderilmesi	09:34:52.00	86.19
Patlama Koordinatlarının Alınması	09:34:53.00	87.19
İlk Pozun Alınması	09:35:02.00	96.19
HETE Yer Analizi	12:12:38.00	9552.19

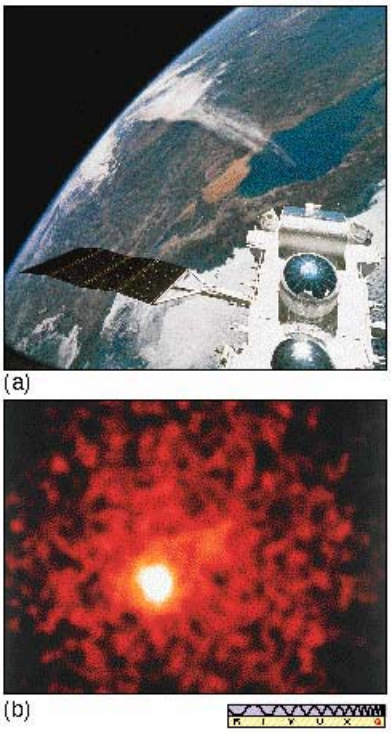
G) ROTSE'NİN YAPIMINDA AMAÇLANAN KRİTERLER

1. Yüksek Duyarlılık
   - Olabildiğince geniş alet açıklığı kullanmak
   - Okuma gürültüsünü en aza indirmek
   - Soğuk CCD cipleri kullanmak
2. Geniş Görüş Alanı
   - Kısa odak uzaklığı, düşük odak oranlı bir optik sistem kullanmak
   - Geniş CCD kullanmak
3. GIP Alarmına Hızlı Reaksiyon Vermek
   - Keep moment of inertia low
   - Hızlı Dönebilen Bir Kurgu
   - Hızlı CCD clock rates
4. High system availability
   - Tamamen robotik işlem
   - Sistem dizaynının korunması
   - İyi hava koşulları ve yerel destek arasında iyi uyuşma
5. Çok yönlü bilimsel program uygulayabilme
   - Büyük online disk erişimi
   - LANL'e terabayt data aktarımı için giriş
6. Düşük maliyet, hızlı genişleme
   - Heryerde bulunabilecek ticari elemanları kullanabilme
   - Çok fazla özelliği olan kurallardan kaçınma
   - Modüler bir yapıyı koruma

EK – 2 : BAZI GAMA IŞIN TELESKOPLARININ TANITIMI

Bu bölümde, GIP olayları açısından önemli bulgulara imza atmış ve/veya halen ve gelecekte GIP gözlemeleri yapan/yapacak en önemli gama ışın teleskopları kısaca tanıtılacak ve ROTSE gözlemleri açısından değerlendirilecektir. Ele alınacak teleskoplar, kısa adları ile CGRO (geçmişte görev yapmış) ve HETE2 (halen görevde) ile SWIFT ve AIGLE (önümüzdeki dönemde görev yapacak) olacaklardır.

A) Compton Gama-Işın Uydusu (CGRO)



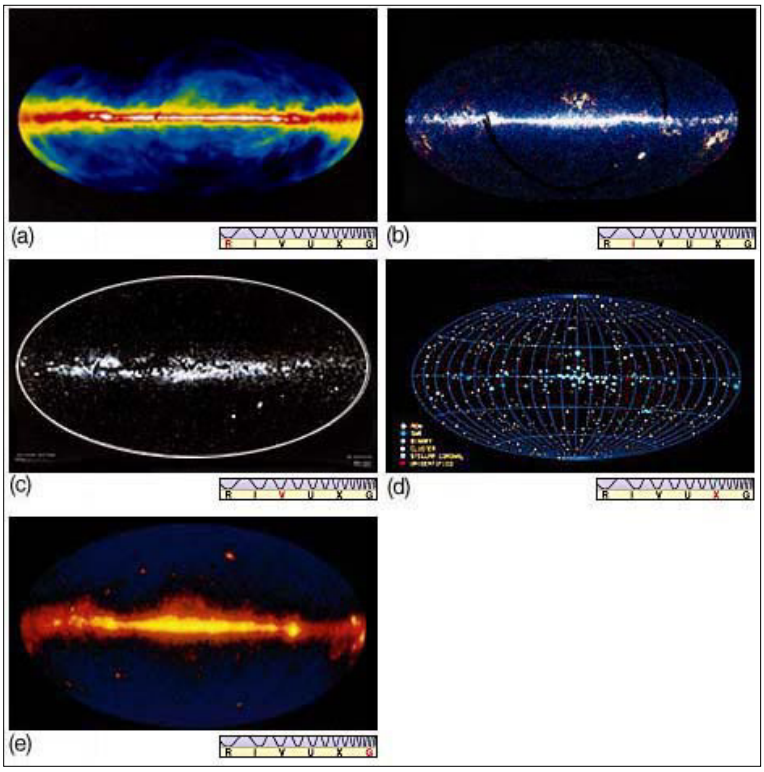
Compton gama-ışın uydusu yüksek enerjili fotonlarda evreni gözlemeye adanmış sofistike bir uydudur. Uydu NASA Büyük Gözlemevleri (***Great Observatories***) programının Hubble'dan sonraki ikinci üyesidir (Diğerleri Chandra X-ışınları Teleskopu ve SIRTF kızılötesi uydularıdır) ve ağırlığı tam 17 tondur. Uydu 5 Nisan 1991'de Atlantis uzay mekiği tarafından yörüngeye taşındı ve Dünya'dan 450 km yukarıda Atlantis'ten ayrıldıktan sonra görevine başladı. Adını yüksek enerji fiziğinin öncülerinden olan Arthur Holly Compton'dan alan Compton Uydusu dört teleskoptan oluşur. Bunlar :

- **Patlayan ve Değişen Kaynaklar Deneyi** (Burst And Transient Source Experiment, BATSE)
- **Yönlendirilmiş Sintilasyon Spektrometre Deneyi** (Oriented Scintillation Spectrometre Experiment, OSSE)
- **Görüntüleme Amaçlı Compton Teleskopu** (the Imaging Comton Telescope, COMTPEL)
- **Yüksek Enerjili Gama-Işın Deneyi** (Energetic Gamma-Ray Experiment, EGRET) dir.

Şekil 1*: CGRO (a) ve bir gama ışın kaynağı görüntüsü(b).*

Bu dört deney daha önce uzaydaki bütün gama-ışın teleskoplarından çok daha büyük ve çok daha hassastır. Büyüklük, kaydedilecek gama-ışın sayısının dedektörün kütlesiyle doğrudan ilişkili olmasından dolayı gereklidir. Uzaydaki kaynaklardan gelen gama-ışın fotonları optik fotonlar kadar çok olmadığı sürece makul bir sürede yeterince gama-ışın fotonu yakalayabilmek için böyle büyük cihazlara gerek duyulacaktır. Compton bu cihazların kombinasyonu ile 20 bin elektron volt'dan (20 KeV) 30 milyar elektron volt (30 GeV) ve biraz daha üstündeki enerjiye sahip fotonları algılayabilir. CGRO'nun uzaydaki yörüngesi üzerinde iken Uzay Mekiği astrontlarınca alınmış bir görüntüsü Şekil 1a'da, CGRO EGRET verilerinden oluşturulmuş bir gama ışın kaynağı görüntüsü Şekil 1b'de verilmiştir.

CGRO'daki teleskoplar tarafından, kimi daha önce bilinen kimi de tamamen sürpriz olan pek çok gama ışın kaynağının gözlemi ve keşfi yapıldı. EGRET tarafından üretilen tüm gökyüzü haritası, kozmik ışınlar ile yıldızlararası gazın etkileşmelerinin galaksi diski boyunca ne kadar baskın olduğunu gösterdi. Bu harita, Şekil 2'de tüm gökyüzünü diğer dalgaboylarında gösteren benzeri haritalarla birlikte Şekil'de verilmiştir. Bu haritadaki bazı nokta kaynaklar atarcalardır. Halen gama-ışını yayan yedi atarca bilinir (Geminga, Yengeç, Vela, PSR B1055-52, PSR B1509-58, PSR B1951+32, PSR B1706-44) ve bunların beşi Compton fırlatıldıktan sonra keşfedilmiştir. Yengeç ve Geminga atarcaları gökada merkezinin ters yönü yakınlarında bulunmuştur, EGRET haritasının en sağ kısmında. EGRET tarafından yapılan en büyük keşif ise Blazarlar olarak bilinen kaynaklardır. Bunlar elektromanyetik enerjilerinin büyük kısmını spektrumun 30 MeV ile 30 GeV arasında yayınlayan kuazarlardır. Bu cisimler, bizden kozmolojik uzaklıklardadır ve bazen günler ölçeğinde değişim gösterirler.



***Şekil 2**:Tüm gökyüzünü radyo, kızılötesi, optik, x-ışınları ve gama ışınlarında verilmektedir. Samanyolunun yapısı tüm bölgelerde bir bant olarak ortaya çıkmaktadır.*

Radyoaktif Alüminyum 26'nın ışığı ile COMPTEL tarafından yapılan dar bantlı bir gama-ışın tüm gökyüzü haritası da beklenmedik bir şekilde bu özel izotopun küçük bölgelerde yüksek konsantrasyonlarda bulunduğunu ortaya koymuştur. Yine COMPTEL'in olan bir galaktik anticenter resminde ise iki atarca, parlayan bir karadelik adayı ve bir gama-ışın blazarı gibi bazı ilginç cisimler görülebilir.

OSSE'nin gözlemleri taranarak hazırlanan bir başka haritada ise pozitron ve elektronların birbirlerini yok etmeleri ile ortaya çıkan çizgi emisyonu görülebilir. OSSE tarafından spektrumu alınan bir güneş parlamasında, hızlandırılmış parçacıkların güneş yüzeyindeki materyalle çarpıştıklarına dair kanıtlar içerir.

BATSE'nin asıl görevlerinden biri de gizemli gama ışın patlamaları üzerine araştırmalar yapmaktır. BATSE'nin patlamaların pozisyonlarını gösteren tüm gökyüzü haritası bu patlamaların galaksi içindeki kaynaklar gibi dağılmadığını aksine bütün gökyüzünde izotropik olarak dağıldığını gösterir. Bu da patlamaların orijinin kozmolojik olduğunu gösterir. Patlamaların ışık eğrileri olayın ne kadar karmaşık olduğunu ortaya koyar çünkü hiçbir patlama bir diğerine benzemez.

Compton uydusu dokuz yıl süren bütün bu başarılı gözlemlerinin ardından Nisan 1999'da üçüncü jiroskopunun arızalanması ve Aralık 1999'da da tamamen devre dışı kalmasından sonra 4 Haziran 2000 tarihinde Hawaii'nin 3862 km güneydoğusuna Pasifik Okyanusu açıklarına düşürülmüştür.

A1) CGRO-BATSE

BATSE gama-ışın patlamalarını anlama çalışmaları için çok önemli bir deneydi. BATSE 20-600 keV arasında çalışan bir tüm gökyüzü monitörüdür. Uydunun sekiz köşesine konmuş dedektörlerden biri şekilde gösteriliyor. Her dedektör iki NaI(T1) sintilasyon dedektörü içerir. Her köşede bir dedektör bulunması uydunun mümkün en fazla sayıda gama-ışın patlamasını gözlemesi sağlanmıştı ayrıca farklı dedektörlerin patlamayı tespit zamanları arasındaki fark çok kısa bir sürede patlamanın koordinatlarının belirlenmesini sağlıyordu ancak yaklaşık 5 derece^2'lik bir hata kutusu içinde. BATSE'nin yapılış amacı o zamana kadar haklarında çok az şey bilinen gama-ışın patlamalarını

mümkün en fazla sayıda gözlemekti ancak hesapta patlamaların diğer dalgaboylarında bileşenlerinin de olduğu yoktu bu yüzden BATSE çok fazla sayıda gama-ışın patlaması gözlediyse de yeterince çabuk hassas koordinatlar veremediği için diğer dalgaboylarındaki gözlemler genelde çok geç kalıyor ve gama-ışın patlamasını gözlemek zor oluyordu. Buna rağmen bir BATSE alarmı ile İtalyan-Hollanda ortak yapımı BEPPOSAX uydusu 1997'de bir patlamanın x-ışın bileşenini tespit etmeyi başardı. Diğer dalgaboylarındaki özellikle optik bölgedeki gözlemleri daha mümkün hale sokacak bir uydu için 1989'da aşağıda açıklanacak olan HETE projesi hayata geçirildi.

B) HETE VE HETE-2 (High Energy Transient Explorer, Yüksek Enerjili Geçici Kaynakların Kaşifi)

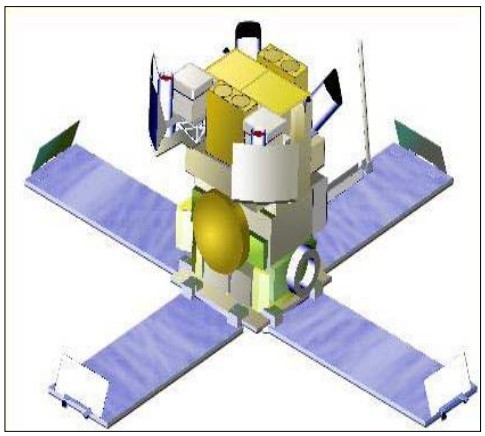
GIP'ların çok dalgaboylu gözlemlerini yapabilecek bir uydu tasarımı ilk olarak 1981'de Santa Cruz'daki GIP toplantısında dile getirilmişti. 1986'da Massachusets Instıtute of Technology (MIT) liderliğindeki bir uluslararası takım tarafından ilk HETE konsepti ortaya çıkmaya başladı. 1989'da NASA "üniversite sınıfı" ufak ve düşük maliyetli, GIP'ları aramakla görevli bir uydu olan HETE-1'e mali destek vereceğini duyurdu ve HETE-1 projesine başlandı. Bu ilk HETE aşağıdaki bileşenlerden oluşuyordu :

- Fransa'dan CESR tarafından sağlanan dört geniş alan gama ışın dedektörü
- Los Alamos Laboratuvarı ve Japonya Tokyo'dan Fizik ve Kimya enstitüsü (RIKEN) tarafından sağlanan bir geniş alan kodlanmış açıklıklı x-ışın görüntüleyicisi.
- Massachusetts Teknoloji Enstitüsü Uzay Araştırmaları Merkezi tarafından sağlanan dört geniş alan yakın morötesi CCD kamera

HETE-1 uydusu Arjantin'in SAC-B uydusu ile birlikte 4 Kasım 1996'da bir Pegasus roketi ile fırlatıldı. Pegasus uydusu iyi bir yörüngeye oturdu fakat uyduları bırakamayınca zamanla enerjisiz kalan iki uydu da öldüler.

Ancak GIP araştırmalarının azlığı ve bu konunun bir bilmece olarak kalmayı sürdürmesi 1997 Haziranında HETE projesinin ikinci bir şans elde etmesini sağladı.HETE-2 uydusunun yapımı 1997 ortalarında başladı. Bu arada özellikle BEPPOSAX'la yapılan gözlemlerden elde edilen deneyimle araştırmacılar bu sefer iki morötesi kamera yerine iki CCD tabanlı bir kodlanmış açıklık olan ve yumuşak x-ışın bölgesine duyarlı iki görüntüleme cihazı ve iki optik CCD kamera yerleştirdi.

B1) HETE-2



***Şekil 3** :HETE uydusu*

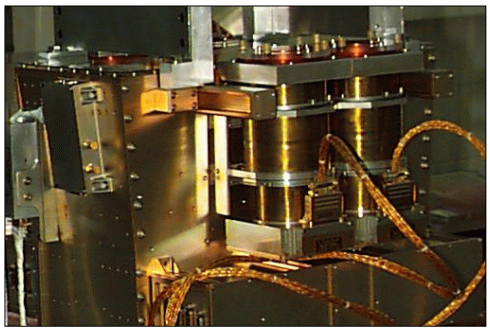
Yüksek enerjili geçici kaynaklar kaşifi (the High Energy Transient Explorer HETE-2) gama ışın patlamalarını (GIP) ve onların koordinatlarını tespit etmek üzere dizayn edilmiş ufak bir uydudur. Elde edilen koordinatlar halen çalışmakta olan bir ağ ile ilgilenen yer gözlemcilerine patlama tespit edildikten kısa bir süre sonra ulaştırılıyor ve GIP'ların başka dalgaboylarında (radyo ve optik gibi) gözlemleri yapılıyor.

HETE programı, Massachusetts Institute of Technology önderliğinde aşağıdaki enstitülerin katılımında yürütülen bir programdır.

- Instutute for Chemistry and Physics (RIKEN)
- Los Alamos National Laboratory (LANL)
- Centre d'Etude Spatiale des Rayonnements (CESR)
- Chicago Üniversitesi
- California Üniversitesi
- Centre Nationale d'Etudes Spatiales (CNES)
- Ecoles Nationale Superieure de l'Aeronautique et de l'Espace (Sup'Aero)
- Consiglio Nazionale de le Ricerche (CNR)

HETE-2 bir metre yüksekliğinde ve yarım metre çapında bir uydudur. Uydu güç sistemindeki önemli değişiklikler dışında HETE-1'den dizayn olarak pek farklı değildir. HETE-II'de üç bilimsel deney bulunur.

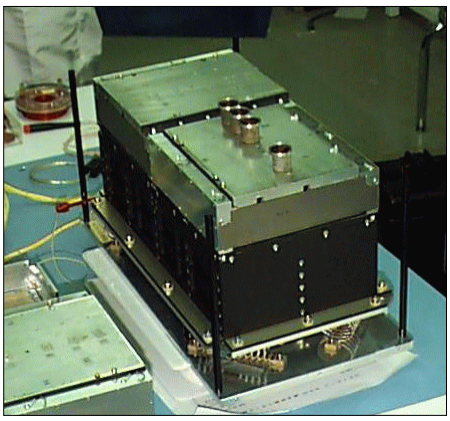
B2) FREGATE (FREnch GAmma TElescope)



Ana görevi GIP'ların algılanması, spktroskopisi ve değişen x-ışın kaynaklarının görüntülenmesidir. Dedektörün çalıştığı enerji aralığı 6-400 keV'dir. Cihaz bir NaI(T1) sintilatörüdür. Üretildiği yer Centre d'Etudes de Spatiales Rayonnements'dir (CESR, France).

***Şekil 4**: FREGATE*

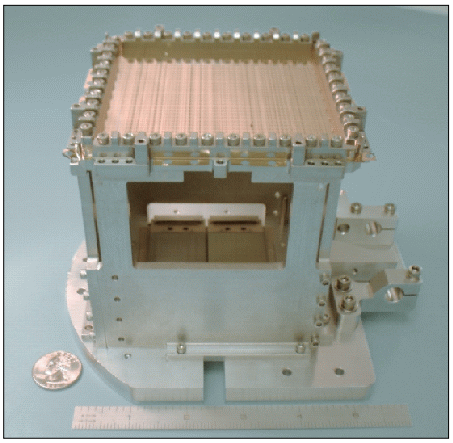
B3) WXM (Wide Field X-ray Monitor)



Geniş alan x-ışın monitörü (WXM) iki ayrı tek boyutlu pozisyona duyarlı x-ışın dedektöründen oluşur. Ortogonal olarak X ve Y yönlerini bağımsızca ölçmek üzere yönlendirilmişlerdir. Cihazın çalıştığı enerji Aralığı 2 - 25 keV ve bir Pozisyona duyarlı orantılı sayaç ile Kodlanmış Maskeden oluşur. Açısal Çözünürlüğü ±11 yay daikikasıdır (8 keV'de). Dedektörün üretildiği yer RIKEN (Japonya) ve Los Alamos National Laboratory'dir.

***Şekil 5**: WXM*

B4) Soft X-Ray Camera (SXC)



Yumuşak x-ışın görüntüleyicileri CCD tabanlı tek boyutlu kodlanmış açıklıklı x-ışın görüntüleyicisidir. HETE-2'de biri uydunun x eksenine paralel diğeri de Y eksenine paralalel olan ve x-ışınlarının konumunu belirleyen iki SXC vardır. CCD'nin ufak boyurlarından dolayı SXC'nin açısal büyüklüğü 33 yay dakikasıdır.

SXC'ler WXM'yi tamamlar niteliktedir. WXM'nin etkin alanı SXC'den çok daha büyüktür ve enerji aralığı da daha yüksek enerjilere kadar ulaşır. Diğer yandan SXC'nin de çok daha iyi bir açısal çözünürlüğü vardır ve pek çok GIP'ın enerji yayınladığı 0.5-14 keV gibi bir enerji aralığına duyarlıdır. Bütün bunlara rağmen SXC'nin WXM'nin gördüğünün üçte birini görmesi bekleniyor.

***Şekil 6 :**SXC*

Dedektörün üretildiği yer MIT CSR'dir. Tek bir SXC bir maskenin arkasına yerleştirilmiş 2048x4096'lık bir CCD çifti içerir. Yer belirleme kesinliği sönük bir patlamada 15'', parlak patlamada 3'' 'dir. Ancak SXC'nin toplam 4 CCD'sinden ikisinin fırlatıldıktan kısa bir süre sonra zemin ışınımını önleyecek olan filtrelerinin kırılması sonucu bu filtreler bugün çalışmamaktadır bu yüzden hem

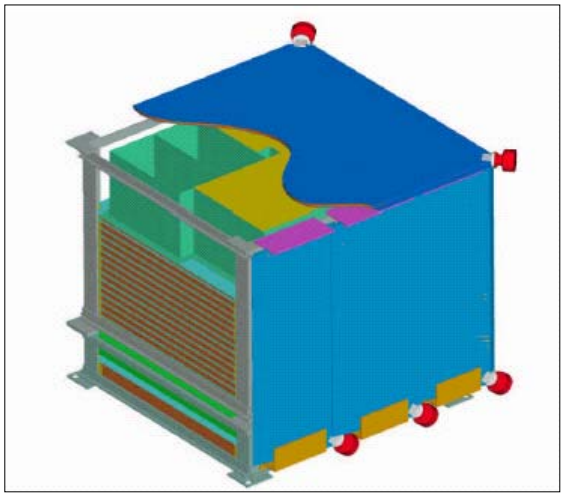
SXC'nin göreceği gama-ışın patlaması sayısı azalmış hem de vereceği koordinatların kesinliği ~60' mertebelerine inmiştir.

B5) HETE-2 Görevleri

HETE-2'nin ana görevi kozmik gama-ışın patlamalarının (GIP) kaynağının ve doğasının anlaşılması ve uydunun gözlediği patlamaların yerden de gözlenebilmesidir. Bu amaç, yumuşak x-ışın, orta şiddette x-ışın ve gama-ışın aralıklarındaki eş zamanlı gözlemler ve GIP'ların koordinatlarının büyük bir doğruluk oranıyla belirlenmesi ile başarılmaya çalışılır. Yerden gözlemin sağlıklı olabilmesi için uydu yörüngesine her zaman Güneşten 30^{o} uzak olacak şekilde oturtulmuştur. Bu yüzden BATSE'den daha az patlama görecek olsa da bunların daha büyük bir kısmı yerden gözlenebilecektir.

FREGATE ve WXM'nin birlikte HETE-2'nin dört yıllık ömrü boyunca 50 – 100 gama ışın patlaması görmesi bekleniyor. SXC ise bunlara 8 – 15 tane daha ekleyebilir. Bu da 2 –4 haftada bir patlama anlamına gelir. Uydu üzerinde bu olayların koordinatlarının hesaplamak ise 10-100 sn arasında bir zaman alabilir. Hesaplanan bu koordinatlar neredeyse gerçek zamanlı olarak (<10 sn) MIT kontrol merkezine iletilecek ve buradan da GCN (Gamma-ray burst Coordinates Network, Gama-ışın Patlaması Koordinatları Ağı) aracılığı ile patlamaların yerde optik, kızılötesi veya radyo gözlemleri yapılabilecektir.

C) AGILE



AGILE, İtalyan yapımı gama-ışın patlamalarına adanmış bir uydudur. AGILE'deki bilimsel cihazlar katı hal silikon dedektörleridir. Cihaz sadece 80 kg'dır ve sert x-ışınları ve gama-ışınlarında geniş bir görüş alanına sahiptir. İki bilimsel cihazdan ilki GRID (Gamma-Ray Imaging Detector, Gama-ışın Görüntüleyici Dedektör) 30 MeV – 50 GeV arasına hassatır. Sert x-ışın görüntüleyicisi Super –AGILE ise 10 – 40 keV arasına hassastır. Burada bizi daha çok ilgilendirdiği için sadece Super AGILE'yi tanıtacağız.

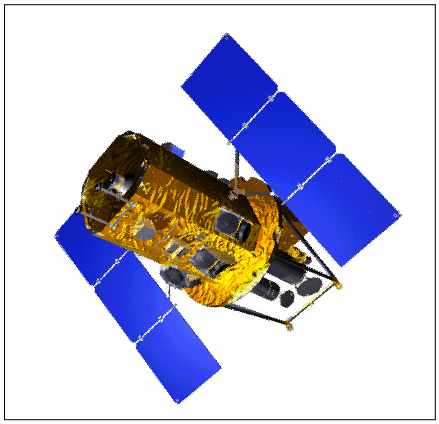
***Şekil 7**: AGILE*

C1) Super AGILE

Super – AGILE 1-3 yay dakikası açısal çözünürlüğe sahip 4 silikon dedektörlerden oluşan bir cihazdır. Zemin ışınımını indirgemek için Tungsten bir maske teleskopun 14 cm üzerine yerleştirilmiştir. Cihazın görüş alanı >0.8 sr'dir. Aynı zamanda koordinatlar uyduda son derece hızlı bir şekilde hesaplanabilmektedir. Uydunun yaklaşık yılda 10 tane gama-ışın patlaması alarmı vermesi beklenmektedir.

D) SWIFT

***Şekil 8**: SWIFT*



SWIFT'in gama-ışın patlamalarını tespit edecek dedektörü Patlama Alarmı Teleskopudur (Burst Alert Telescope, BAT). BAT'ın gama-ışın patlamalarını yakalamakta iki önemli özelliği vardır. Geniş bir görüş alanı ki bu onun gökyüzünün büyük bir kısmını aynı anda gözlemesi anlamına gelir. BAT ayrıca bir kodlanmış açıklık cihazıdır ki bu da onun patlamanın gökyüzünün neresinde olduğunu çok iyi bir kesinlikle tespit etmesini sağlar. BAT'in günde ortalama bir tane gama-ışın patlaması tespit etmesi bekleniyor bu da teleskopun planlanan ömrü üç yıl içinde 1000 tane gama-ışın patlaması gözlemesi anlamına gelir. BAT ayrıca gama-ışın patlaması

gözlemediği zamanlarda gökyüzünün sert x-ışınlarında taramasını yapacak. Bugüne kadar ilk ve tek sert x-ışın gökyüzü haritası 1979'da HEAO-1 tarafından yapıldığı için bu gözlemlerde son derece önemli sonuçlar doğurabilir.

BAT'in yanısıra SWIFT uydusu iki cihaza daha ev sahipliği yapacak bunların amacı patlamanın başka dalgaboylarındaki gözlemlerini yapmak olacak. BAT bir patlama tespit ettikten sonra SWIFT uydusu otomatik olarak patlamanın olduğu yöne bir dakika içinde yönelecek ve patlamaya x-ışınları ve morötes/optik bölgeden bakacak. X-ışın teleskopu (X-ray telescope, XRT) halen görevde olan XMM-Newton uydusundakine benzer bir cihaz. XRT'nin BAT'ten daha iyi koordinatlar vermesi bekleniyor. XRT ayrıca tayfta alabilecek.

UV/Optik teleskop (UV/Optical Telescope, UVOT) ise bir gama-ışın patlamasının morötesi ve optik bileşenlerini gözleyecek. UVOT 30 cm'lik bir teleskop ve uzayda olduğu için yerdeki 4 metrelik bir teleskopa eş.

Bir patlamadan 15 saniye sonra SWIFT patlamanın yerini hem yörüngedeki hem de yerdeki teleskoplara bildirebilecek. SWIFT'in göndereceği koordinatlar yaklaşık 4 yay dakikası kesinlik ile olacak. Patlamadan yaklaşık bir dakika sonra ise XRT patlamaya yöneldiğinde çok daha iyi koordinatlar gönderebilecek. Bütün bu hız ve uydunun görmeyi beklediği patlama sayısının fazlalığı SWIFT'i bu konularla uğraşan bütün bilim insanlarınca büyük bir heyecanla beklenen bir uydu haline getiriyor. Uydunun Eylül 2003'de fırlatılması planlanıyor.

D1) SWIFT ÖZETİ

Ömrü : 3 yıl, Ağırlığı : 1450 kg, Patlama Tespit Oranı : ~300/yıl, Koordinatların Kesinliği : 2.5 yay saniyesi, İlgili Enstitüler: NASA/GSFC, Penn State University, Spectrum Astro, Leicester University, Mullard Spaca Science Lab., Instituto di Fisica Cosmica (IFC/CNR), Brera Observatory (OAB), Los Alamos National Laboratory.

D2) BAT

Görüş Alanı : 2 sr, Enerji Aralığı : 10 – 150 keV, Patlama Tespit Oranı : ~320/yıl, Teleskop PSF : 22 yay dakikası.

D3) XRT

Dedektörü : EPIC CCD, Görüş Alanı : 23.6 x 23.6 yay dakikası, Teleskop PSF : 1.5 keV'de 15 yay saniyesi, Enerji Aralığı : 0.2 – 10 keV.

D4) UVOT

Teleskop : Modifiyeli Ritchey- Chretien, Açıklığı : 30 cm, Dedektörü : 2048x2048 piksellik yoğunlaştırılmış CCD (Intensified CCD), Görüş Alanı : 17x17 yay dakikası, Teleskop PSF : 350 nm'de 0.3 yay saniyesi, Dalgaboyu aralığı : 170nm – 650nm, Duyarlılık : Beyaz ışıkta 1000s poz süresi ile B=24 kadir.

EK – 3 : ROTSE HAKKINDA EK LİTERATÜR

A) Bu makale ile ilgili olanlar

1. M.E. Özel, 2002, Bilim ve Teknik, Sayı 417, Sayfa 50 – 53.
2. Carl W. Akerlof, Mart 2002, İstanbul Üniversitesi ROTSE Toplantı Notları, "The ROTSE project: small telescopes and distant flashes", (ROTSE -Türkiye sitesinden temin edilebilir!)
3. Carl W. Akerlof, Nisan 2002, Nasa Research Announcement NRA-02-OSS-01-HEA, "Promt Optical Observations of Gamma-Ray Bursts with the ROTSE-III Global Telescope Array (ROTSE Türkiye sitesinden temin edilebilir!)
4. Carl W. Akerlof, et al, July 2002, Draft paper for PASP, "The ROTSE-III Robotic Telescope System", (ROTSE Türkiye sitesinden temin edilebilir!)
5. Toni Feder, July 2002, Physics Today, p.24 – 25, "Search for Optical Gama-Ray Burst Signals Ratches Up", (ROTSE Türkiye sitesinden temin edilebilir!)
6. M.E.Özel, Mart 2002, TUG Akademik Komitesine Sunulan Rapor, "Gama ışın Patlamaları:TUG'da Optik Bileşke Belirleme ve Takip", (ROTSE Türkiye sitesinden temin edilebilir!)
7. M.E.Özel, Ü.Kızıloğlu, Z.Aslan, Amerikadaki ROTSE Topalntısına gönderilen rapor, "ROTSE-IIIc Station in Turkey", (ROTSE Türkiye sitesinden temin edilebilir!)
8. M.E.Özel, June 2002, Çanakkale "New Directions for Close Binary Studies:"The Royal Road to the Stars" toplantısında sununlan "ROTSE Türkiye" adlı bildiri, Ref 1 ile aynıdır)

B) GIP'lar için genel kaynaklar

9. A Gamma-Ray Burst Bibliography, 1973-2001
K. Hurley
astro-ph/0201301 v1

10. X-ray Lines From Gamma-ray Bursts
Pawan Kumar, Ramesh Narayan
astro-ph/0205488 v1

11. Temporal properties of short and long gamma-ray bursts
S. McBreen, F. Quilligan, B. McBreen, L. Hanlon and D.Watson
astro-ph/0206294 v1.

12. THE EXPECTED REDSHIFT DISTRIBUTION OF GAMMA-RAY BURSTS
Volker Bromm, Abraham Loeb
astro-ph/0201400 v2

13. ORPHAN AFTERGLOWS OF COLLIMATED GAMMA-RAY BURSTS: RATE PREDICTIONS AND PROSPECTS FOR DETECTION
TOMONORI TOTANI AND ALIN PANAITESCU
astro-ph/0204258 v2

14. Further Study of the Gamma-Ray Bursts Duration Distribution
I.Horvath
astro-ph/0205004 v1

15. Observation of Gamma-Ray Bursts with INTEGRAL
D. Götz and S. Mereghetti
astro-ph/0205071 v1

16. Proposed Next Generation GRB Mission: EXIST
J. Grindlay, N. Gehrels, F. Harrison, R. Blandford, G. Fishman, C. Kouveliotou, D.H. Hartmann, S. Woosley, W. Craig and J. Hong

17. ECLAIRs: A microsatellite to observe the prompt optical and X-ray emission of Gamma- Ray Bursts
Didier Barret
astro-ph/0205346 v1

18. Gamma-ray bursts: the tip of the iceberg?
Maurice H.P.M. van Putten
astro-ph/0112219 v1

19. On-Axis Orphan Afterglows
Ehud Nakar;, Tsvi Piran
astro-ph/0207400 v2

20. HETE-II and the Interplanetary Network
K. Hurley, J.-L. Atteia,G. Crew, G. Ricker, J. Doty, G. Monnelly, R. Vanderspek, J. Villasenor, T. Cline
astro-ph/0201350 v1

21. On the X-ray lines in the afterglows of GRBs
Shlomo Dado, Arnon Dar and A. De Rujula
astro-ph/0207015 v2

22. EARLY GRB AFTERGLOWS REVISITED
A.M. BELOBORODOV
astro-ph/0206423 v1

23. Time Resolved Spectral Analysis of Bright Gamma Ray Bursts
G. Ghirlanda, A. Celotti, and G. Ghisellini
astro-ph/0206377 v1

24. On the Variety of the Spectral and Temporal Behaviors of Long Gamma-Ray Burst Pulses
Felix Ryde and Roland Svensson
astro-ph/0110196 v1

25. Spectral Aspects of the Evolution of Gamma-Ray Bursts
Felix Ryde
astro-ph/9910204 v1

26. On the Optical and X-ray Afterglows of Gamma Ray Bursts
Shlomo Dado, Arnon Dar and A. De R ujula
astro-ph/0107367 v4

27. Iron K Lines from Gamma Ray Bursts
T. R. Kallman, P. Meszaros & M.J. Rees
astro-ph/0110654 v1

28. THE THREAT TO LIFE FROM ETA CARINAE AND GAMMA-RAY BURSTS
Arnon Dar and A. De Rujula
astro-ph/0110162 v2

29. On the Radio Afterglow of Gamma Ray Bursts
Shlomo Dado, Arnon Dar and A. De Rujula
astro-ph/0204474 v2

C)ROTSE ve Optik Gözlemler

30. The ROTSE-IIIa Telescope System
D. Smith, C. Akerlof, M. C. B. Ashley, D. Casperson, G. Gisler, R. Kehoe, S. Marshall, K. McGowan, T. McKay, M. A. Phillips, E. Rykoff, W. T. Vestrand, P. Wozniak and J. Wren
astro-ph/0204404 v1

31. An Untriggered Search for Optical Bursts
Robert Kehoe;, Carl Akerlof, Richard Balsano, Je Bloch, Don Casperson, Sandra Fletcher, Galen Gisler, Brian Lee;, Stuart Marshall, Timothy McKay, Eli Ryko, Donald Smith, Tom Vestrand and Jim Wren

astro-ph/0205008 v1

32. Prompt Optical Observations of Gamma-ray Bursts
Carl Akerlof, Richard Balsano, Scott Barthelmy, Je Bloch, Paul Butterworth, Don Casperson, Tom Cline, Sandra Fletcher, Fillippo Frontera, Galen Gisler, John Heise, Jack Hills, Kevin Hurley, Robert Kehoe, Brian Lee;, Stuart Marshall, Tim McKay, Andrew Pawl, Luigi Piro, John Szymanski and Jim Wren
astro-ph/0001438 v1

33. Light Curves of GRB Optical Flashes
Shiho Kobayashi
astro-ph/0009319 v1

34. Detection of an optical transient following the 13 March 2000 short/hard gamma-ray burst ?
A.J. Castro-Tirado, J.M. Castro Cer´on, J. Gorosabel, P. P´ata, J. Sold´an, R. Hudec, M. Jelinek, M. Topinka, M. Bernas, T.J. Mateo Sanguino, A. de Ugarte Postigo, J.´A. Bern´a, A. Henden, F. Vrba, B. Canzian, H. Harris, X. Delfosse, B. de Pontieu, J. Polcar, C. S´anchez-Fern´andez, B.A. de la Morena, J.M. M´as-Hesse, J. Torres Riera, and S. Barthelmy
astro-ph/0206201 v1

35. Light Curves of GRB Optical Flashes
Shiho Kobayashi
astro-ph/0009319 v1

36. GRB 010921: Discovery of the First HETE Afterglow
P. A. Price1;, S. R. Kulkarni, E. Berger, S. G. Djorgovski, D. A. Frail;, A. Mahabal, D. W. Fox, F. A. Harrison, J. S. Bloom, S. A. Yost, D. E. Reichart, A. A. Henden, G. R. Ricker, R. van der Spek, K. Hurley, J.-L. Atteia, N. Kawai;, E. Fenimore & C. Graziani.
astro-ph/0201399 v1

D) Kuramsal

37. Theories of Gamma-Ray Bursts
P. Meszaros
astro-ph/0111170 v2

38. The Central Engines of Gamma-Ray Bursts
S. E. Woosley_, Weiqun Zhang_ and A. Heger†
astro-ph/0206004 v1

39. Quark Stars and Color Superconductivity: A GRB connection ?
Rachid Ouyed
astro-ph/0201408 v1

40. Afterglow lightcurves, viewing angle and the jet structure of gamma-ray bursts
Elena Rossi, Davide Lazzati & Martin J. Rees
astro-ph/0112083 v3

41. The role of photon scattering in shaping the lightcurves and spectra of -ray bursts
Davide Lazzati
astro-ph/0206305 v1

42. Kinematics of Gamma-Ray Bursts and their Relationship to Afterglows
Jay D. Salmonson
astro-ph/0206498 v1

43. GRBs in the Cannonball model: an overview
A. De R ujula1
astro-ph/0207033 v1

44. On the Progenitors of Collapsars
A. Heger and S. E. Woosley
astro-ph/0206005 v1

45. The expected thermal precursors of gamma-ray bursts in the internal shock model

Frederic Daigne and Robert Mochkovitch
astro-ph/0207456 v1

46. RELATIVISTIC JETS IN COLLAPSARS

Weiqun Zhang, S. E. Woosley, and A. I. MacFadyen
astro-ph/0207436 v1

E) X-Işın ve Gamma-Işın Gözlemleri

47. BATSE Observations of Gamma-Ray Burst Tails
Valerie Connaughton
astro-ph/0111564 v1

48. OBSERVATIONS OF THE X-RAY AFTERGLOWS OF GRB 011211 AND GRB 001025 BY XMM-NEWTON
Konstantin N. Borozdin, Sergey P. Trudolyubov
astro-ph/0205208 v1

49. GRB010921: LOCALIZATION AND OBSERVATIONS BY THE HETE SATELLITE
G. Ricker K. Hurley D. Lamb S. Woosley J-L Atteia N. Kawai, R. Vanderspek G. Crew J. Doty J. Villasenor G. Prigozhin G. Monnelly N. Butler M. Matsuoka, Y. Shirasaki, T. Tamagawa K. Torii T. Sakamoto, A. Yoshida, E. Fenimore M. Galassi T. Tavenner T. Donaghy C. Graziani M. Boer J-P Dezalay M. Niel J-F Olive G.Vedrenne T. Cline J.G. Jernigan A. Levine F. Martel E. Morgan J. Braga R. Manchanda G. Pizzichini K. Takagishi M. Yamauchi
astro-ph/0201461 v1

50. XMM-NEWTON AND WIDE FIELD OPTICAL IMAGING TO CRACK THE MYSTERY OF UNIDENTIFIED GAMMA-RAY SOURCES
P.A. Caraveo, A. De Luca;, N. La Palombara, R. Mignani, E. Hatziminaoglou, R. Hartman, D.J. Thompson, and G.F. Bignami
astro-ph/0202479 v1

51. Soft X-ray emission lines in the afterglow spectrum of GRB 011211: a detailed XMM-Newton analysis
J.N. Reeves, D. Watson, J.P. Osborne, K.A. Pounds, P.T. O'Brien
astro-ph/0206480 v1

52. Spectral analysis of 24 GRBs/XRFs observed with HETE-2/FREGATE
C. Barraud, J-F. Olive, J.P. Lestrade, J-L. Atteia, K. Hurley, G. Ricker, D. Q. Lamb, N. Kawai, M. Boer, J-P. Dezalay, G. Pizzichini, R. Vanderspek, G. Crew, J. Doty, G. Monelly, J. Villasenor, N. Butler, A. Levine, A. Yoshida, Y. Shirasaki, T. Sakamoto,T. Tamagawa, K. Torii, M. Matsuoka, E. E. Fenimore, M. Galassi, T. Tavenner, T. Q. Donaghy C. Graziani and J.G. Jernigan
astro-ph/0206380 v1

53. HETE-2 LOCALIZATION AND OBSERVATIONS OF THE SHORT, HARD GAMMA-RAY BURST GRB020531
D. Q. LAMB, G.R.RICKER, J.-L.ATTEIA, K.HURLEY, N. KAWAI, Y. SHIRASAKI, T. SAKAMOTO, T.TAMAGAWA, C.GRAZIANI, J.-F.OLIVE, A.YOSHIDA, M. MATSUOKA, K. TORII, E. E. FENIMORE, M. GALASSI, T. TAVENNER, T.Q.DONAGHY, M. BOER, J.-P. DEZALAY, R.VANDERSPEK, G.CREW, J.DOTY, G.MONNELLY, J. VILLASENOR, N. BUTLER, J. G. JERNIGAN, A.LEVINE, F.MARTEL, E. MORGAN, G. PRIGOZHIN, S.E.WOOSLEY, T.CLINE, I.MITROFANOV, D.ANFIMOV, A. KOZYREV, M. LITVAK, A. SANIN, W. BOYNTON, C.FELLOWS, K.HARSHMAN, C. SHINOHARA, R. STARR, J. BRAGA, R. MANCHANDA, G. PIZZICHINI, K. TAKAGISHI, AND M. YAMAUCHI
astro-ph/0206151 v1

54. X-ray spectral diagnostics of the immediate environment of GRB 991216
David R. Ballantyne, Enrico Ramirez-Ruiz, Davide Lazzati and Luigi Piro
astro-ph/0206116 v1

55. Statistical Re-examination of Reported Emission Lines in the X-ray Afterglow of GRB 011211
Robert E. Rutledge and Masao Sako
astro-ph/0206073 v1

56. The Broadband Afterglow of GRB980329
S. A. Yost, D. A. Frail, F. A. Harrison, R. Sari, D. Reichart, J. S. Bloom, S. R. Kulkarni, G. H. Moriarty-Schieven S. G. Djorgovski, P. A. Price, R. W. Goodrich, J. E. Larkin, F. Walter D. S. Shepherd, D. W. Fox G. B. Taylor, E. Berger, T. J. Galama
astro-ph/0204141 v2

57. Afterglows of gamma-ray bursts with X-ray features and GRB990705
X. Y. Wang, Z. G. Dai and T. Lu
astro-ph/0207439 v1

EK – 5 : GIP KURAMLARI HAKKINDA ÖZET EK BİLGİLER

GAMA IŞIN PATLAMALARI İÇİN KURAMSAL MODELLER

Astrofizikçiler Gama Işın Patlaması (GIP) olaylarını 30 yılı aşkın süredir araştırmaktadırlar. Ancak, bu kısa ve enerjetik foton yağmuruna yol açan kozmik süreçlerin anlaşılmasında büyük boşluklar ve eksiklikler vardır. Bu eksiklikleri gidermede en önemli bilimsel programlardan biri de GIP'ını takip eden x-ışın, optik veya radyo ardıl ışımaları incelemeyi hedefleyen çalışmalardır. Ardıl ışımaların, patlamalar tarafından 'aydınlatılan' maddenin sıcaklığı, iyonlaşma derecesi, kimyasal kompozisyonu ve diğer özellikleri hakkında ayrıntılı bilgiler sağlaması, beklentiler arasındadır.

Geçtiğimiz Nisan ayında, 11 Aralık 2001 tarihli (ve bu nedenle GRB011211 olarak isimlendirilen) olayın *BeppoSAX* uydusu tarafından ayrıntılı bir x-ışın ışıma spektrumu alındı ve sonuçlar yayınlandı (Reeves et al., 2002, *Nature*, 416, 512). Bu makale, GIP kuramları konusunda çalışan teorisyenler için pek çok yeni soru'nun ortaya atılmasına ve bu verinin 'gözde' durumdaki kuramlarla uyumunda ortaya çıkan bilmecelere yanıt aranmasına yol açtı.

İlk GIP olayı, 2 Temmuz 1967'de, o sırada Sovyetler Birliği ile imzalanan *Atmosferde Nükleer Denelerin Yasaklanması* anlaşmasını denetlemek için ABD tarafından yörüngeye yerleştirilmiş olan *Vela* (Gözcü) uydularınca kaydedildi. Takip eden yıllarda, GIP olaylarının uzay dağılımları, süreleri, enerji ayrışımları (spektrum) ve diğer kimi özellikleri hakkında elde edilen bilgiler bilmeceyi sadece derinleştirdiler ve olayların çözümüne giden yolu aydınlatamadılar. Bize olan uzaklıkları, bilinmeyenlerin başında geliyordu.

Geçenlerde, GIP'ların keşfinden hemen hemen 30 yıl sonra, İtalyan-Hollanda ortak bilimsel uydusu *BeppoSAX*'ın, kızıla kayma değeri z=0.8 olan bir GIP **ardıl ışıması** (*afterglow)* kaydetmesi ile, bu olayların (en azından bazılarının) kökeninin kozmolojik uzaklıklarda olduğu ve Samanyolu dışında yaratıldıkları kesin şekilde kanıtlanmış oldu. Bu durumda bir GIP olayı sırasında çok büyük miktarlarda (belki 10^{44}- 10^{45} *joule* mertebesinde) enerjiler salınmış olmaktadır. Genelde, bu enerjinin bir çift huzme şeklinde salındığı kabul edilmektedir. Bu ise, Evren'de her gün ortaya çıkmakta olan GIP olaylarının ancak ufak bir kesrinin dünyadan gözlenebildiği anlamına gelmektedir. GIP olaylarının gerçekte hangi sıklıkta ortaya çıktıklarının hesaplanabilmesi ise, bu huzmelerin, kaynaklarından bakıldıklarında hangi büyüklükte bir uzay açısını kapladıklarının bilinmesini gerektirmektedir. Tipik kuramsal modeller, bu uzay açısı için Ω=0.1 ila 0.01 steradyan (yarı-açı değeri 0.5° ile 5° arasında olan bir uzay açısı) değerlerini vermektedir. Bunu GIP'ların bilinen günlük kayıt sayıları (yaklaşık, günde 1 olay) ile birleştirince, hergün yüzlerce patlamanın oluştuğu sonucuna varabilmekteyiz.

Bir GIP olayında, hızlı gama-parlak dönemin süresi 0.001 ile 1000 saniye arasında olabilmektedir. Patlama sürelerinin sayısal dağılımına bakıldığında, GIP'ların, 'kısa süreli' ve 'uzun süreli' olarak 2 sınıfa ayrıştığı görülmektedir. 2 saniyeden kısa sürenler **kısa,** 2 saniyeden uzun sürenler ise **uzun**

olarak sınıflandırılmaktadırlar. Ardıl ışıması keşfedilenler sadece uzunlar (2 saniyeden uzun süreli olanlar) olmuştur. Kısa ve uzun GIP'ların enerji ayrışımları arasında ciddi nicel (*qualitative)* farklılıklar vardır. Mesela, spektrumları daha sert (yüksek enerjili gama ışın fotonlarının toplam fotonlar içindeki sayısı daha fazla) olmaktadır. Bu ayrışımsal (*spectral)* farklar ve farklı zaman ölçekleri, kısa ve uzun GIP'lardan, farklı fiziksel mekanizmaların sorumlu olduklarını düşündürmektedir.

Hasan'dan yanıt:
(Şölen ile tartışma sonraya bırakıldı…)

(1) Değişen yıldızlar Türk astronomlarınca uzun yıllardır çalışılagelmektedir, küçükten büyüğe doğru genliklerine göre özetle:

1- yaklaşık **ondalık mertebesinde kadir** değişimlerinden **yakın çift yıldızlar**ın fotometresi, son zamanlarda tayf çalışmaları da eklenerek,
2- **2–7 kadir** ve bazı alt gruplarında **10 kadir**e kadar çıkabilen parlaklık değişimleriyle başta cüce novalar ve klasik novalar olmak üzere **kataklismik değişenler** ve
3- şimdi de parlaklık değişim aralığı yaklaşık **12 kadir**e ulaşabilen **GIP'lerin optik bileşenleri**…

Yukarıda ismi verilmeyen alt gruplar dahil Değişen Yıldızların anlaşılmasında literatüre bu kadar katkı sağlayan Türk astronomlarına, muazzam sayıdaki yeni ROTSE verilerini de birinci elden kullanma fırsatı doğmuştur! Daha önemlisi Türk astronomları, geçmişte hemen hiç olamamış **ilk elden keşfedilen** değişen yıldızlarla tanışacak ve bunların üzerlerinde derinlemesine çalışılmasına devam edilebilecektir…

(2) Yukarıdaki çalışmalara ilaveten, genel olarak Değişen Yıldızlar ve bilhassa da kataklismikler üzerine ama genelleştirerek ROTSE verileri ile şunlar da Türk astronomlarınca gerçeklenebilecek:

1- büyük olasılıkla kataklismik değişenler arasından her alt sınıfa ait çok sayıda yenileri keşfedilebilecektir… daha önce bilinmeyen yeni türlerinin keşfiyle de belki **yeni alt sınıf**lar da ortaya çıkabilecektir… bu yaklaşım diğer değişen yıldızlar için de geçerlidir…
2- yeni değişenlerin keşfinde en etken, (i) tarama gözlemi yanında (ii) ROTSE III'ün serinin öncekilerinden ve ROTSE dışındaki diğerlerinden çok daha sönüğe gidelebilmesidir, (iii) bunu da en kısa sürede gerçekleyebilmesidir…
3- çok sayıda yeni keşfedilenlerin de katılımıyla değişen yıldız katalogları hazırlanabilecek… kataklismikler için olanı ise bukadar çok sayıdaki yeniyi içermesiyle bir **ilk** olabilecektir…
4- gök adamızdaki novaların ne zaman patlayacağı bu kadar geniş bir uzayda kimse tarafından bilinemiyor; bu sebepten dolayı novaların tam patlama anlarını gözleyememe problemi olagelmiştir… ROTSE sonrasında bu problemin aşılması beklenebilir: novaların tam patlama anları ve belki de hemen öncesi daha iyi anlaşılabilecektir…
5- ROTSE sayesinde Türk astronomlarının hemen hiç çalışmadığı, tek bir CCD karesine girebilmesi kolaylığı altında ilk kez keşfedilebilecek diğer gök adalardaki novaların çalışılması da söz konusu olabilecektir…
6- değişen yıldızların ışık eğrileri sürekli izlenebilecektir… yenileri ile birlikte çok sayıdaki değişenin uzun dönemli ve kesintisiz takibi başta gözlem zamanı problemi aşılmış olacağından önemlidir… ROTSE dışındaki gözlemcilere de büyük kolaylık getirecektir… **standart veri** kolaylığı ile birlikte…
7- zamana karşı alınan bu parlaklık değişimleri aynı zamanda onların periyodik, yarı-periyodik veya periyodik değil şeklindeki doğalarının da öğrenilmesini getirecektir…
8- değişen yıldızların alt sınıflarını dolduran üyelerin sayısındaki muazzam artış ve ışık eğrilerinin sürekli izlenmesi beraberinde alt sınıfların tanılarını da kesine yakın kılacaktır,
9- ayrıca ROTSE, çok kısa süreli olayların ortaya çıkartılması için belki **hızlı fotometri** imkanını da verebilir…
10- ve önemlisi, ROTSE'nin tarama gözlemleriyle **seçim etkisi** belki de sıfırlanabilecektir… hatta daha ilerisi kuzey yarıküre – güney yarıküre ayırımı bile olmaksızın!…

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ'ne (TUG) Kurulacak Olan Fabry-Perot Tayfölçeri

Muhittin ŞAHAN[1], İlhami YEĞİNGİL[1], Meltem AKYILMAZ[1], Nazım AKSAKER[1], Nuri EMRAHOĞLU[2]

[1]Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü,
[2]Çukurova Üniversitesi, İlköğretim Bölümü

Özet

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) kurulacak olan Fabry-Perot tayfölçeri 75 mm çapında iki adet etalondan oluşmaktadır. Etalonlar için kullanılan ayıraçlar (spacers) l_1=148 μm ve l_2=198 μm'dir. Tayfölçer 150 cm'lik (T150) teleskopla birlikte coude odasında kullanılacaktır. T150'nin takip mekanizmasındaki bir sorun nedeniyle coude çıkışı henüz kullanılır durumda değildir. Bu nedenle tayfölçer şu anda, TUG'da, teleskop katına kurulmuş ve denemeler zenit gözlenerek yapılmaktadır. Tayfölçer, T150 teleskopunun coude çıkışı tamamlandığında, teleskopla birlikte kullanılmaya başlayacaktır. İlk kez 18 Ağustos 2002 tarihinde yüksek çözünürlüklü etalon kullanılarak ilk veri alındı ve analizlere başlandı. Yakın zamanda tayfölçerin ilk denemeleri de tamamlanarak veri alınmasına devam edilecektir.

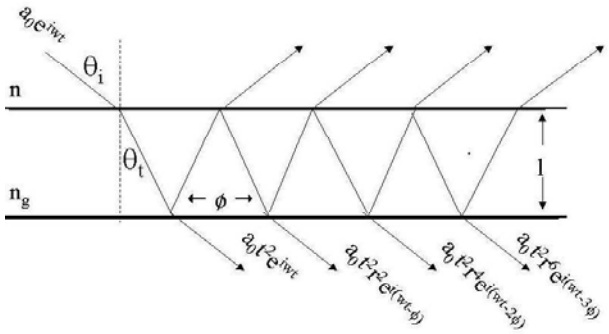
Giriş

Galaksimizin yıldızlararası ortamı yaklaşık %90 hidrojen, %10 He ve çok az miktarda C, Si, Fe gibi ağır elementlerden oluşmaktadır. Yıldızlararası ortamdaki hidrojen ise atomik (HI) ve iyonlaşmış (HII) olmak üzere iki kısımdan oluşmaktadır. 10^2 K sıcaklığındaki atomik hidrojen 21 cm radyo dalgaboyunda incelenmektedir. Sıcak (10^4), düşük yoğunluklu (~0.15 cm^{-3}) ve hemen hemen tamamı iyonlaşmış hidrojen, galaksimizin henüz incelenmemiş en büyük bileşenini oluşturur. Bundan dolayı, bu bileşenin detaylı çalışılması gerekmektedir. Çizgilerin en parlağı olan yayınmış yıldızlararası Hα çizgisi, galaktik ekvator yakınlarında yaklaşık 3-12 R ile kutuplara doğru yaklaşık 0.5 R parlaklığı arasında değişen oranlarla tüm galaksiyi kapsamaktadır (1 rayleigh R=$10^6/4\pi$foton cm^{-2} s^{-1} sr^{-1} = 2.4 x10^{-7} erg cm^{-2} s^{-1} sr^{-1} ⇔ EM≈2 cm^{-6} pc). İyonlaşmanın kaynağı henüz tam olarak bilinmemektedir. Bununla birlikte, değişik modeller ortaya atılmıştır. Bunlardan birisi, 1977 yılında McKee ve Ostriker'in yıldızlararası ortam hakkında yayınladıkları makaledir. Bu makaleye göre, sıcak ortam ile HI bulutları arasındaki geçiş bölgelerine yerleşmiş ve çevrelerindeki O tipi yıldızlar ve süpernova kalıntılarından ortaya çıkan UV ışınım ile iyonlaştırılmaktadırlar. Fakat, iyonlaşmış hidrojenin çoğunun, galaktik diskin geleneksel yapısını belirleyen yıldız tabakaları ve HI bulutlarının oldukça üstünde olması gerçeğiyle bu teori tam olarak uyuşmamaktadır. Bundan dolayı, bu gazın varlığı yıldızlararası ortam ve daha düşük Galaktik halonun bileşimi ve bunların içindeki ısınma ve iyonlaşmanın temel işlevlerini anlamamız hakkında önemli bir ilişkiye sahiptir (Reynolds , 1990).

Düşük gürültülü, yüksek kuantum verimli CCD'lerin (Charged Coupled Devices) gelişmesi sonucu, geniş kaynaklardan gelen zayıf yayınım çizgilerin çalışılması için Fabry-Perot tayfölçerlerin etkinliği önemli ölçüde artmıştır. Özellikle, optiksel Balmer-α (Hα, λ=656,3 nm) çizgisi ile galaksimizin yıldızlararası ortamındaki yayılı, iyonlaşmış hidrojenin çalışılması mümkün olmuştur. Bu konudaki çalışmalar şu anda Wisconsin Üniversitesinde Reynolds ve arkadaşları tarafından WHAM (Wisconsin Hydrogen Alpha Mapper) projesi ile galaksimizin Hα haritası çıkartılmaktadır (R.J.Reynolds, 1998b).

Fabry-Terot tayfölçeri

Fabry-Terot tayfölçeri ilk kez 18. yüzyılın sonlarında Charles Fabry ve Alfred Perot tarafından geliştirildi. Ancak, Grating ve Prizmalar gibi diğer girişimölçerler ile karlılaştırıldığında, önemli avantajlara sahip olduğu olan Fabry-Perot tayfölçeri 1950'li yıllarda dielektrik maddelerin keşfine kadar kullanılmadı. Fabry-Terot tayfölçerlerinin en önemli avantajları, belirli bir tayfsal ayırma gücünde, aynı alana sahip dağılım elementli bir grating tayfölçerinden 100 kat daha fazla verime sahip olmasıdır. Gratingler ile karşılaştırıldığında, Fabry-Terot tayfölçeri ışığı çok daha geniş alanda ve daha genişaçıda algılamaktadırlar. Fabry-Terot tayfölçeri, bu özelliklerinden dolayı, zayıf, geniş kaynakların tayfsal analizleri için oldukça uygundurlar. Fabry-Terot tayfölçerleri temel olarak, çok düz (λ/100), birer yüzeyleri oldukça yansıtıcı, birbirine parelel, iki optik cam plakadan oluşmaktadır.
Şekil 1'de görüldüğü gibi, Bu yüzeyler, ışığı kısmen geçirir ve kısmen de yansıtırlar. Girişimölçerlerin bu yarı geçirgen ayna yüzeyleri, invar, quatrz ya da füsed slika gibi maddelerden yapılmış l kalınlıklı bir ayıraçla yüzeyler birbirlerine bakacak şekilde konur. Bu şekilde iki yüzey arasında l kadar bir mesafe oluşturulur. Girişim bu iki yüzey arsında oluşur.



Şekil 1: Fabry-Perot etalonları arasında yansıyan ışınlar ile etalonlardan geçen ışınlar.

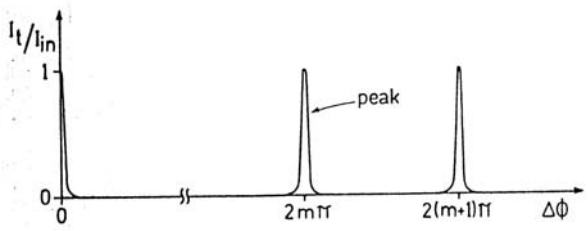
Normal ile θ_i yapacak şekilde gelen ışın etalonun iç kısmında kısmen yansıtılır, kısmen de ikinci yüzeye geçirilir. Her geçen ışın ile bir önceki ışına arasında optik yol farkından kaynaklanan bir faz gecikmesi meydana gelir. İki ışın arasındaki faz gecikmesi şu şekilde yazılabilir.

$$\frac{\phi}{2} = \frac{2\pi}{\lambda_0} n_g l \cos\ \theta i = m\pi \ , \quad \text{m=0,1,2,3,...} \qquad (1)$$

Burada m girişim saçağı sayısıdır. Eşitlik 1'den görüleceği gibi iki ardışık ışın arasındaki faz farkı; etalonlar arasındaki ayıraçın büyüklüğüne, gaz basıncına ve gelen ışın demetinin etalon yüzeylerinin normali ile yaptığı açı ile değişir. Etalonların yüzeylerinde hiçbir soğurulma olmazsa, etalonlardan geçen ışınların şiddetleri Airy fonksiyonları ile verilir (E.E. Miller, 1984).

$$A(\phi) = \frac{I_t}{I_i} = \frac{1}{1 + \dfrac{4R}{(1-R)^2}\sin^2\dfrac{\phi}{2}} \qquad (2)$$

Bu eşitlikte görüldüğü gibi, Fabry-Perot etalonlarından geçen ışınların şiddetleri tamamen etalonların R (%90) yansıtıcılığına ve ϕ faz farkına bağlıdır. Eşitlik 1'e göre, etalonlar arasındaki ayıraç ve gaz basıncı sabit tutulup, gelen ışığın açısı değiştirilerek tayf gözlenebilir. Etalonlardan geçen ışınların şiddetinin ϕ faz farkına karşı grafiği çizildiğinde şekil 2'deki gibi olur.



Şekil 2: Etalonlardan geçen ışınların şiddetinin ϕ faz farkına karşı grafiği

n ve θi açışı sabit tutulursa, ardarda iki saçak arasındaki serbest tayf genişliği

$$Q = \frac{1}{2l} \tag{3}$$

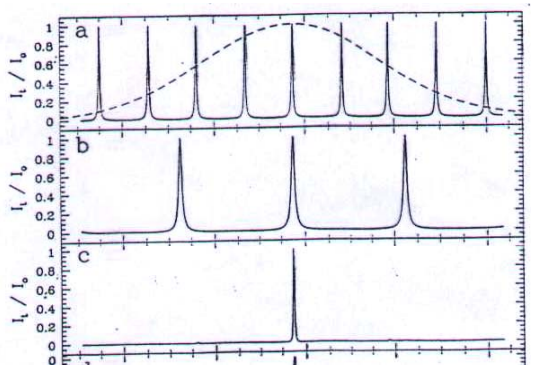
şeklinde olur. Saçağın yarı genişliği ise

$$(\Delta\Phi)_{FWHM} = \frac{2(1-R)}{\sqrt{R}} \tag{4}$$

şeklinde verilir (E.E. Miller ,1984). Fabry-Perot etalonlarının ayırma gücü gelen ışığın dalga boyuna bağlıdır.

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \tag{5}$$

Şekil 3'te iki etalon birlikte kullanıldığında ve aynı dalga boyunu geçirmeleri için ayarlandıklarında, sistemin geçirgenliğinin dalgaboyuna göre değişimini vermektedir. İki etalon birlikte kullanıldığında, parazit ışık azalır, böylece, serbest tayf genişliği artar ve tayfölçerin kontrastı artar. Bu faktörler tayfölçerin kontrastını ve çözünürlüğünü arttırır (E.E. Miller ,1984).

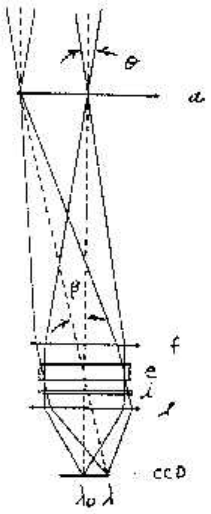


Şekil 3: iki etalon birlikte kullanıldığında, her iki etalondan geçen ışığın dalgaboyuna göre geçirgenliği ((a) birinci etalondan geçen ışık,(b) ikinci etalondan geçen işık, (c) her iki etalondan ışığı göstermektedir).

Şekil 4, CCD ile birlikte kullanılan Fabry-Perot tayfölçeri için optik sistemin genel şekli gösterilmektedir. Şekil sistemin teleskopla kullanılacak durumunu vermektedir.Şekilde görülen **a** merceği T150 teleskobunu göstermekte, teleskoptan gelen ışık 75 mm çaplı iki adet Fabry-Perot etalonundan (**e**) geçerek filitreye gelmekte (f), filitreden geçerek I merceğine gelmekte, odak uzaklığı 30 cm olan bu mercek etalonlardan geçen halka desenlerini CCD kamerası üzerine odaklamaktadır. CCD üzerine düşen dalgaların merkezden dışarı doğru değişimi ilişkisi şöyle verilir.

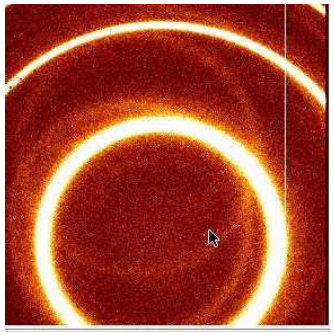
$$\lambda=\lambda_0\cos\beta \qquad (6)$$

Burada λ_0 optik eksen boyunca Fabry-Perot etalonlarından geçen ışığın dalgaboyu, λ ise β açısında geçen ışığın dalgaboyudur. 6 eşitliğinden görüldüğü gibi, CCD'nin üzerine düşen ışığın dalgaboyu merkezden dışa doğru gidildikçe azalmaktadır.



Şekil 4, CCD ile kullanılan Fabry-Perot tayfölçeri için optik sistemin genel şekli

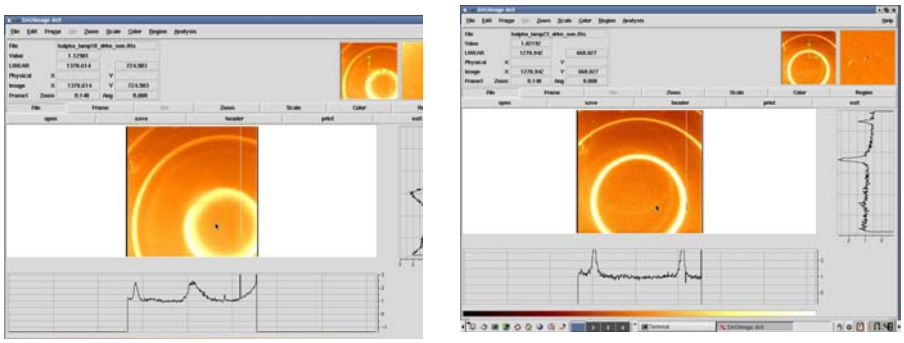
Şekil 5'te yüksek çözünürlüklü (l_2=198 μm) Fabry-Perot etalonunundan geçen ışınların CCD üzerine düşen ham görüntüsünü verilmektedir. Gerçekte, Etalonlardan aynı merkezli iç içe geçmiş pek çok halka deseni geçmektedir. Fakat, CCD'nin yüzey alanı küçük olduğundan, sadece iki tane halka görülmektedir. Şekilde görüldüğü gibi, merkezden dışa doğru gidildikçe halka genişlikleri daralmasına rağmen, her bir tayfsal elementin alanı sabit kalır, fakat dalgaboyu 6 eşitliğine göre azalır.



Şekil 5: yüksek çözünürlüklü Fabry-Perot etalonlarından geçen ışınların CCD üzerine düşen görüntüsünü

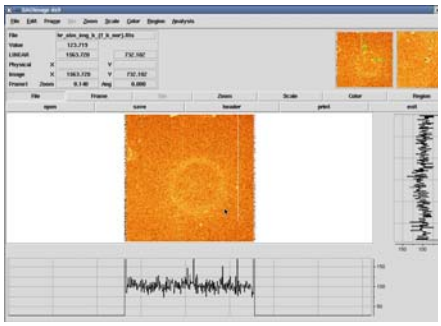
Sonuç

Fabry-Perot tayfölçeri son zamanlarda tamamlandı. Son olarak 15-19 Ağustos 2002 tarihinde TUG'a gidip, etalonların, CCD'nin ve basınç sisteminin Fabry-Perot tayfölçerine yerleştirilmesi gibi gerekli işlemler yapıldı. Hidrojen lambası kullanılarak, hidrojen alfa filtresi ile hem yüksek hem de düşük çözünürlüklü etalon verileri alındı. Yüksek ayırma güçlü etalonla ilk gözlem yapıldı.



Şekil 6: Hidrojen lambası kullanılarak, hidrojen alfa filtresi ile düşük (solda) ve yüksek (sağda) çözünürlüklü etalon verileri

18 Ağustos sabahı, yüksek çözünürlüklü etalon ile sabah saat 4:50 civarında doğrudan zenite bakılarak, şekil 7'de gösterilen ilk atmosferik veriyi alabildik. Aslında, Her iki etalon birlikte kullanılarak atmosferik veriyi almayı planlıyorduk. Fakat, Şafak vakti olduğundan, CCD yüzeyi çok parladığı için bu veri alınamadı.



Şekil 7: yüksek çözünürlüklü Fabry-Perot etalonu kullanılarak alınan ilk atmosferik Hα

Önümüzdeki günlerde tekrar TUG'a gidip son ayarları yaptıktan sonra, gerçek verileri alacağımızı ve bu verileri kullanarak tayfsal çalışmaları yapmayı planlıyoruz.

Kaynaklar

C.F. McKee, J.P.Ostriker, The Astrophysical Journal, 218,148-169,1977
E.E. Miller and F.L.Roesler, Applied Optics, 1984
R.J.Reynolds, F.L. Roesler, F.Scherb, and J.Harlerder, Society of Photo Optical İnstrumentation Engineers (SPIE), 1990,V.1235,610
R.J.Reynolds, S.L. Tufte, L.M.Hafner, K. Jaehnig, J.W. Percival, Publ.Astron.soc.Australia,15,14, 1998b.

Yıldız Popülasyonu Modelleri İçin Yıldız Tayfı Kütüphanelerinin Güncellenmesi: Atmosferik Parametrelerin Belirlenmesi

Selim O. SELAM[1], Reynier F. PELETIER[2]

[1]A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
e-mail: selim@astro1.science.ankara.edu.tr
[2]School of Physics and Astronomy, University of Nottingham, University Park, Nottingham, NG7 2RD, UK
e-mail: Reynier.Peletier@nottingham.ac.uk

ÖZET: Günümüzün yeni kuşak büyük teleskopları, farklı türden galaksilerin daha önceleri ulaşılamamış kalitedeki tayfsal gözlemlerini yapabilmektedir. Ancak bu gözlemsel verileri modellemede kullanılan "Yıldız Popülasyon Sentezi" modelleri, veri kalitesindeki bu hızlı gelişmelere ayak uyduramamıştır. Dolayısıyla bu modellerle üretilmekte olan bilimsel çalışmaların sonuçlarına şu an için ihtiyatlı yaklaşılmaktadır. Sorun, kullanılmakta olan modellerin içerdikleri "Yıldız Tayfı Kütüphaneleri"nin, kapsadıkları dalgaboyu ve tayf türü aralıklarının kısıtlı olması ve tayfsal çözünürlüklerinin düşük olmasından kaynaklanmaktadır. Bu çalışmada, farklı türlerden seçilmiş 1075 adet yıldızın yeni gözlenmiş tayflarını içeren modern bir yıldız kütüphanesi oluşturulmuş ve ilgili modellerin güncellenmesi sağlanmıştır. Bu bildiride ağırlıklı olarak, kütüphane için seçilmiş yıldızların güvenilir temel atmosferik parametrelerinin nasıl belirlendiği üzerinde durulacaktır.

1. Giriş: Kütüphanelerin Mevcut Durumu

Günümüzün yeni kuşak büyük teleskoplarına ait gözlem zamanlarının büyük bir kısmı, galaksilerin yapısı ve evrimini anlamak amacı ile önerilen gözlem projelerine verilmektedir. Bir galaksinin yapısını ve evrimini anlamak, onun içerdiği yıldız popülasyon yapısının doğru olarak ortaya konmasını gerektirmektedir. Bu popülasyon dağılımı bir bütün olarak sistemin yıldız oluşumu ve kimyasal evrim geçmişine ait tüm kayıtları bünyesinde barındırmaktadır. Bu durumda farklı türden galaksilerin içerdikleri yıldızların çeşitliliği konusunda yapılacak araştırmalar bizi doğrudan evrenin yapısı ve evrimi ile ilgili önemli ipuçlarına ulaştıracaktır. Bu tür araştırmalarda günümüzde yaygın olarak kullanılan teknik, farklı türden uygun sayıda model yıldızın biraraya getirilerek, bir galaksinin gözlenen tayfsal ve fotometrik özellikleri ile karşılaştırıldığı "Yıldız Popülasyon Sentezi" çalışmalarıdır (bkz. Tinsley 1980). Böyle bir sentezin, seçilmiş model yıldızlara ait temel özelliklerin iyi bilinmesine ihtiyaç duyduğu açıktır. Yıldızların atmosferleri o derece karmaşıktır ki, modelleme işlemlerinin ihtiyaç duyduğu kalitede ve tam anlamıyla gözlemlerle uyuşan teorik (sentetik) yıldız tayfı hesabı yapmak halen imkansızdır. Bu yüzden sentez işlemleri tüm tayf türü ve ışınım sınıfı aralığını kapsayacak şekilde gözlenmiş ve temel atmosferik parametreleri iyi belirlenmiş örnek yıldız tayfları içeren geniş kütüphanelere ihtiyaç duymaktadır. Bu kütüphaneler uygun eş-yaş modelleri (isochrone) ve başlangıç kütle fonksiyonları ile birleştirilerek model galaksi tayfları oluşturulmakta ve gözlemlerle karşılaştırılarak ilgili galaksinin evrim düzeyi hakkında fikir edinilebilmektedir.

Günümüzün yeni kuşak büyük teleskopları, değişik türden galaksilerin daha önceleri ulaşılamamış kalitedeki tayfsal gözlemlerini yapabilme olanağı sunmaktadır. Ancak bu gözlemsel verileri modellemede kullanılan "Yıldız Popülasyon Sentezi" modelleri, veri kalitesindeki bu hızlı gelişmelere ayak uyduramamıştır. Dolayısıyla bu modellerle işlenmiş verilerin ürünü olan bilimsel çalışmaların sonuçlarına şu an için ihtiyatlı yaklaşılmaktadır. Sorun, kullanılmakta olan modellerin içerdikleri "Yıldız Tayfı Kütüphaneleri"nin, kapsadıkları dalgaboyu ve tayf türü aralıklarının kısıtlı olması ve tayfsal çözünürlüklerinin düşük olmasından kaynaklanmaktadır.

Şu anda yaygın olarak kullanılmakta olan kütüphanelerden Lick-IDS (IDS: Image Dissector Scanner) tayfsal veri seti ~9Å FWHM çözünürlüğe sahip, □□ 4100-6300 Å dalgaboyu aralığındaki 500 adet yıldıza ait görsel bölge tayflarından oluşmaktadır (Faber vd. 1985, Gorgas vd. 1993, Worthey vd. 1994, Trager vd.

2000). Ancak bu kütüphanenin, yıldız çeşitliliğinin yanı sıra teknik açıdan da çok sayıda eksiği bulunmaktadır: Veri setinde yer alan tayflar 1970'lerde, önemli ölçüde doğrusallıktan sapmış algılayıcılarla gözlenmiştir, dolayısıyla tayf kaliteleri çok yüksek değildir (bkz. Worthey 1994). Bu tayfların sinyal-gürültü oranı göreli olarak düşük olup tayfsal çözünürlük dalgaboyu ile değişmektedir (Worthey & Ottaviani 1997) ve akı ayarı (kalibrasyonu) yapılmamıştır. Ayrıca, Lick-IDS kütüphanesi her yıldıza ilişkin tayfı bir bütün olarak ele almak yerine sadece kuvvetli çizgilerin komşuluklarındaki sürekliliklerine göre çizgi şiddetlerini, "çizgi insileri" ile vermektedir. Bu yaklaşım daha zayıf çizgilerde saklı olan önemli ölçüdeki bilginin kaybolması anlamına gelmektedir. Bu yıldızlara ait çizgi şiddetleri, galaksilerin çizgi şiddetleri ile karşılaştırılmak istendiğinde, çok zaman alıcı deneysel düzeltmeler yapılması gerekmektedir. Sonuç olarak Lick-IDS verileri, alındığı zamanlarda ihtiyaçlara cevap verebilirken günümüzde elde edilen yüksek kalitedeki galaksi gözlemlerini temsil etmede yetersiz kalmaktadır ve özellikle galaksi evrimi çalışmalarında kullanmaya artık uygun değildir. Bu nedenlerden dolayı yakın zamanda, "Yıldız Popülasyon Sentezi" çalışmalarında kullanılmak üzere güncellenmiş yıldız tayfı kütüphanelerine şiddetle ihtiyaç doğmuştur.

Kütüphanelerin güncellenmesi ve sentez modellerine entegrasyonu anlamında ilk somut adım Jones (1997) tarafından atılmıştır. Görsel bölgenin □□3856-4476Å ve 4795-5465Å aralığında 1.8Å FWHM çözünürlükle elde ettiği 550 adet çeşitli türdeki yıldızın tayfı ile yeni bir sentez kodu üretmiştir. Kesikli olamayan bir tayfın elde olması sayesinde sadece yapıların tanımını ve yanbant değerlerini değiştirmekle yeni çizgi indislerinin tanımlanabilmesi kolaylığını getirmiştir. Şu an için Lick indisleri yerine Jones (1997) tayfları ile galaksi verilerini modelleme daha iyi bir sonuç veriyor olsa da kütüphane içeriği olarak bakıldığında halen bir eksiklik vardır. Bu tayflara ilişkin akı ayarlama (flux calibration) kontrolleri yapıldığında, hata düzeyinin %10 larda olduğu görülmüştür. Bunun ötesinde verinin kapsadığı dalgaboyu aralığının kısıtlı olması, uyum işlemleri için kullanılabilecek tayfsal çizgi sayısının az olmasına neden olmaktadır. Ayrıca Jones (1997) verileri içerdikleri yıldız türü çeşitliliği açısından ele alındığında, olası tüm popülasyonları tam olarak modelleyebilmekten uzaktır. Bir örnek vermek gerekirse, metalce fakir yıldızlar ([Fe/H]<-1) hemen hemen yok denecek kadar azdır.

Güncelleme konusunda Jones'u takip eden diğer bir somut girişim ise bu bildiride aktarılan çalışmayı da sürdüren grup tarafından, Ca II tripletini içine alan kırmızıöte bölgesinde gerçekleştirilmiştir. Nottingham Üniversitesi Astrofizik Grubu ve Complutense de Madrid Üniversitesi işbirliği ile oluşan bu grup, değişik türden teleskoplar kullanılarak 8348Å-9020Å (kırmızıöte CaII tripletini kapsayan) dalgaboyu aralığında 1.5Å (FWHM) çözünürlükle 706 adet yıldızın tayfı gözlenmiştir. Bu veri indirgenmiş ve yayınlanmış olup (Cenarro vd. 2001a, 2001b, 2002), ilgili yıldız popülasyonu modellerine kütüphane olarak ilave edilmiş durumdadır (Vazdekis vd. 2002). Böylelikle "Yıldız Tayfı Kütüphaneleri"nin güncellenmesi adına önemli bir adım atılmış oldu. Bu kütüphane, ilgili verileri ve uygulama programları ile, aşağıdaki WEB adresi aracılığı ile herkesin kullanımına açılmıştır:

http://www.nottingham.ac.uk/~ppzrfp/catriplet/index.html

Grubumuz yukarıda bahsedilen ilk girişim sonrasında, "Yıldız Tayfı Kütüphane"lerinin optik dalga boylarında da güncellenmesi için 2000 yılı Temmuz ayında ikinci bir proje başlatılmıştır. Bu bildiriye de konu olan bu proje çerçevesinde LaPalma Gözlemevi INT (Isaac Newton Telescope) teleskobu ve buna bağlı IDS (Intermediate Dispersion Spectrograph) tayfçekeri ile 4 gözlem dönemi boyunca (Temmuz 2000 - 6 gece, Aralık 2000 - 6 gece, Temmuz 2001 - 10 gece, Ocak 2002 – 4 gece) kütüphaneye dahil edilmesi düşünülen 1075 adet yıldızın, 3500Å-7500Å dalgaboyu aralığında, 1.8Å (FWHM) çözünürlükle tayfları elde edilmiştir. Bu kütüphanenin daha geniş tayfsal aralık ve daha iyi akı ayarı olanakları sunmasının yanı sıra, önceki kütüphanelere oranla yıldız türlerinde daha fazla çeşitlilik göstermesi gibi önemli bir avantajı bulunmaktadır. Bu yeni kütüphane, önceki emsallerine göre çok daha geniş sıcaklık (O-M tayf türü aralığında), yüzey çekim ivmesi (Alt Cüceler-Süperdevler) ve metal bolluğu aralığına dağılmış yıldızları içermektedir. Bu bildiride ağırlıklı olarak, kütüphane için seçilmiş yıldızların güvenilir temel atmosferik parametrelerinin (T_{eff}, Log g, [Fe/H]) nasıl belirlendiği üzerinde durulacaktır.

2. Gözlemler ve Alt Çalışma Başlıkları

Proje gözlemleri INT teleskobuna bağlı IDS tayfçekerinin 235 mm'lik kamerası, R632V kırınım ağı ve 2048x4096 pixel formatlı EEV10 CCD algılayıcısı ile elde edilmiştir. İlgili kırınım ağının CCD algılayıcısı üzerinde oluşturduğu toplam dalgaboyu penceresi 2050Å dur. Bu nedenle her yıldız için, sonradan birleştirilmek

üzere, kırınım ağının açısı değiştirilerek i) Mavi Bölgede: 3500-5500 Å ve ii) Kırmızı Bölge: 5450-7500 Å olmak üzere iki farklı dalga boyu aralığında, 0.75 yaysn. genişlikli yarıkla tayfları çekilmiştir. Bu tayfların yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) çözünürlükleri 1.8Å dür. Ayrıca, her yıldız için mavi ve kırmızı bölge tayflarının hatasız olarak birleştirilebilmesi (akı kalibrasyonu) amacıyla R300V kırınım ağı ve 6 yaysn. yarık genişliği kullanılarak daha düşük çözünürlükte tayfları alınmıştır. 4 gözlem dönemi boyunca gözlenen yıldızların toplam sayısı 1075 adettir ve bunların 144 adedi küme, 931 adedi ise alan yıldızıdır. Yine 1075 adet yıldızın 477 adedi cüce, 598 adedi ise dev yıldızdır.

teleskobunda farklı iki küme üyesi 40 erken tür galaksinin yüksek sinyal/gürültü oranlı tayfları elde edilmiştir. Yeni gözlenen yıldız kütüphanesi ile güncellenmiş popülasyon modelleri bu gözlemlere uygulanarak galaksilerin genel yaşları, ait oldukları küme içerisinde gösterdikleri yaş dağılımları ve metal bolluğu dağılımları analiz edilecektir. Bu analiz sonuçları ilgili küme üyesi galaksiler için birleştirilerek, kümelerin ne zaman oluştukları ve nasıl evrimleştikleri de incelenecektir.

3. Kütüphane Yıldızlarının Atmosferik Parametrelerinin Belirlenmesi:

Çizelge 1. Proje alt çalışma başlıkları ve sorumluları

	Alt Çalışma Başlığı	Sorumlusu	İndirgeme ve Analiz Araçları	İşlenecek Nesne sayısı
1	Temmuz 2000 gözlemlerinin indirgenmesi	J. Jimenez (Kapteyn Inst.) R. Peletier (Nott. Üniv.)	IRAF REDUCEME *	200 yıldız
2	Aralık 2000 gözlemlerinin indirgenmesi	R. Peletier (Nott. Üniv.) J. Jimenez (Kapteyn Inst.)	IRAF REDUCEME *	300 yıldız
3	Temmuz 2001 gözlemlerinin indirgenmesi	J. Gorgas (UCM Üniv.) P. Sanchez (UCM Üniv.)	IRAF REDUCEME *	410 yıldız
4	Ocak 2002 gözlemlerinin indirgenmesi	J. Gorgas (UCM Üniv.) P. Sanchez (UCM Üniv.)	IRAF REDUCEME *	165 yıldız
5	Kütüphane yıldızlarının atmosferik parametrelerinin belirlenmesi (T_{eff}, Log g, [Fe/H])	S. Selam (Ankara Üniv.)	ADS, CDS veri tabanları, İstatistik Analiz Paketleri	1075 yıldız
6	Yıldız kütüphanesinin modellere entegrasyonu (Fitting Functions)	A. Vazdekis (IAC) N. Cardinel (UCM Üniv.)	Fortran ve C Programlama	1075 yıldız
7	Güncellenmiş modellerle uygulama	Tüm Grup Elemanları	Güncellenmiş Model Programları	40 galaksi

* REDUCEME → http://www.ucm.es/info/Astrof/reduceme/reduceme.html

Projenin oldukça kapsamlı ve değişik aşamalarında çok miktarda gözlemsel verinin farklı analiz metodları ile incelenmesini gerektirdiği dikkate alınarak, proje çalışanları arasında bir görev bölümü yapılmıştır. Buna göre proje alt çalışma başlıkları ve sorumluları Çizelge. 1 de özetlendiği şekilde oluşmuştur. İlk üç alt çalışma başlığı altında 910 yıldızın tayfsal gözlemlerinin indirgenmesi sonuçlanmıştır. Dördüncü başlık altında verilen Ocak 2002 gözlemlerinin indirgenmesi sonuçlanmak üzeredir. Beşinci alt başlık altında tanımlanan ve gözlenmiş kütüphane yıldızlarının atmosferik parametrelerinin (T_{eff}, Log g, [Fe/H]) belirlenmesine ilişkin çalışmaya ait, veri tabanı taramaları ve analizleri tamamlanmıştır. Bu alt başlık ile ilgili kullanılan yöntem ve bulgular bu bildiri metninin bir sonraki bölümünde detaylandırılacaktır. Altıncı ve yedinci alt başlık altında yer alan çalışmalar ilk beş aşamanın tamamlanmış olmasını gerektirmektedir ve dolayısıyla henüz çalışmalarına başlanmamıştır. Yedinci aşama için 2000 yılı içerisinde ESO-NTT

"Yıldız popülasyonu sentezi" modelleri temel olarak, gözlenmiş örnek yıldız tayflarından uygun bir bileşim ile sentetik bileşik tayf üreten ve bunları bir galaksinin gözlenmiş tayfı ile karşılaştırarak, galaksinin yıldız çeşitliliği hakkında bilgiler veren yöntemlerdir. Dolayısıyla bu modeller, tüm tayf türü ve ışınım sınıfı aralığını kapsayacak şekilde gözlenmiş örnek yıldız tayfları içeren geniş bir kütüphaneye ve bu kütüphane üyesi yıldızların hassas ve homojen olarak belirlenmiş temel atmosferik parametrelerine (T_{eff}, Log g, [Fe/H]) ihtiyaç duymaktadır. Bugüne kadar galaksilerin bileşik tayflarını modelleme kullanılan yıldız kütüphanelerinin üyeleri için atmosferik parametreler, homojen bir sistem altında olduklarına bakılmaksızın, literatürden toplanmış ve kaba ortalamaları alınmış veya en son yayınlanan değerleri kullanılmıştır. Bu durum modelleme sonucu elde edilen parametrelerin hata düzeylerine olumsuz yönde bir etki yapmakta ve çalışmanın güvenirlik düzeyini

düşürmektedir. Bu çalışmada temel amaç bu olumsuzluğu ortadan kaldıracak şekilde, gözlenen kütüphane yıldızları için yeni ve homojen bir sistemde atmosferik parametrelerin belirlenmesidir.

Bu amaçla literatürden elde edilen atmosferik parametrelerin homojen bir sisteme kalibrasyonu sırasında Cenarro vd.'nin (2001b) Ca II triplet kütüphanesi yıldızları için uyguladıkları yöntem izlenmiştir. Bu yöntem gereği öncelikle, literatürden çok sayıda yıldızın temel atmosferik parametrelerini (etkin sıcaklık T_{eff}, yüzey çekim ivmesi Log g ve göreli metal bolluğu [Fe/H]) içeren geniş bir derleme yapılmıştır. Bu derleme 718 adet yayınlanmış çalışmadan 3338 adet yıldızın 22704 adet parametre setini içermektedir ve büyük çoğunluğu CDS* astronomi veri tabanından çıkarılmıştır. CDS de yer almayan veriler ise ADS** veri tabanı yoluyla orijinal kaynaklarına ulaşılarak elde edilmiştir (Literatür taraması Eylül 2001 sonuna kadar yayınlanan çalışmalarla sınırlandırılmıştır). Bu derlemenin ana çatısını Cayrel de Strobel vd. (1997) ve Cayrel de Strobel vd.'nin (2001) atmosferik parametre katalogları oluşturmaktadır. Cennaro vd.'nin (2001b) atmosferik parametre kalibrasyon metodu alan ve küme yıldızları için ayrı bir yapıya sahiptir ve ayrı başlıklar altında incelenecektir.

3.1 Alan Yıldızları için Atmosferik Parametrelerin Hesabı:

Cennaro vd.'nin (2001b) atmosferik parametre kalibrasyon metoduna göre, yapılan derleme içerisinden, atmosferik parametreleri homojen bir sistemde elde edilmiş çok fazla sayıda ve çeşitte yıldız içeren bir kaynak, temel referans sistemi olarak seçilmektedir. Diğer kaynakların bulguları ise bu referans sistemi üzerine kalibre edilerek sonuç atmosferik parametreler hesaplanmaktadır. Bu çalışmada yukarıda bahsedilen ölçütlere uyan Soubiran vd.'nin (1998, SKC) çalışması temel referans sistemi olarak seçilmiştir. SKC'nin çalışması, aynı teleskop ve algılayıcı ile elde edilmiş 211 adet soğuk yıldızın yüksek ayırma güçlü Echelle tayflarından belirlenmiş güvenilir atmosferik parametrelerini içermektedir ve geniş bir çekim ivmesi ve metal bolluğu aralığını taramaktadır. SKC'nin yıldızları $4000 < T_{eff} < 6300$ sıcaklık aralığına dağılmaktadır. Bu nedenle yapılacak kalibrasyonlar da bu aralıkta geçerli olmaktadır. Buna göre kütüphanemizin SKC ile ortak olan yıldızlarının (190 adet) atmosferik parametrelerinin doğrudan SKC'den alınacağı açıktır.

Kütüphanemizin SKC ile ortak olmayan ancak derleme içerisindeki diğer kaynaklarda yer alan yıldızlarının SKC sistemine kalibrasyonu ise şöyle yapılmaktadır: Öncelikle kütüphane yıldızlarımızı içeren ve SKC ile en az 25 adet ortak yıldızı olan kaynaklar seçilmektedir. SKC ile seçilen bu kaynağın ortak yıldızlarının her üç atmosferik parametresi için karşılaştırma yapılarak aralarında doğrusal veya offset bir ilişkinin var olup olmadığına, eğer varsa bu ilişkinin istatistik olarak anlamlı olup olmadığına bakılmaktadır. Buna göre;

p : herhangi bir kaynakta yer alan atmosferik parametre

p_{ref} : referans sisteminde yer alan atmosferik parametre (başlangıçta SKC'deki)

olmak üzere

Doğrusal ilişki : $p = A + Bp_{ref}$ (i)

Offset ilişki : $p = A + p_{ref}$ (ii)

bağıntılarından her ilişki için A ve B katsayıları hataları ile beraber bulunur. Öncelikle (i) bağıntısından elde edilen B eğiminin 1 değerinden önemli ölçüde (α=0.1 güvenirlik düzeyinde) sapma gösterip göstermediği istatistiksel t-test ile kontrol edilir. Eğer B eğim değeri istatistiksel olarak anlamlı ise seçilen kaynak için düzeltilmiş atmosferik parametre değeri p^*

$$p^* = (p - A) / B \qquad \text{(iii)}$$

bağıntısı ile SKC sistemine kalibre edilerek bulunur. Eğer B eğim değeri istatistiksel olarak anlamlı değilse, izlenen yol aynen (ii) bağıntısından elde edilen A offset terimi için tekrarlanır (burada α=0.1 güvenirlik düzeyinde A offset değerinin 0 dan olan sapması t-test ile kontrol edilmektedir) ve A offset değeri istatistiksel olarak anlamlı ise düzeltilmiş atmosferik parametre değeri p^*

$$p^* = p - A \qquad \text{(iv)}$$

bağıntısı ile SKC sistemine kalibre edilir. Eğer A offset katsayısı da istatistiksel olarak anlamlı değilse bu durumda incelenen kaynağa ait atmosferik parametreler zaten SKC sistemindedir ve sonuç parametre değeri kaynağın orijinal değerine eşit olmaktadır ($p^* = p$).

Yukarıda tarif edilen yöntemle çok sayıda kaynağa ait ve SKC de yer almayan yıldızın düzeltilmiş (SKC sistemine kalibre edilmiş) atmosferik parametresi hesaplanmış olur. Böylelikle bu veri seti içinden kütüphanemize ait yıldızların parametreleri seçilerek

$$P = \frac{\sum_{i=1}^{N} p_i^* / \sigma_i^2}{\sum_{i=1}^{N} 1 / \sigma_i^2} \qquad \text{(v)}$$

* CDS: Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (SIMBAD), http://cdsweb.u-strasbg.fr

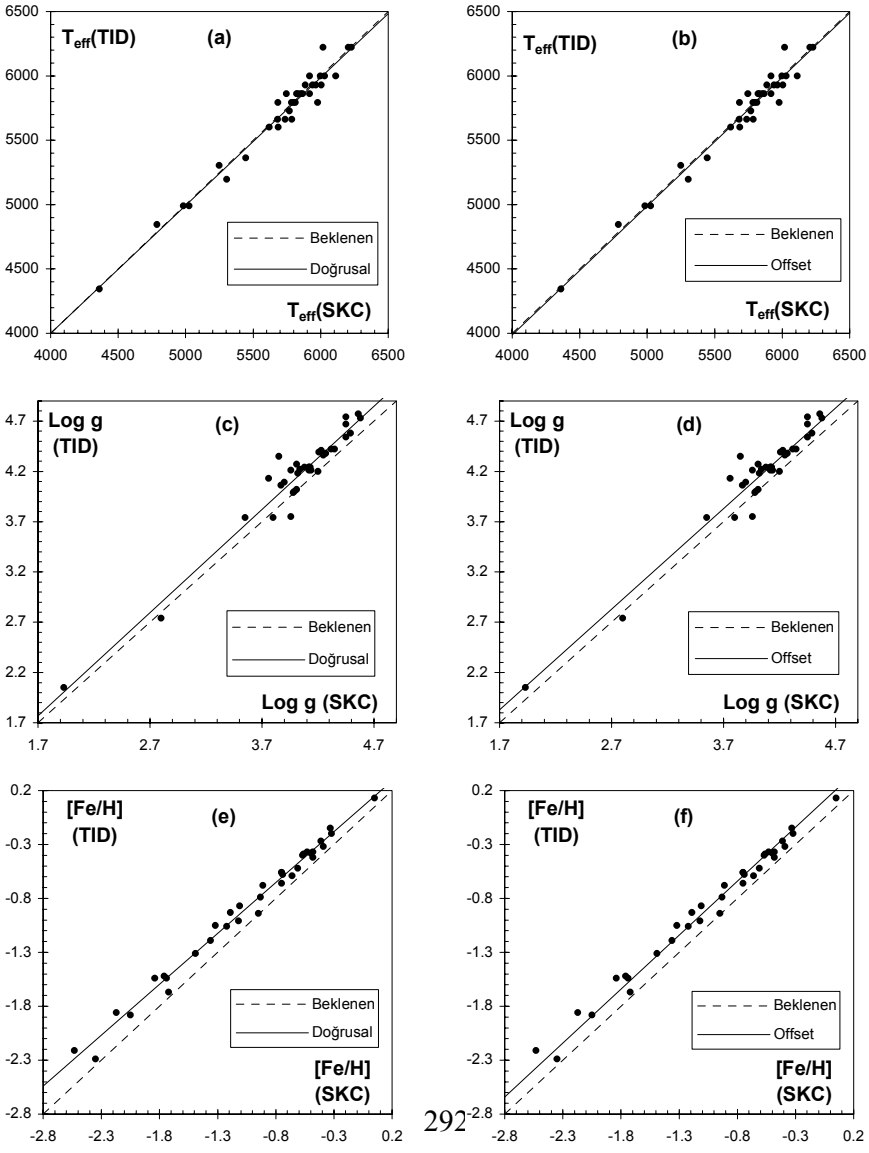
** ADS: Astrophysics Data System, http://adsabs.harvard.edu

bağıntısından hata ağırlıklı ortalamaları alınarak sonuç atmosferik parametreleri elde edilir. Burada p_i* kütüphane yıldızının farklı kaynaklarda yer alan ve SKC sistemine kalibre edilmiş parametre değerleri, σ_i ise ilgili kaynağın (i) veya (ii) bağıntısı yardımıyla referans sistemi ile karşılaştırılması sırasında elde edilen standart sapma değeridir. Bir örnek olarak Thevenin ve Idiart (1999, TID)'da verilen atmosferik parametrelerin SKC sistemine kalibrasyonu Şekil.1(abcdef)'de gösterilmiştir. Bu kaynağın SKC ile 35 adet ortak yıldızı bulunmaktadır. Şekil.1 a ve b den de görüleceği üzere T_{eff} değerleri SKC sistemindedir ve düzeltme gerektirmemektedir. Şekil.1 c ve d den anlaşıldığı gibi Log g parametreleri SKC sisteminden hem doğrusal hem de offset olarak sapmalar göstermektedir. Yapılan t-test sonucu doğrusal sapma eğiminin istatistik olarak anlamlı olmadığı buna karşılık offset sapmanın istatistik olarak anlamlı olduğu görülmüştür ve TID kaynağına ait Log g parametreleri offset sapma için düzeltilmiştir. Şekil.1 e ve f de görülen [Fe/H] kalibrasyonlarında ise her iki sapmanın da istatistiksel olarak anlamlı olduğu görülmüştür. Bu durumda B eğim ve A offset değerleri için sırası ile

$$S_B = (B - 1) / Err (B) \text{ ve}$$
$$S_A = (A-0) / Err (A) \qquad \text{(vi)}$$

şeklinde tanımlanan "S - önem derecesi (significance)" parametresi hangisi için büyük ise ilgili düzeltme dikkate alınmalıdır. TID örneğinde A offset değeri için hesaplanan S_A önem derecesi daha yüksektir ve dolayısıyla [Fe/H] parametrelerine offset düzeltmesi uygulanmıştır.

Bu şekilde SKC sistemine taşınmış olan farklı kaynaklara ait yıldızların oluşturduğu düzeltilmiş parametre seti (RF1) SKC'nin parametre seti ile birleştirilerek yeni ve daha geniş tabanlı bir referans sistemi elde edilir (SKC+RF1). Böylelikle, başlangıçta SKC ile yeterli sayıda ortak yıldızı bulunmayan bazı kaynakların da kalibrasyonu mümkün olmaktadır. Buna göre



Şekil.1 Thevenin ve Idiart, 1999 (TID) atmosferik parametrelerinin SKC sistemine kalibrasyonu

geriye kalan kaynaklar için bu defa SKC+RF1 referans sistemi olmak üzere yukarıda tarif edilen yöntem aynen uygulanmıştır. Geriye kalan kaynaklardaki yıldız sayısı göreli olarak daha az olduğundan, bu aşamada referans sistemi ile ortak yıldız sayısı şartı 15'e indirilmiştir. Böylelikle SKC sistemine taşınmış ikincil bir düzeltilmiş parametre setine (RF2) ulaşılmış olur. Bu set içerisinden yine yukarıda tarif edilen yöntemle bir miktar daha kütüphane yıldızının hata ağırlıklı ortalamaları alınarak sonuç atmosferik parametreleri elde edilmiştir. Bu çalışmada kalibre edilen tüm kaynaklar için Tablo.2'de, K kaynak kodu (yazar kısaltması ve ADS BibCode), N referans sistemi ile ortak yıldız sayıları, F uygulanan düzeltme türü (d: doğrusal, o: offset, n: düzeltmesiz), S temel alınan referans sistemi (1: SKC, 2: SKC+RF1), □: uygulanan fit için standart sapma, A ve B katsayıları ve R: ilgili parametre için geçerlilik aralığı listelenmiştir. Kütüphanemizde bulunan alan yıldızlarının yaklaşık % 60'ının sonuç atmosferik parametreleri bu kalibrasyonlarla elde edilmiştir.

SKC ve kalibre edilmiş RF1 ve RF2 de yer almayan kütüphane yıldızlarının atmosferik parametreleri ise literatürden elde edilen derleme içerisinden aritmetik ortalamalar alınarak hesaplanmıştır. Bu yolla elde edilen atmosferik parametrelerin güvenirlik derecesinin, kalibre edilmiş parametrelere oranla daha düşük olduğu açıktır. Literatürde yer alan T_{eff} sıcaklık hesaplama metodları genel olarak sıcak, orta ve soğuk yıldızlar için farklı hata dağılımları göstermektedir. Bu nedenle kalibre edilmemiş kaynaklar için aşağıda listelenen 3 ayrı kategori oluşturulmuştur:

Orta sıcaklıktaki yıldızlar:		4000
$<T_{eff} <$ 6300K	(RF3)	
Sıcak yıldızlar:	$T_{eff} \geq$ 6300K	(RF4)
Soğuk yıldızlar:	$T_{eff} \leq$ 4000K	(RF5)

Son olarak, literatürde hiç verisi bulunmayan kütüphane yıldızları için literatürden elde edilen tayf türü ve ışınım sınıfı bilgisi kullanılarak Lang'in (1991) atmosferik veri tablolarından T_{eff} ve Log g parametreleri belirlenmiştir. Parametreleri bu yolla belirlenen yıldızlar ise RF6 olarak kodlanmıştır.

3.2 Küme Yıldızları için Atmosferik Parametrelerin Hesabı:

Küme yıldızları için atmosferik parametrelerin belirlenmesinde daha dolaylı yöntemler kullanılmaktadır. Bu nedenle literatürden elde edilecek verilerde güvenirlik düzeyinin yüksek olması ve yakın tarihte elde edilmiş olması ön planda tutulmuştur.

Küresel kümeler için [Fe/H] metal bolluğu ölçeği Carretta ve Gratton'dan (1997, CG97) alınmıştır. CG97'nin güvenirlik düzeyi ve bu çalışma için [Fe/H] metal bolluğu ölçeği kaynağı olarak tercih edilmesinin nedenleri için bakınız Cenarro vd. (2001b). Açık kümeler için metal bolluğu ölçeği ise Friel (1995)'den alınmıştır. Bir küme için ele alınan [Fe/H] metal bolluğu

Tablo.2 Farklı kaynakların kalibrasyon parametreleri (tablo başlıkları için metne bakınız.)

	Teff							Log g							[Fe/H]						
K	N	F	S	σ	A	B	R	N	F	S	σ	A	B	R	N	F	S	σ	A	B	R
AAM, 1996A&AS..117..227A	67	n	1	98	0	1	4300, 6400	-	-	-	-	-	-	-	68	d	1	0.22	-0.006	1.065	-3.0, +0.4
AFG, 1994A&A...291..895A	30	n	1	124	0	1	5600, 6400	30	n	1	0.27	0	1	2.5, 4.8	30	d	1	0.13	-0.120	0.858	-2.5, -0.4
BAL, 1990ApJ...354..310B	21	n	2	100	0	1	6000, 6400	23	n	2	0.07	2.560	0.391	3.9, 4.3	23	o	2	0.10	-0.067	1	-0.7, +0.3
BKP, 1990AJ....100..849B	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	27	d	1	0.21	-0.324	0.829	-3.1, -1.0
BLL, 1994A&A…282..899B	44	d	2	75	-175.5	1.0440	3900, 6400	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
BSL, 1989ApJS...71..293B	39	d	1	66	396.5	0.9118	4000, 5100	39	n	1	0.19	0	1	1.4, 3.9	39	n	1	0.19	0	1	-0.8, +0.5
CGC, 2000ApJ...533..215C	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	27	o	2	0.10	0.129	1	-2.4, -1.0
CLL, 1994AJ....107.2240C	40	n	1	76	0	1	4600, 6300	-	-	-	-	-	-	-	41	d	1	0.10	0.029	1.070	-2.7, +0.2
CNZ, 2000A&AS..141..491C	18	n	2	92	0	1	5700, 6500	17	d	2	0.08	2.283	0.467	3.9, 4.5	17	d	2	0.06	-0.081	0.843	-1.2, +0.0
EAG, 1993A&A...275..101E	36	o	1	60	39.9	1	5650, 6350	36	o	1	0.12	0.042	1	3.9, 4.6	36	d	1	0.05	-0.047	0.925	-1.1, +0.2
FLB, 2000AJ....120.1841F	61	n	1	114	0	1	4200, 6400	61	n	1	0.25	0	1	0.5, 4.9	61	o	1	0.14	0.100	1	-3.0, -0.3
GCC, 1996A&A...314..191G	65	d	1	86	-178.8	1.0397	4100, 6500	65	d	1	0.24	-0.200	1.077	0.0, 5.2	65	d	1	0.10	-0.002	0.947	-3.0, +0.2
GRJ, 1991PASP..103..439G	28	d	2	115	835.8	0.8637	5100, 6300	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
GRS, 1987A&A...178..179G	25	n	1	116	0	1	3800, 6100	24	o	1	0.30	0.139	1	0.7, 4.5	25	n	1	0.18	0	1	-2.4, +0.2
HEA, 1974A&A....34..263H	26	d	2	65	811.0	0.8529	5100, 6200	23	n	2	0.18	0	1	3.8, 4.6	23	o	2	0.18	-0.066	1	-1.1, +0.4
JON, 1997PhDT(Jones)	47	d	2	67	-291.4	1.0604	4200, 5300	-	-	-	-	-	-	-	49	o	2	0.13	-0.056	1	-0.5, +0.3
KNK, 1997A&AS..122....51K	-	-	-	-	-	-	-	28	o	1	0.14	0.075	1	4.0, 4.7	32	d	1	0.09	-0.036	0.911	-2.1, +0.2
LAI, 1985ApJS...57..389L	53	o	2	71	-51.1	1	4700, 6400	48	d	2	0.32	2.038	0.520	3.4, 4.6	51	o	2	0.16	-0.051	1	-2.5, +0.5
LBO, 1985ApJ...292..559L	-	-	-	-	-	-	-	16	n	2	0.39	0	1	0.0, 4.0	24	o	2	0.12	0.093	1	-2.7, -0.6
LCH, 1995AJ....110.2968L	38	o	2	62	-72.9	1	3900, 5000	38	o	2	0.37	-0.527	1	0.2, 2.8	35	d	2	0.15	-0.058	0.665	-0.5, +0.2
LUB, 1983ApJ...271L..75L	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	22	d	2	0.12	-0.016	0.945	-2.8, -0.6
MAS, 1995BICDS..47...13M	38	d	1	83	2852.0	0.5450	5900, 6300	38	o	1	0.40	0.247	1	3.8, 5.0	39	d	1	0.12	-0.040	0.630	-1.0, +0.2
MCW, 1990ApJS...74.1075M	62	n	1	86	0	1	3900, 5900	62	o	1	0.21	0.233	1	1.6, 4.2	62	o	1	0.09	-0.062	1	-0.7, +0.2
NHS, 1997ESASP.402..225N	22	n	2	96	0	1	4700, 6300	18	d	2	0.25	1.740	0.609	3.7, 4.7	22	d	2	0.13	-0.089	0.885	-2.5, -1.0
PET, 1981ApJ...244..989P	26	o	2	106	-83.7	1	4500, 6400	-	-	-	-	-	-	-	26	d	2	0.12	0.014	1.058	-3.5, -0.5
PSB, 1993ApJ...407..699P	26	d	1	101	517.7	0.9042	4300, 6000	-	-	-	-	-	-	-	26	n	1	0.11	0	1	-3.2, -0.7
PSK, 1996AJ....111.1689P	26	d	2	100	-404.6	1.0910	4200, 5300	25	n	2	0.25	0	1	0.2, 3.0	29	o	2	0.14	-0.033	1	-3.1, -0.9
RMB, 1988A&A...192..192R	25	o	2	80	-77.1	1	5200, 6150	-	-	-	-	-	-	-	25	o	2	0.16	-0.064	1	-2.5, -0.7
SIC, 1992ApJS...81..865S	20	d	2	112	-661.1	1.1006	4200, 6300	-	-	-	-	-	-	-	19	n	2	0.15	0	1	-1.8, +0.5
TAY, 1994PASP..106..452T	62	d	1	92	1075.9	0.8166	4800, 6200	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
THE, 1998yCat.3193....0T	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	127	n	1	0.13	0	1	-2.9, +0.4
TID, 1999ApJ...521..753T	35	n	1	75	0	1	4300, 6300	35	o	1	0.13	0.130	1	1.9, 4.8	35	o	1	0.08	0.160	1	-2.6, +0.0
TLL, 1992AJ....104.1568T	22	o	2	82	-67.5	1	4700, 6300	22	d	2	0.21	-0.910	1.210	2.5, 5.1	22	o	2	0.09	-0.114	1	-2.7, -1.3
WOR, 1994ApJS...94..687W	44	n	1	74	0	1	4100, 6100	34	n	1	0.33	0	1	1.0, 4.8	76	o	2	0.14	0.033	1	-2.6, +0.5
WAL, 1962ApJS....6..407W	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	28	d	2	0.19	0.055	0.873	-2.0, +0.4
ZAS, 1996KFNT...12b..20Z	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	46	d	2	0.12	-0.063	0.608	-0.6, +0.1

ölçeğinin, küme üyesi yıldızların tamamını temsil ettiği varsayılmıştır.

Literatürde küme yıldızlarının doğrudan sıcaklık ölçümlerine ilişkin verinin çok az olması nedeni ile, kütüphanemizdeki küme üyesi yıldızların T_{eff} sıcaklıkları çeşitli renk-sıcaklık kalibrasyonları kullanılarak elde edilmiştir. Son yıllarda literatürde metal bolluğu ve çekim ivmesi etkisini de dikkate alan oldukça güvenilir renk-sıcaklık bağıntıları yer almaktadır. Bu çalışmada Alonso vd. (1996) ($4000 \leq T_{eff} \leq 8000$K ve $-2.5 \leq$ [Fe/H] ≤ 0.0 aralığındaki cüce ve altcüceler için) ve Alonso vd. (1999)'nin ($3500 \leq T_{eff} \leq 8000$K ve $-3.0 \leq$ [Fe/H] ≤ 0.5 aralığındaki devler için) kalibrasyon bağıntıları kullanılarak küme üyesi kütüphane yıldızlarının T_{eff} sıcaklıkları hesaplanmıştır. Kalibrasyonlarda kullanılmak üzere kütüphane yıldızlarının B-V renkleri Mermilliod vd. (1997)'den, V-K renkleri ise Gorgas vd. (1993)'den alınmıştır.

Kütüphanemizde yer alan küme yıldızları için Log g değerleri ise temel olarak Gorgas vd. (1993)'den alınmıştır. Gorgas vd. (1993) küme yıldızlarının Log g değerlerini, bu yıldızların HR diyagramı üzerindeki konumlarına teorik evrim yolları fit ederek belirlemişlerdir. Bu verinin güvenirliği konusundaki tartışma için bakınız Cenarro vd. (2001b). Bu kaynakta yer almayan küme yıldızlarımız için Log g değerleri, güvenilir metodlar kullanan (Gorgas vd. (1993)'nin metodlarını kullanan) yakın tarihli literatür verisinden alınmıştır.

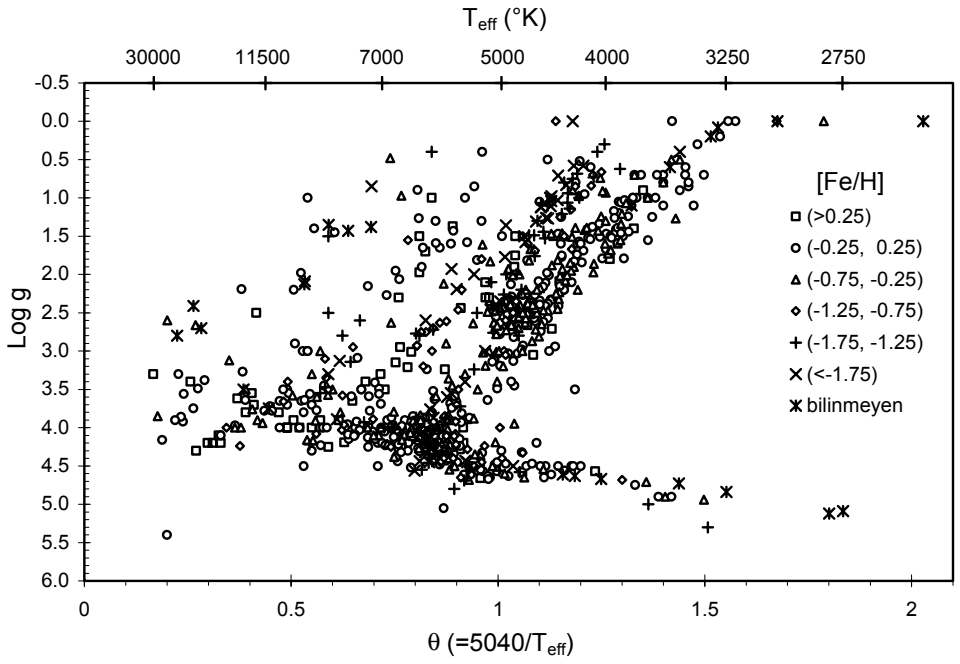
4. Sonuç

"Yıldız Popülasyon Sentezi" modellemeleri için girdi verisi olarak kullanılan temel atmosferik parametrelerdeki belirsizlikler, bileşik tayf için çizgi şiddetleri hesabında ortaya çıkan hataların ana kaynağını teşkil etmektedir. Bu nedenle modellerle entegre edilecek kütüphane yıldızlarının son derece güvenilir temel atmosferik parametrelerine (T_{eff}, Log g, [Fe/H]) ihtiyaç vardır. Bu çalışma ile, yeni gözlemlerle oluşturulan ve farklı türden 1075 adet yıldızı içeren bir yıldız tayfı kütüphanesi oluşturulmuş ve bu yıldızlara ilişkin güvenilir ve homojen atmosferik parametreler hesaplanmıştır. Kapsanan parametre aralıkları;

$$2485 \leq T_{eff} \leq 30274\ ^{o}\mathrm{K}$$
$$0.00 \leq \mathrm{Log\ g} \leq 7.99$$
$$-3.45 \leq [\mathrm{Fe/H}] \leq 1.65$$

ve Şekil.2 de kütüphane yıldızlarımızın tamamı için yer alan sıcaklık-çekim ivmesi diyagramına baklıdığında, parametre uzayında beklenen çeşitliliğin (yıldız çeşitliliği) fazlası ile sağlanmış olduğu inancındayız. Bu çalışmanın ürünü olan görsel bölge yıldız tayfı kütüphanesi, Ca II triplet örneğinde olduğu gibi yakın zamanda INTERNET üzerinden herkesin kullanımına açılacaktır.

Teşekkür: Bu çalışma için, NATO-B2 programı kanalıyla S. O. Selam'a sunduğu maddi destekten dolayı TÜBİTAK-BAYG'na ve sağladıkları güzel çalışma ortamından dolayı



Şekil.2 Kütüphane yıldızları için sıcaklık-çekim ivmesi diyagramı

Nottingham Üniversitesi, Fizik ve Astronomi Okulu'na teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C., 1996, A&A, **313**, 873
Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C., 1999, A&AS, **140**, 261
Carretta E., Gratton R.G., 1997, A&AS, **121**, 95 (CG97)
Cayrel de Strobel G., Soubiran C., Friel E.D., Ralite N., Francois P., 1997, A&AS, **124**, 299
Cayrel de Strobel G., Soubiran C., Ralite N., 2001 A&A, **373**, 159
Cenarro A.J., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R.F., Vazdekis A., Prada F., 2001a, MNRAS, **326**, 959
Cenarro A.J., Gorgas J., Cardiel N., Pedraz S., Peletier R.F., Vazdekis A., 2001b, MNRAS, **326**, 981
Cenarro A.J., Gorgas J., Cardiel N., Vazdekis A., Peletier R.F., 2002, MNRAS, **329**, 863
Faber S.M., Friel E.D., Burnstein D., Gaskell C.M., 1985, ApJS, **57**, 711
Friel E.D., 1995, ARA&A, **33**, 381
Gorgas J., Faber S.M., Burstein D., Gonzalez J.J., Courteau S., Prosser C., 1993, ApJS, **86**, 153
Jones L.A., 1997, Doktora Tezi, Univ. of North Carolina, Chapel Hill
Lang K.R., 1991, Astrophysical Data: Planets and Stars. Springer-Verlag, New York
Mermilliod J.C., Mermilliod M., Hauck B., 1997, A&AS, **124**, 349
Soubrian C., Katz D., Cayrel R., 1998, A&AS, **133**, 221 (SKC)
Thevenin F., Idiart T., 1999, ApJ, **521**, 753 (TID)
Tinsley B.M., 1980, Fundam. Cosmic Phys.,**5**, 287.
Trager S.C., Faber S.M., Worthey G., Gonzalez J.J., 2000, AJ, **119**, 1645
Vazdekis A., Cenarro A.J., Gorgas J., Cardiel N., Peletier R.F., 2002, (hazırlık aşamasında)
Worthey G., 1994, ApJS, **95**, 107
Worthey G., Faber S.M., Gonzalez J.J., Burstein D., 1994, ApJS, **94**, 687
Worthey G., Ottaviani D.L., 1997, ApJS, **111**, 377

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde S-DIMM ile Gündüz Görüş Gözlemleri

Tuncay ÖZIŞIK[1], Tansel AK[2]

[1] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
[2] İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

Gerek gündüz, gerekse gece koşullarında kullanılacak teleskopların kurulacakları gözlemevi yerleşkelerinin seçiminde belirleyici olan ana unsur görüş gözlemlerinin sonuçlarıdır. Halbuki, bilinmektedir ki 20. yüzyılın başlarından 1980'li yılların ortalarına kadar yapılmış görüş gözlemleri, gözlem tekniklerinin içerdikleri hatalar ve gözlem cihazlarının yetersiz duyarlılıkları sebebiyle tatmin edici bir hassasiyete ulaşamamışlardır.

Bir TÜBİTAK Araştırma Projesi çerçevesinde yürütülecek olan çalışmamızda, çağdaş gündüz görüş gözlemlerinde kullanılmak üzere önerilmiş olan ve S-DIMM (**S**olar-**D**ifferential **I**mage **M**otion Monitor) adı verilen gözlem sistemi kurulacaktır. Bu yeni sistemin bilindiği kadarı ile Dünya'daki ilk birkaç uygulamasından biri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) gerçekleştirilecek, araştırma sonucunda TUG yerleşkesinin modern Güneş gözlemlerine uygun olup olmadığı anlaşılacaktır. Gözlem sistemi bazı değişikliklerle gece koşullarında da kullanılabilecektir.

Bu çalışmada astronomik gözlemlerdeki görüş (*seeing*) kavramı üzerinde durulmuş, görüş niteliği belirlenmesinde kullanılan diferansiyel görüntü hareketi ölçüm yöntemi özetlenmiştir. Kurulacak gözlem sistemi tanıtılarak, bir aday yerleşkedeki Güneş gözlemlerinden itibaren verinin analizi ve görüş değerinin belirlenmesinde kullanılan yöntem hakkında bilgi verilmiştir.

1. Giriş

Gözlem yöntemlerinde, gözlem aletlerinde ve görüntü-işlem tekniklerinde dikkate değer ilerlemeler olmasına rağmen, yüksek nitelikli gözlemler yapılmasına izin veren atmosferik koşullara sahip gözlemevi yerleşkelerinin seçimi hâlâ çok önemlidir. Bu sebeple halen yeryüzünün çeşitli yerlerinin astronomik gözleme uygun olup olmadıkları belirlenmekte, mevcut gözlemevi yerleşkeleri de bu bakımdan takip edilmektedir.

Gözlemevi yerleşkelerinin seçiminde çeşitli unsurlar gözönüne alınır. Ulaşım, haberleşme, elektrik enerjisi ve su gibi temel altyapısal unsurlar çok önemli olmakla birlikte, yerleşke seçiminde belirleyici olan esaslar; bulutluluk oranı, açık gün-gece sayısı, rüzgâr şiddeti ve yönü, nemlilik, gün-gece arasındaki sıcaklık farkı gibi atmosferik özelliklerdir. Bu unsurlar aday yerleşkenin bulunduğu iklim kuşağı, zemin malzemesi, deniz seviyesinden yüksekliği, bitki yapısı gibi coğrafi koşullarla bağlantılıdırlar. Görüş niteliğini gündüz koşullarında etkileyen atmosferik olaylar ve zemin yapıları, olumsuz etkilerden korunmak için seçilecek yerleşkelerin temel özellikleri ve gözlemsel parametrelerin ölçümünde kullanılmış yöntemler Kiepenheuer (1963) tarafından ayrıntılı bir şekilde anlatılmıştır. Görece olarak eski kabul edilebilecek bu çalışma, halen geçerliliği ve temel başvuru referansı olarak önemini korumaktadır. Kiepenheuer'e göre Güneş teleskobu yerleşkeleri ikiye ayrılır; günün uzun saatleri boyunca orta düzeyde görüş niteliği sağlayanlar ve kısa süreler için yüksek görüş niteliğine ulaşılabilenler. Günümüzde gelişen gözlem cihazları sayesinde milisaniye mertebesine kadar kısalan poz süreleri gözönüne alındığında, ikinci tür yerleşkelerin seçimde öncelikli oldukları anlaşılmaktadır. Zemin malzemesinin türü ve içerdiği su miktarı, yükseklik, rüzgâr yönleri ve hızı gibi parametreler incelenerek, bir yerleşkede görüş niteliğinin nasıl olacağına dair öngörülerde bulunmak mümkündür. Fakat tecrübeler göstermiştir ki bu tahminler her zaman isabetli olmamakta, görüş niteliğinin düşük çıkması beklenen yerlerde çok yüksek değerlere ulaşılabilmektedir. Bu yüzden, bir aday yerleşkenin astronomik gözleme uygun olup olmadığının anlaşılmasını sağlayan asıl gösterge görüş *(seeing)* değeridir ve bunun için yapılması gereken çalışma, sözkonusu yerleşkede görüş değerinin en azından bir yıllık süreçteki takibidir. Kiepenheuer, atmosferik ve zeminsel etkilerle yerden 20-30 m. yüksekliğe kadar bir bölgede oluşturulan ve görüş niteliğinin bozulmasında ana etkeni teşkil eden süperadyabatik tabakadan kurtulmak için teleskobun zeminden 15-20 m. yükseğe yerleştirilmesini tavsiye etmektedir. Günümüzün modern güneş teleskoplarında da bu yöntem uygulanmaktadır (Rutten 1999).

Ülkemize yüksek ayırma güçlü bir Güneş teleskobu kazandırma faaliyetlerinin yürütüldüğü bu günlerde, bu teleskobun kurulacağı yerleşkenin seçim çalışmalarına bir an önce başlanmalıdır. TUG'un ileriye dönük plânlarında modern bir Güneş teleskobu yeraldığına göre, yerleşkenin Güneş

gözlemlerine uygun olup olmadığı araştırılmalıdır. Bu çalışma, görüş kavramı, temel tanımlar ve yapılmış çalışmaları gözden geçirmekte, aday yerleşkelerde gündüz görüş değerinin tespit edilmesini sağlamak üzere geliştirilecek modern bir gözlem sistemini ve veri indirgeme yöntemini tanımlamaktadır. Sistem bazı değişikliklerle gece koşullarındaki görüş gözlemleri için de kullanılabilecektir.

2. Astronomik Görüş ve İlgili Kavramlar

Atmosferik türbülans, görüntü kalitesini sınırlayan bir unsur olarak yer-temelli gözlemler için önemli bir engeldir ve kırınım indisinde rastgele düzensizlikler yaratarak atmosfer boyunca geçen ışığı temsil eden dalga cephesinde rahatsızlıklara sebep olur. Bu rahatsızlıklar, dalga cephesinin şeklinin bozulması ve cephe boyunca şiddet değişimleri şeklinde ortaya çıkar. Dolayısı ile bir teleskobun odak düzleminde oluşan görüntü, optik sistemdeki kusurların yanında, büyük oranda atmosfer tarafından üretilmiş bu bozulmaları da içerir. Görüş, bir astronomik gözlem sırasında atmosferik yapı ve çevre koşullarının tayin ettiği pratik ayırma gücünü gösteren nicel bir parametredir. Bu parametre, bir yıldızın uzun poz süresi ile alınmış görüntüsüne ait şiddet profili (PSF) ile de tanımlanabilir. Görüş, kısa süreli görüntü genişlemesi (*blurring*) ve görüntü hareketini (*image motion*) içerir. Bir yerleşkenin astronomik gözleme uygunluğunun nicel olarak ifade edilmesinde kullanılır ve birimi yay saniyesidir (″). Literatürde bu kavramın yerine zaman zaman Görüş Niteliği *(seeing quality)* veya Görüntü Niteliği *(image quality)* kavramları da kullanılmaktadır. Görüş çalışmalarında sık rastlanan bir diğer kavram olan *Görüntü Hareketi* ise atmosfer boyunca çeşitli etkilerle ortamın kırılma indisinin sürekli değişmesi sonucu oluşur. Kırılma indisindeki bu değişimlerin tipik frekansı 100 Hz civarındadır. Bunun sonucu, görüntü çok kısa sürelerde titreşimlerde bulunur. Yay saniyesi olarak ifade edilen bu titreşimler bir poz süresi boyunca algılayıcı üzerinde (film, CCD gibi) birikerek görüntünün bozulmasına yol açarlar. Ayırma Gücü, bir teleskobun birbirine ne kadar yakın iki nokta ışık kaynağını birbirinden ayrı olarak gösterebileceğini ifade eder ve birimi yine yay saniyesidir. Görüş çalışmalarında görüş niteliğini ifade etmekte de kullanılan Fried Parametresi (r_0), hangi çapta bir teleskopla gözlem yapılırsa yapılsın, görüş niteliğinin izin verdiği kuramsal ayırma gücüne karşılık gelen teleskop açıklığını gösterir. Örneğin bir gözlem sırasındaki Fried parametresi 10 cm ise, kullanılan teleskopun çapı bundan ne kadar büyük olursa olsun, ancak 10 cm çapında bir teleskobun sağlayabileceği ayırma gücü (~1″) ile gözlem yapılmış demektir. Dolayısı ile, Fried parametresinden itibaren hesaplanan ayırma gücü, bize doğrudan doğruya görüş değerini vermektedir.

Şiddet değişimlerinin görüntü niteliğini nasıl etkiledikleri çok iyi bilinmese de, dalga cephesinin şeklinde meydana gelen bozulmaların görüntü niteliğini olumsuz şekilde etkilediği açıktır (Fried, 1966a). Görüş niteliğinin atmosferik etkenlere bağlılık düzeyi ve görüş niteliğinin belirlenmesinde kullanılacak parametreler, Fried (1965, 1966a, 1966b, 1975, 1978) tarafından ayrıntılı bir şekilde araştırılmış ve tartışılmıştır.

1913'den bu yana görüş niteliğinin belirlenmesinde görüntü hareketinin görsel, fotoğrafik ve fotoelektrik ölçümleri kullanılmıştır. Bunun yanısıra, Güneş'e ait granülasyon görüntülerindeki kontrastın kullanıldığı (Ricort ve ark., 1982) veya ardışık görüntüler arasında korelasyon analizi ile görüş kalitesinin tespit edildiği çalışmalar da yapılmıştır (Darvann, 1987). Martin (1987) görüş niteliğinin belirlenmesinde yeterince kısa poz sürelerindeki görüntü hareketinin uygun bir ölçü olduğunu bir kez daha ortaya koymuştur. Martin'den önceki ve sonraki deneysel çalışmalarda da görüş niteliğinin tespiti için kullanılan esas parametrenin görüntü hareketi olduğu anlaşılmaktadır. Poz süreleri ile ilgili bir çalışmada ise, Soules ve ark. (1996) gözlemlerden itibaren hesaplanması amaçlanan Fried parametresi üzerindeki poz süresi etkilerini incelemiştir. Gece koşullarındaki görüş niteliği gözönüne alınarak yapılmış olmasına rağmen, bu çalışmada görüntü hareketi ölçümlerindeki poz sürelerinin 10 ms'den küçük olması önerilmektedir.

Görüntü hareketinin ölçümüne dayanan gerek eski gerekse yeni yöntemlerin kullanıldığı gece görüş niteliği belirlenmesine yönelik gözlemsel çalışmalar literatürde çok sayıda bulunmaktadır. Gündüz koşullarında yapılmış çalışmalar ise bunlara nispeten azdır. Gündüz koşullarında görüş niteliği tespiti için fotoelektrik yöntemin kullanıldığı çalışmaların en iyi örneklerinden biri Brandt (1970) tarafından gerçekleştirilmiştir. Benzeri bir fotoelektrik çalışma, Brandt ve ark. (1987) ile Borgnino ve Brandt (1982) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmalarda, Güneş'in disk kenarının hareketleri yüksek hızlı fotoelektrik algılayıcılar ile ölçülmüş, buradan itibaren Fried parametresi ve görüş değeri hesaplanmıştır.

Geleneksel olarak küçük teleskoplarla, görsel, fotoelektrik ve fotoğrafik yöntemlerle yapılagelmiş olan görüş gözlemlerinin hassasiyetleri düşüktür. Bu gözlemlerden elde edilen görüş değerleri, çoğu zaman cihazların kaydedebildiği ortalama görüntü hareketinden itibaren yapılan hesaplara dayanmakta ve ciddi gözlem hataları içermekteydiler. Gözlemlerde en azından 40 cm çapında, optik kalitesi yüksek ve mükemmel takip sistemli teleskoplar kullanılmalıdır. Halbuki bu

çaptaki bir cihazın taşınması ve değişik yerleşkelerde gözleme hazırlanması çok zordur. Üstelik böyle bir teleskobun kullanılması da görüntü hareketinin yüksek duyarlılıkla ölçülebilmesi için yeterli değildir. Çünkü, takip hataları ve rüzgârdan kaynaklanan teleskop sallantısı, gözlem verilerine sistematik olmayan "*sahte görüntü hareketleri*" katar. Bu gözlem hatalarından kurtulmanın yolu ise diferansiyel görüntü hareketi ölçümleri yapmaktır.

3. Diferansiyel Görüntü Hareketinden İtibaren Görüş Tayini

Stock ve Keller (1960), bir önceki bölümün sonunda bahsi geçen gözlem hatalarından kurtulmak için diferansiyel bir gözlem sistemi önermişlerdir. Bu sistemde, ortak bir montürde iki adet mercekli teleskop vardır ve aynı bir yıldız için oluşan iki görüntünün atmosferik etkilerden dolayı birbirlerine göre hareketleri ölçülmektedir. Bu diferansiyel sistemin kuramsal temelleri Fried (1975) tarafından incelenmiştir. Halen kullanılmakta olan diferansiyel görüntü hareketi monitörleri (*DIMM - **D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor*) aynı prensibe dayanmaktadır.

DIMM yöntemi, bir teleskobun önüne yerleştirilen Hartmann maskesinin iki dairesel deliğinden giren dalga cepheleri yardımıyla optik anlamda aynı bir cismin iki görüntüsünü oluşturmaya dayanır. Hartmann maskesinin delikleri arasındaki mesafe, delik çapının 2 katından fazla olmalıdır. Deliklerden birine yerleştirilen optik kama, odak düzleminde görüntünün net olarak ikiye ayrılmasını sağlar. Atmosferik türbülans dolayısıyla görüntüler birbirine göre titreşir ve takip sistemi ile rüzgâr sallantısından kaynaklanan titreşimler bu diferansiyel harekete katılmaz. Böyle bir gözlem sistemi, görüntü hareketinin teleskop çapı, takip sistemi ve teleskop sallantısından kaynaklanan hatalardan bağımsız şekilde doğrudan ölçümünü sağlar. Sarazin ve Roddier'e (1990) göre boyuna (σ_l^2) ve enine (σ_t^2) diferansiyel görüntü hareketlerinin varyansları,

$$\sigma_l^2 = 2\lambda^2 r_0^{-5/3}\left(0.179D^{-1/3} - 0.0968d^{-1/3}\right)$$

$$\sigma_t^2 = 2\lambda^2 r_0^{-5/3}\left(0.179D^{-1/3} - 0.145d^{-1/3}\right)$$

şeklinde ifade edilebilirler. Burada λ dalgaboyu, r_0 Fried parametresi, D Hartmann maskesindeki deliklerin çapı, ve d ise delikler arasındaki mesafedir. Bu varyansların, D çaplı bir teleskopta iki doğrultudaki hareket için toplam varyansa (σ^2) bağlılıkları ise S=d/D olmak üzere,

$$\sigma_l^2 = \left(1 - 0.541S^{-1/3}\right)\sigma^2 \qquad (")$$

$$\sigma_t^2 = \left(1 - 0.811S^{-1/3}\right)\sigma^2 \qquad (")$$

ile verilir. Görüntü hareketinin toplam varyansının Fried parametresi ile ilişkisi ise Borgnino ve Brandt (1982) tarafından,

$$r_0 = 8.25x10^5 D^{-1/5}\lambda^{6/5}(\sigma^2)^{-3/5} \qquad (cm)$$

şeklinde verilmiştir. Fried parametresi bu şekilde bulunduktan sonra λ (Å) ve r_0 (cm) değerleri kullanılarak görüş değeri ayırma gücü bağıntısından kolayca hesaplanabilir:

$$\theta = 2x10^{-3}\frac{\lambda}{r_0} \qquad (")$$

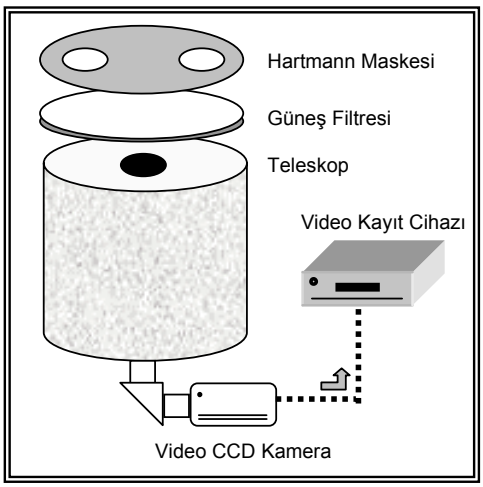
Bu yöntemde, gece koşullarındaki görüş gözlemleri için parlak yıldızlar, gündüz koşullarında ise Güneş gözlenir. Güneş disk gösteren bir kaynak olduğu için, gözlem yapılırken disk kenarının hareketleri takip edilir ve yıldız gözlemlerinin aksine diferansiyel hareket sadece kenara dik bir doğrultuda ölçülebilir. Güneş'le yapılan uygulamalarda gözlem sistemine S-DIMM (**S**olar-**D**ifferential **I**mage **M**otion **M**onitor) adı verilmektedir. Burada üzerinde dikkatle durulması gereken noktalar, poz süresi, poz aralıkları ve gözlem sayısıdır. Poz süresi çok kısa (<10 ms) olmalıdır. İstatistik önemi yüksek bir sonuç elde etmek için, 10 saniye olabilecek bir gözlem seti sırasında 250 görüntü alınabilecek zamansal çözünürlüğe (0.04 saniye/kare) ulaşılabilmelidir. Bu setler gün (veya gece) boyunca devam etmelidir. Bu veriler, görüşün kısa süreli değişimleri üzerine de sonuçlar verecektir.

4- S-DIMM Gözlem Sistemi

S-DIMM, gece koşullarında görüş gözlemleri yapılması için geliştirilen DIMM'in gündüz koşullarında kullanılacak tarzda değiştirilmiş olanıdır. Aslında aralarındaki fark, cihazları çok şiddetli ışık ve bunun yarattığı ısıdan korumaya yarayan bir Güneş filtresidir. S-DIMM'in bu çalışmada önerilen bileşenlerle birlikte yapısı Şekil-1'de verilmiş ve aşağıda tanımlanmıştır:

Hartmann Maskesi (Hartmann Mask): Benzerleri teleskop ayna testlerinde veya odak düzlemlerinin hassas olarak tespitinde kullanılan basit bir parçadır. Teleskobun giriş açıklığını kapatan ve üzerinde eşit çaplarda iki dairesel delik bulunan bir düzlemdir. Maske, bir optik girişim yaratarak odak düzleminde cismin iki görüntüsü oluşturur. Sistemde D=6 cm ve d=24 cm ölçülerinde bir maske olacaktır.

Güneş Filtresi: Teleskop optiğini ve odak düzlemi cihazlarını Güneş'in şiddetli ışınımından korur. Bu amaçla, görünür bölgede 10^{-5} geçirgenlikli, 30 cm çapında metal kaplamalı cam filtre kullanılacaktır.



Şekil-1 S-DIMM gözlem sisteminin elemanları.

Teleskop: DIMM gözlemlerinde genellikle 20 cm ve üzerindeki açıklıkta olanları tavsiye edilir. Optik kalitesi yüksek, kolay taşınabilen Schmidt-Cassegrain türü sistemler tercih edilir. Bu S-DIMM'de Meade LX200 modeli 30 cm açıklıklı, f/10 teleskop kullanılacaktır.

Video CCD Kamera: Odak düzleminde oluşan görüntünün yüksek zamansal çözünürlükte video sinyali olarak elde edilmesini sağlayan alıcıdır. Ayarlanabilen poz süresi, görüş etkilerinin altında kalan sürelerde (<10 ms) 25 kare/sn (PAL) video hızında kayıt yapılmasını sağlar. Sistemde 768x576 piksellik, 10-Bit, 25 kare/san., 1/50-1/120000 sn poz süresi olan bir video CCD kamera kullanılacaktır.

Sayısal Video Kayıt Cihazı: Video CCD'den gelen sinyallerin 8 mm'lik video kasetlere sayısal olarak kaydını sağlayan ve gözlemin izlendiği bir ekranı olan portatif bir cihazdır. Görüntü kayıplarının en az düzeyde olması ve doğrudan bilgisayar ortamına aktarılabilmesi için sayısal format tercih edilmiştir.

S-DIMM'in bu tasarımında kullanılan sayısal kayıt cihazı önemli avantajlar sağlayacaktır. Veri kayıt kapasitesi çok ekonomik ve büyük olacaktır. Bilgisayar kulanımında 2 USD/dakika olan kayıt maliyeti 0.1 USD/dakika'ya düşecek, 40 GB disk alanı gerektiren dört günlük tipik bir gözlem verisi bir kasede sığabilecektir. Ayrıca bilgisayar ve çevre birimleri gerektirmeyen sistem çok daha portatif olacaktır. Sistemin daha önceki tasarımlardan bir farkı da Hartmann maskesinin deliklerinden birinin önüne şimdilik optik kama konmamasıdır. Bunun yerine odak ayarı hafifçe bozularak çift görüntü elde edilecek ve disk kenarları daha sonra bilgisayarda görüntü-işlem teknikleri ile keskinleştirilecektir.

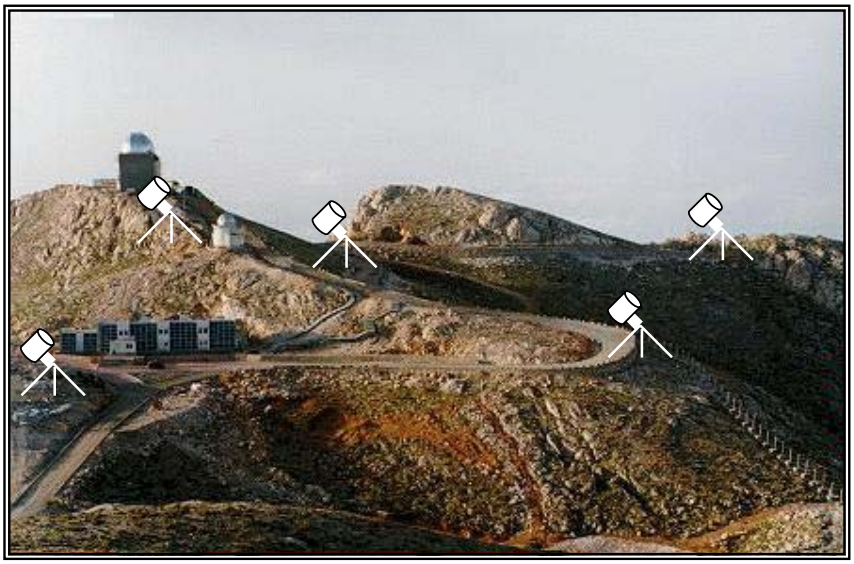
S-DIMM ile ilgili literatürden takip edilebilen iki çalışma vardır (Zhong ve Beckers 2001; Beckers, 2002). Bu çalışmalarda ayrıca görüş niteliği ile atmosferik çalkantı (*scintillation*) arasındaki ilişki araştırılmıştır. Bundan başka, bu projede yapımı önerilen gözlem sisteminin bir benzeri, 4 m. çapında ATST (**A**dvanced **T**echnology **S**olar **T**elescope) isimli yeni bir Güneş teleskobunun yer seçimi çalışmalarında halen kullanılmaktadır (www.sunspot.noao.edu/ATST).

5. S-DIMM İle Gözlem

Görüş gözlemleri için öncelikli hedef TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Yerleşkesi'dir. Ancak, imkânlar elverdiği ölçüde başka yerlerde de gözlemler yapılacaktır. En az bir yıl boyunca her ay ortalama bir hafta süre ile her gün, gün doğumundan gün batımına yakın saatlere kadar yayılmış gözlem verileri alınmalıdır. Görüş niteliği bir yerleşkenin çeşitli noktalarında değişebileceğinden gözlemler, muhtemel Güneş teleskobunun yerini de içeren TUG arazisinin çeşitli noktalarında yapılacaktır (Şekil-2). S-DIMM gözlem aşamaları aşağıdaki maddeler halinde verilebilir:

1) Teleskop gözlem noktasında kurularak ayarları yapıldıktan sonra Güneş'e yönlendirilir.
2) Takip hatası ve rüzgâr sallantısının genel görüntüyü çok etkilememesi için Kuzey-Güney doğrultusundaki kenarlardan biri görüş alanına alınır. Sonra odak ayarı hafifçe bozularak aynı kenara ait iki görüntü birbirinden 10-20″ kadar ayrılır. Takip hatası ve rüzgâr kaynaklı sallanmalar iki görüntünün birlikte hareket etmelerine yol açarken, görüş bozulmaları sebebiyle kenar görüntüleri birbirlerine göre hareket ederek S-DIMM verisini oluştururlar.

3) 5-10 dakika aralıklarla, 10-15 saniye süreyle 25 kare/san video hızında ve 10 ms'lik poz sürelerinde kenar görüntülerinin sayısal video kayıtları yapılır. Böylece tipik atmosferik türbülans frekansındaki hareketler (Bkz. Bölüm 2) kaydedilebilecektir.

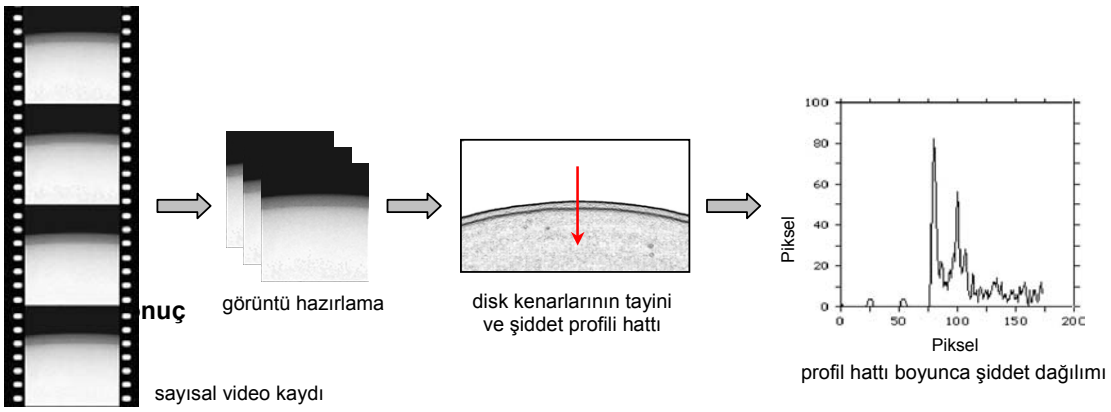


Şekil-2 TUG yerleşkesinde S-DIMM ile gündüz görüş niteliği gözlemlerinin plânlandığı noktalar.

Gözlemler sırasında sadece bu kayıtların tutulması yeterli değildir. Ayrıca zeminden farklı yüksekliklerdeki gölge–dışı sıcaklıklar, rüzgâr yönü, rüzgâr hızı, basınç ve nem ölçümlerinin yanısıra havanın açık olduğu süreler ve günler de kaydedilmelidir. Görüntü hareketi ölçümleri ile birlikte bu meteorolojik kayıtlar, yerleşkenin Güneş gözlemlerine uygunluğunun anlaşılmasını sağlayacaktır.

6. S-DIMM Gözlem Verilerinin İndirgenmesi

Öncelikle herbir gözlem setine ait sayısal video kayıtları, video işleme yazılımları ile, tek tek görüntüler halinde bilgisayar diskine aktarılıp 8-Bit'lik FITS formatına çevrilecek ve bu görüntülere düz alan (Flat Field) düzeltmesi uygulanacaktır. Video CCD'lerde kara akım ihmal edilebilecek düzeyde olduğundan kara akım düzeltmesi gerekmeyecektir. Daha sonra görüntüler üzerinde diferansiyel hareket ölçümlerini yapabilmek amacıyla IDL ortamında geliştirilen bir dizi program kullanılacaktır. Bu aşamada, Güneş'in kenar görüntüleri üzerinde Sobel filtresi (RSI, 1997; Berry ve Burnell, 2000) uygulanarak kenarlar keskinleştirilecek ve bir gözlem setine ait her kare görüntü için kenara dik doğrultu boyunca şiddet profilleri bulunacaktır. Buradan itibaren de profillerin tepe noktaları arasındaki mesafelerin ortalama mesafeden farkları alınarak varyans hesaplanacaktır. Daha önce Bölüm 3'te verilen bağıntılar yardımıyla görüşün bir ölçüsü olan Fried parametresi bulunacak ve ayırma gücü bağıntısı ile de sözkonusu gözlem setine ait görüş değeri elde edilecektir. Veri indirgenmesinde takip edilecek adımlar Şekil-3'de özetlenmiştir.



Şekil-3 S-DIMM verilerinin indirgenmesi. Sözkonusu görüntüye ait şiddet profilinde tepe noktaları arasındaki piksel farkı disk kenarları arasındaki mesafeyi vermektedir.

Ülkemizde şimdiye kadar yapılmış olan görüş gözlemlerine bakıldığında, Ulusal Gözlemevi için yerseçimi çalışmalarındaki fotoğrafik gözlemler ve TUG kurulduktan sonra 150 cm'lik teleskopla yapılan gözlemlerden çıkan gece koşullarındaki ortalama görüş değerleri dışında gözlem olmadığı anlaşılmaktadır. Yani, elimizde Ülkemiz'in gündüz görüş niteliği üzerine hiç bilgi olmadığı gibi, gece koşullarında yapılan görüş gözlemleri de yeterli duyarlıkta olmaktan uzak, bu amaca yönelik olarak tasarlanmış çağdaş gözlem sistemleri ile yapılmamış gözlemlerdir.

Amaç bir gözlemevi yerleşkesinin görüş niteliğinin ya da genel olarak astronomik gözleme uygunluğunun tespiti olduğuna göre, sonuçların yorumlanmasında yerleşke üzerindeki atmosferin optik durumunu gösteren Fried parametresi (veya görüş değeri) tek başına yeterli olmayacaktır. Bir sonuca varmak için yapılacak yorumlarda bu parametreye ilaveten rüzgâr hızı, rüzgâr yönü ve nem gibi faktörler de dikkate alınacaktır. İdeâl bir yerleşkede nemin mümkün olduğunca düşük olması beklenir. Gün boyunca sıcaklık değişimi çok yüksek olmamalıdır. Derin vadilerden yükselen soğuk rüzgârların bakış doğrultusundan uzak tutulması istenir. Rüzgâr hızının düşük olması beklenmesine rağmen, zeminden 20-30 m kadar yükselebilen ve bozucu etkilerin büyük kısmını yaratan tabakanın soğuk rüzgârlarla alçaltılabileceği gözönüne alınarak, rüzgârın tümüyle kesilmesi de istenmez. Yerleşke seçiminde altyapı faktörleri de önemlidir. Gözlemevi yerleşkeleri şehir merkezlerinden ulaşımı zorlaştırmayacak bir mesafede kurulurlar. Yerleşkede temel altyapı imkânları olmalı, kesintisiz elektrik, haberleşme, internet bağlantısı, su ve barınma sağlanmalıdır.

İleriye yönelik plânlar ve mevcut potansiyel gözönüne alındığında, Türkiye'nin aday ve mevcut gözlemevi yerleşkelerinde hem gece hem de gündüz koşullarındaki görüş niteliklerinin, bu amaca hizmet etmek üzere geliştirilmiş çağdaş bir gözlem sistemi ile belirlenmesinin bir ihtiyaç olduğu anlaşılmaktadır. Henüz başlangıç aşamasında olan bu çalışma, yukarıda bahsi geçen ihtiyacı karşılamaya yönelik bir gözlem sisteminin geliştirilerek Ülkemiz'e kazandırılması, ve TUG sitesinde ilk gözlemlerin başlatılmasını hedeflemektedir.

KAYNAKLAR

Beckers, J. M., 2002, Experimental Astronomy (Baskıda).
Berry, R., Burnell, J., 2000, "The Handbook of Astronomical Image Processing", s.354-356.
Brandt, P. N., 1970, Solar Physics, 13, s.243.
Brandt, P. N., Mauter, H. A., Smartt, R., 1987, A&A, 188, s.163.
Darvann, T. A., 1987, "The Role of Fine-Scale Magnetic Fields on the Structure of the Solar Atmosphere", Eds. E.-H. Schröter, M. Vásquez and A. A. Wyller, Cambridge Univ. Press., S. 330.
Fried, D. L., 1965, J. Opt. Soc. Am., 55, s.1965.
Fried, D. L., 1966a, J. Opt. Soc. Am., 56, s.1372.
Fried, D. L., 1966b, J. Opt. Soc. Am., 56, s.1380.
Fried, D. L., 1975, Radio Science, 10, s.71.
Fried, D. L., 1978, J. Opt. Soc. Am., 68, s.1651.
Kiepenheuer, K. O., 1963, "de Lunion Astronomique Internationale tenu a Rome (Italie), du 1er au 6 Octabre 1962", Symposium No.19, s.193.
Martin, H. M., 1987, PASP, 99, s.1360.
Ricort, G., Borgnino, J., Aime, C., 1982, Solar Physics, 75, s.377.
RSI, 1997, "Foundations for IDL Programming", 1997, s.173.
Rutten, R. J., 1999, In: "High Resolution Solar Physics: Theory, Observations and Techniques", Eds. T. Rimmele, K. Balasubramamiam and R. Radick, Procs. NSO/SP Summer Workshop Astron. Soc. Pac. Conf. Series, s.1.
Sarazin, M., Roddier, F., 1990, A&A, 227, s.294.
Soules, D. B., Drexler, J.J., Draayer, B.F., Eaton, F.D., Hines, J.R., 1996, PASP, 108, s.817.
Stock, J., Keller, G., 1960, In: Stars and Stellar Systems, Vol.1, "Telescopes", eds. G.P. Kuiper and B. M. Middlehurst (Chicago: University of Chicago Press), s.138
Zhong, L., Beckers, J. M., 2001, Solar Physics, 198, s.197.

TFOSC - TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası

Z. Aslan[1,2]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fizik bölümü
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi

Bu konuda ayrıntılı bilgi, TUG 'nin http://www.tug.tubitak.gov.tr web sayfasında bulunmaktadır.

Astronomi Tarihi ve Eğitimi

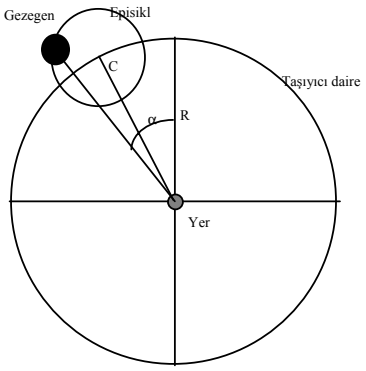
Ortaçağ İslâm Astronomisinde Küre Katmanları Sistemi ve Gökyüzü Hareketlerin Fiziksel İzahı

Yrd. Doç. Dr. Yavuz Unat

Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi,
Felsefe Bölümü, Bilim Tarihi Anabilim Dalı

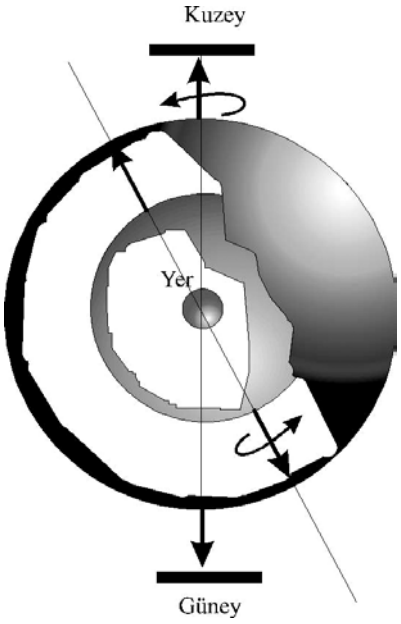
Gökcisimlerinin gökyüzündeki hareketleri, eski çağlardan beri anlamlandırılmaya çalışılmıştır. Mezopotamyalılar gökcisimlerinin hareketlerini aritmetik ve cebir esasına göre açıklamayı başarabilmiş, ancak astronomiyi geometri ile temellendirebilen ve geometrik modellerle gökyüzündeki hareketleri açıklayan ilk uygarlık Eski Yunan uygarlığı olmuştur. Bu dönemde, Eudoxus (yaklaşık M.Ö. 400-350) ve Aristoteles (M.Ö. 384-322), gezegen hareketlerinin hesabını verebilmek için "Ortak Merkezli Küreler Sistemi"ni benimsemişlerdir.

Ortak Merkezli Küreler Sistemi gökyüzü hareketlerini açıklamada başarılıydı, ancak gezegenlerin Yer'den uzaklık değişimlerinin hesabını veremiyordu. Bu yüzden M.S. 150 yıllarında Batlamyus (Cladius Ptolemaeus), gezegenlerin Yer'in etrafında "episikl" adını verdiği küçük bir daire (Şekil 1) ve episiklin de "eksantrik" adını adlı büyük bir daire (Şekil 2) üzerinde hareket ettiği bir sistem geliştirdi. Matematiksel açıdan mükemmel olan bu sistem (Yer Merkezli Kuram) Nikolaus Copernicus'a (1473-1543) kadar geçerliğini korumuştur. Ne var ki sistem, Aristotelesçi fizik ile tam olarak uyuşmamaktaydı.



Şekil 1

Episikl Modeli



Resim 1

Eudoxus'un "Ortak Merkezli Küreler Sistemi"

Eudoxus'un evren modelinin temelinde, merkezleri aynı olan küreler fikri vardır. Her gezegen kendisine özgü bir takım kürelere sahiptir. Hareketleri dairesel olan bu küreler iç içe geçmiştir ve Gezegen, merkezi taşıyıcı (deferent) adı verilen büyük daire üzerinde yer alan episikl adı verilen küçük daire üzerinde olması önemli bir problemdi. Bazı astronomlar, bu sorunu aşmak için Batlamyus astronomisinin temel düzenekleri olan episikl ve eksantrikleri fiziksel bir temele oturtmaya çalıştılar. Böylece özellikle on üçüncü yüzyılda Aristoteles ve Batlamyus'un kozmolojik görüşleri arasında bir tercih gündeme geldi. Bu tercih bağlamında, bazı astronomlar ve özellikle de İslâm astronomları "Küre Katmanları Sistemi" adı verilen bir astronomik sistemi benimsediler.

***

Astronomi tarihine baktığımızda, gezegenlerin ve yıldızların hareketlerini kurgulamaya yönelik açıklamaların üç önemli aşamadan geçtiğini görürüz.

A. Matematiksel Aşama: Temsilcileri Platon'un öğrencisi Eudoxus ve Batlamyus'tur. Eudoxus ve Batlamyus, göksel olgulara kinematik açıdan yaklaşmışlar ve gezegenlerin ve yıldızların belli bir andaki konumlarını doğru bir biçimde belirlemeye olanak sağlayan matematiksel düzenekler geliştirmişlerdir. Eudoxus, kurmuş olduğu "Ortak Merkezli Küreler Sistemi" ile bilimsel astronominin öncülüğünü yapmış ve ilk defa gökyüzü görünümlerini, matematiksel bir modelle açıklamayı

başarmıştır. Ancak, bu sistem çok karmaşık ve uygulamada oldukça başarısız olduğundan yeni bir sisteme ihtiyaç duyulmuş ve tamamen matematiksel olarak Batlamyus tarafından yeni bir sistem kurulmuştur. Ancak gerçekte, sistemin temelleri Batlamyus'tan üç yüz yıl önce Apollonius (M.Ö. 200 yılları)[1] ve Hipparchus (M.Ö. yaklaşık 190-120)[2] tarafından atılmış ve Batlamyus tarafından geliştirilip tamamlanmıştır.[3]

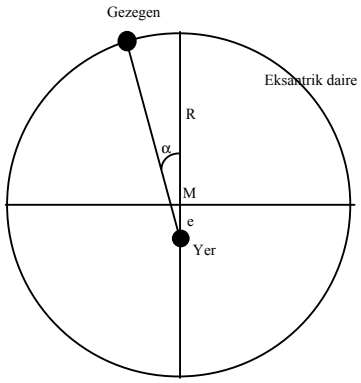
B. Fiziksel Aşama: Aristoteles (M.Ö. 384-322/1) ile temsil edilen bu aşamada, göksel olgulara dinamik açıdan yaklaşılmış ve gezegenlerin ve yıldızların hareketlerine olanak sağlayan mekanizmalar fiziksel açıdan yorumlanmaya çalışılmıştır. Aristoteles, Eudoxus'un ortaya koyduğu geometrik yaklaşımı mekanik yaklaşıma dönüştürmüş ve Copernicus'a kadar etkin olacak Yer Merkezli Sistem'in ve Johannes Kepler'e (1571-1630) kadar değiştirilemeyecek olan gökyüzü hareketlerinin fiziksel prensiplerini ortaya koymuştur.[4] Bu temel prensipler şunlardır;

1. Evren Küreseldir ve Sonludur.

Aristoteles'e göre, küre en mükemmel şekil olduğu için, evren küreseldir ve bir kürenin merkezi olduğu için evren sonludur. *Gökyüzü Üzerine* adlı eserinde şöyle yazar; "*Gökyüzünün dairesel bir şekil taşınması zorunludur. Çünkü bu, hem varlığına en uygun olan hem de doğaca en önde gelen şekildir.*"[5]

2. Yer Evrenin Merkezinde ve Hareketsizdir.

Yer evrenin merkezinde bulunur; evrenin merkezi aynı zamanda Yer'in de merkezidir. Bir tek evren vardır ve bu evren her yeri doldurur; bu nedenle evren-ötesi veya evren-dışı yoktur. Yer hareketsizdir; Yer'in hareketsiz oluşuna ilişkin olarak *Gökyüzü Üzerine* adlı kitabında şöyle yazar; "*Şimdi de yeryüzü acaba deviniyor mu yoksa duruyor mu, bunu söyleyelim. Dediğimiz gibi kimi onu yıldızlardan biri yapıyor, kimi de ortaya koyduktan sonra ortadaki merkez çevresinde sallandırıp devindiriyor. Bunun olanaksız olduğu bizim ilkemiz açısından açıkça ortadadır; çünkü deviniyorsa, ister orta noktanın dışında ister orta noktada olsun, onun bu deviniminin zorla olması zorunludur; bu devinim yerin, toprağın kendine özgü devinimi değildir. Yoksa parçalarından her biri devinirdi; oysa bütün parçaları ortaya doğru düz bir çizgi biçiminde deviniyor; şimdi gördüğümüz bu."*[6]



Şekil 2

Eksantrik (Dışmerkezli) Model

Gezegenin üzerinde dolandığı dairenin (eksantrik daire) gerçek merkezi M'dir. Ancak Yer burada değil, M'den e uzaklığında başka bir merkezde bulunur ve ölçümler bu merkeze göre yapılır.

3. Yer Küre Biçimindedir.

Aristoteles, Yer'in küre biçiminde olmasına ilişkin olarak şunları söyler; "*... onun (Yer'in) şeklinin küre biçimli olması zorunludur... Yer, ya (kendi başına) küre biçimlidir ya da doğası gereği küre biçimlidir... Görülen nesneler aracılığıyla da bu açıkça anlaşılıyor. Nitekim... Ay tutulmalarında her zaman belli bir içbükey çizgi vardır. Dolayısıyla Ay tutulması, yeryüzünün arada kalmasıyla oluyorsa, bu şeklin nedeni küre biçimli olan yeryüzünün çevresi olsa gerek... Nitekim... kuzeye ve güneye gidenler için yıldızlar aynı görünmüyor.*"[7]

4. Gezegenler, Saydam, Kristal Yapıdaki Kürelerine Takılı Bir Şekilde Yer'in Etrafında Dolanırlar.

---

[1] Apollonius "Büyük Geometrici" adıyla anılır ve matematiksel astronominin kurucusu kabul edilir. Gezegen hareketlerinin temel prensibi olan düzgün dairesel hareket ilkesini değiştirmeksizin Güneş'in ve Ay'ın mesafe ve hız farklılıklarının hesabını veren matematiksel modeller teklif eden ilk bilgindir. Gezegenlerin hareketlerini açıklamak için, eksantrik ve episikl sistemlerden oluşan matematiksel modeller önermiştir. Appollonius tarafından önerilen bu modeller ile, "Birinci Düzensizlikler" adı verilen gezegenlerin hız ve uzaklık değişimlerinin açıklanması kolaylaşmıştır.

[2] Yaptığı gözlemlerden M.Ö. 150 yıllarında yaşadığı anlaşılan, Hipparchus, astronomi alanında, çok önemli gözlemler yapmış ve "Ekinoksların Presesyonu"nu bulmuştur. Hipparchus, Appollonius'un teklif ettiği matematiksel modelleri (eksantrik ve episikl) gözlemler ile birleştirerek Güneş ve Ay'ın hareketlerini matematiksel olarak açıklamayı başaran ilk astronomdur. Daha sonra Hipparchus'un izinden giden Batlamyus, bu modelleri tüm gezegenlere uygulayarak Güneş, Ay ve gezegenlerin hareketlerini matematiksel olarak açıklamayı başaracaktır.

[3] Remzi Demir ve Yavuz Unat, "Ali Kuşçu ve El-Muhammediyye, El-Fethiyye ve Risâle Fî Hall Eşkâl El-Mu'Addil Li'l-Mesîr Adlı Eserlerinin Türk Bilim Tarihindeki Yeri", *Düşünen Siyaset,* Sayı:16, Ankara 2002, 230-240.

[4] Demir, 2002, 240.

[5] Aristoteles, *On the Heavens*, Chicago 1952, II, 286b-287a, 10-15.

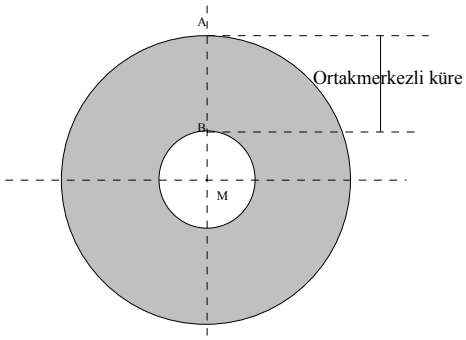
[6] *On the Heavens,* II, 296a-296b, 20-35.

[7] *On the Heavens,* II, 297b-298a, 15-30. Yer'in küre biçimine ilişkin Aristoteles'in vermiş olduğu bu kanıtlamalar, uzun yıllar kullanılacaktır.

Aristoteles'e göre, Yer'i, bir soğanın kabukları gibi merkezleri ortak olan bir seri "küre katmanı" çevreler. İlkin üç yersel elementin küreleri, su, hava ve ateş küreleri, gelir. Ateş küresini saydam, kristâl yapıda olan gezegenlerin küreler çevreler. Gezegenler bu kürelere çakılı bir şekilde Ay, Merkür, Venüs, Güneş, Mars, Jüpiter, Satürn sırası ile taşınmaktadırlar.[8] En dışta ise Sabit Yıldızlar Küresi bulunur. Bu küreler, göksel cisimlerin hareket ettiği büyük bir makinenin fiziksel varlığı olan parçalarıdırlar.[9] Ay küresi ise evreni iki farklı bölgeye ayırır. Yer'den Ay'a kadar olan kısım, Ayaltı Evren'i, Ay'dan sabit yıldızlar küresine kadar olan kısım ise Ayüstü Evren'i oluşturur.[10]

5. Gezegenlerin Hareketleri Dairesel ve Muntazamdır.

Aristoteles'e göre, evrende olanaklı üç hareket vardır; 1) evrenin orta noktasından (merkezden) uzaklaşan hareket; 2) evrenin orta noktasına (merkeze) doğru hareket; 3) evrenin orta noktası (merkez) etrafındaki hareket. Dairesel hareketin, yani merkez etrafındaki hareketin oluşması için ise hareketsiz bir noktaya gereksinim vardır. Bu nokta merkezde olan Yer'dir; gezegenler bu merkez etrafında hareket ederler. Gezegenler eterden oluşmuşlardır ve eter, ancak dairesel hareket yapar. Dairesel hareket de muntazam hareket demektir ve sonsuzluğu gerektirir.[11]



Şekil 3

C. Matematiksel ve Fiziksel Aşama: Batlamyus'un kurduğu Yer Merkezli Sistem, gezegenlerin yerlerini belirlemede Ortak Merkezli Küreler Sistemi'nden daha başarılıydı. Ancak, episikl ve eksantrik modeller astronomi tarihi boyunca hep tartışılmıştır. Bu modeller Aristoteles fiziğine uygun olmadığından yadırganmış ve özellikle de fizikçiler tarafından eleştiriye maruz kalmıştır. Buna göre, gezegen hareketleri sadece geometrik bir nitelik taşımazlar, aynı zamanda dinamik bir niteliğe de sahiptirler. Bu eleştirinin ardından, özellikle Ortaçağ'da astronomi alanında üç görüş ortaya çıkmış ve astronomlar bu üç görüşten birini benimseme yoluna gitmişlerdir.[12]

Bunlardan birincisine göre astronomik varsayımlar basit birer matematiksel kurgudurlar ve görevleri de *görünüşleri (ya da olguyu) kurtarmak*tır; Batlamyus sistemi de bunu en iyi şekilde yerine getirmektedir.

İkinci görüşü kabul edenler ise, Batlamyus astronomisi karşısına başka bir sistem önermişlerdir. Bu ikinci görüşü benimseyen astronomlar, ya Eudoxus ve Aristoteles tarafından ortaya atılan Ortak Merkezli Küreler Sistemi'ni benimseme yoluna gitmişler ya da Ortak Merkezli Küreler Sistemi'ne benzer yeni sistemler ileri sürmüşlerdir.[13]

Üçüncü görüşte ise Batlamyus sistemi Aristoteles fiziğine uygun olarak küre katmanları şeklinde düşünülmüş ve Batlamyus'un kullandığı eksantrik ve episikl modeller somut nesneler olarak ele alınmıştır.[14]

Bu gurupta yer alanlar, Batlamyus kuramını iki yönden eleştirmişlerdir;

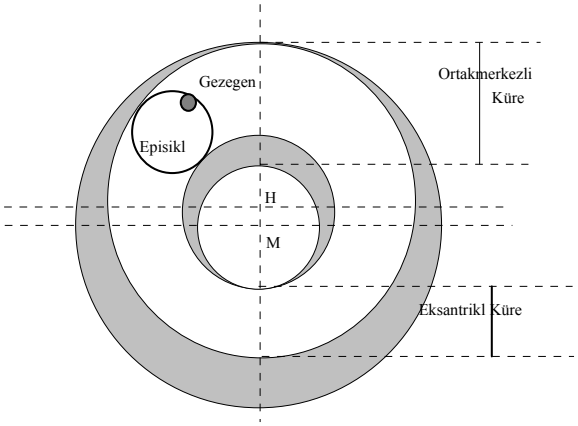
1. Gezegenlerin yaklaşıp uzaklaşmalarını açıklamak için eksantrik ve episikl düzenekler benimsendiğinde, Yer evrenin merkezinden belli bir miktar kaydırılmış oluyordu. O halde, Batlamyus kuramını, Yer'in merkezde bulunduğu savına dayandırılan Aristoteles fiziğiyle desteklemek olanaklı değildi.

---

[8] A.C. Crombi, *Augustine to Galileo the History of Science A.D. 400-1650*, London 1957, s. 52-53.
[9] J.L.E. Dreyer, *History of the Planetary System from Thales to Kepler*, New York 1953, s. 112.
[10] Bu iki evren yapı bakımından farklıdırlar. Ayüstü Evren ve burada yer alan gökcisimlerinin hareketleri dairesel olduğuna göre, doğal hareketi dairesel olan fiziksel bir element olmalıdır; bu da *eter*dir. Ayüstü Evren eterden oluşmuştur; eterin mükemmel doğası, Ayüstü Evren'e ezelî ve ebedî bir mükemmellik sağlar. Yıldızlar ve küreler, bu elementten yapılmışlardır. Buna karşılık, Ayaltı Evren, her türlü değişimin, oluş ve bozuluşun yer aldığı bir evrendir. Burası, ağırlıklarına göre, Yer'in merkezinden yukarıya doğru sıralanan dört temel öğeden, yani toprak, su, hava ve ateşten oluşmuştur; toprak, diğer üç öğeye oranla daha ağır olduğu için, en alta, ateş ise daha hafif olduğu için, en üstte bulunur (bkz. Aristotle, *Meteorology*, Chicago 1952, 339a, 339b; *On the Heavens*, Chicago 1952, 269b, 270b, 289a).
[11] *On the Heavens,* I, 268b-269a, 10-25.
[12] Demir, 2002, 241-242.
[13] Bunların içerisinde en çok rağbet bulanı Bitrûcî'nin (ölümü 1204) geliştirdiği sistemdir (bkz. Al-Bitrûcî, *De Motibus Colerum*, çeviren: Michael Scot, Los Angeles 1952).
[14] Aydın Sayılı, "Kopernik ve Anıtsal Yapıtı," *Nikola Kopernik 1473-1973*, Unesco Türkiye Milli Komisyonu, Ankara 1973, s. 46-47.

2. Eksantrik ve episikl düzenekler, matematiksel yapılardı ve gök cisimlerinin bu düzeneklerle dolandırılmasını sağlayacak fiziksel nedenler mevcut değildi.

Böylece, ikinci ve üçüncü görüşün etkisiyle Batlamyus astronomisindeki bu fiziksel eksikliğe dikkat çekilmeye başlanmış ve özellikle üçüncü görüşü savunanlarca matematiksel olarak mükemmel olan Batlamyus sistemi, fiziksel bir temele oturtulmaya çalışılmıştır. Böyle bir sistem, Batlamyus sistemini mekanik hale getiren küre katmanları sistemidir. Böylece bu sistem, hem fiziksel bir yapıya sahip olmakta hem de Batlamyus sistemine uygun düşmekte idi.[15]



M - Ortakmerkezli Kürenin Merkezi

H - Eksantrik Kürenin Merkezi

Şekil 4

Küre Katmanları Sistemi'nde evren, iç içe geçmiş küreler biçiminde tasarımlanmaktadır. Her gezegenin kendisine ait, iç içe geçmiş bir takım küreleri vardı. Merkezi evrenin merkezi olan ve AB kalınlığına sahip olan ortakmerkezli kürenin (Şekil 3) içine kuşak şeklinde açılmış bir yatak içinde, serbestçe dönebilen halka şeklinde dış merkezli küre (felek el-hariç, felek el-hamil, deferent) olarak adlandırılan bir küre yerleştirilmişti. Episikl küresine yapışık olan gezegen, episikl küresi ile birlikte bu yuva içerisinde yuvarlanmaktaydı (Şekil 4).

Bu küreler katı ve şeffaftılar; hiç bir değişime maruz kalmıyorlardı; içleri boştu; Aristoteles'in söylediği üzere, beşinci elementten, yani esirden yapılmışlardı; ne ağır ne de hafiftiler; yarıçapları birbirlerinden küçük olacak şekilde birer tabaka (katman) biçiminde birbirlerinin içerisine yerleştirilmişlerdi.[16]

***

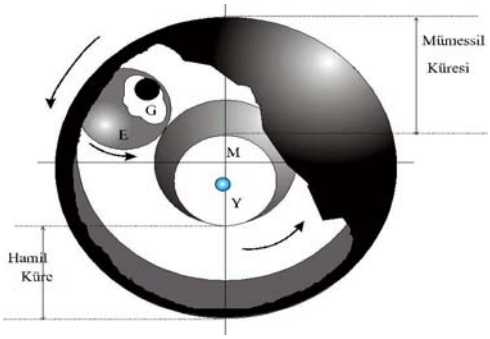
Evrenin Fiziksel Yorumu ve Küre Katmanları Sistemi

Bilindiği kadarıyla gezegen hareketlerini açıklamak amacıyla ileri sürülen geometrik modelleri fiziksel yapılar olarak düşünen ilk bilim adamı İzmirli Theon'dur (M.S. 100'ler). Theon, eksantrik ve episiklleri küre biçiminde tasarlamış ve bu dairelere somut bir yapı kazandırmıştır. Ona göre eksantrik, içi boş bir küre; episikl ise bu kürenin içerisinde yuvarlanan küçük bir küredir.[17]



Resim 2

Küre Katmanları Sistemi'nde merkezi Yer olan Ortakmerkezli Küre



Resim 3

Küre Katmanları Sistemi'nde bir gezegenin hareketi

[15] Aydın Sayılı, "İbn Sînâ'da Astronomi ve Astroloji," *İbn Sînâ, Doğumunun Bininci Yılı Armağanı*, Ankara 1984, s. 197-199.
[16] Fatin Gökmen, "İbni Sina'nın Heyet ve Riyaziyesi," *Büyük Türk Filozofu ve Tıb Üstadı İbni Sina, Şahsiyeti ve Eserleri Hakkında Tetkikler,* İstanbul 1937, s. 13-14.
[17] Dreyer, 1953, s. 127.

Ortaçağ Hıristiyan Dünyası'nda Evrenin Fiziksel Yorumu

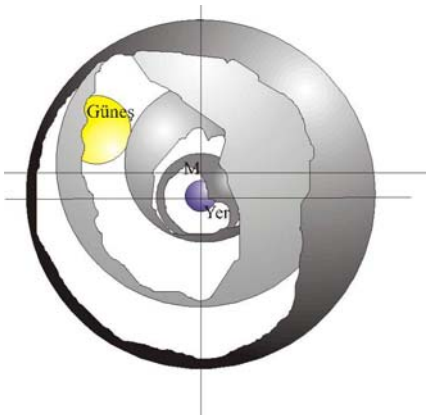
Aristoteles'in Yer'e ve Evren'e ilişkin betimlemeleri Ortaçağ Hıristiyan evrenbiliminin temelini oluşturmuş ve on altı ve on yedinci yüzyıla kadar geçerliliğini korumuştur. Ortaçağ evrenbilimcileri, Eudoxus ve Aristoteles'in Ortak Merkezli Küreler Sistemi'ni benimsemişler, ancak Aristoteles'in önerdiği, birbirlerine karşıt yönlerde dönen iç içe geçmiş 55 küreden oluşan sistem çok karmaşık olduğundan kürelerin sayısını sekize indirmişlerdir.

Ne var ki, Hıristiyanlar tarafından tasarlanan bu basitleştirilmiş Ortak Merkezli Küreler Sistemi ile matematiksel olarak gezegenlerin hareketlerini açıklamak olanaklı değildi; bu yüzden Batlamyus'un matematiksel astronomisi de kullanılmıştır. Böylece on üçüncü yüzyılda Aristoteles'in ve Batlamyus'un kozmolojik görüşleri arasında bir tercih gündeme gelmiş ve ilkin Hellenistik ve sonra İslâm Dünyası'nda var olan eski tartışmalar Fransa ve İngiltere'de yeniden canlanmıştır. Bu durum özellikle o dönemde bilimsel gelişimi büyük ölçüde etkilemiş olan iki manastır okulu yani tarikatınca tartışılmıştır. Bu tarikatlardan 1209'da kurulan Fransisken Tarikatı (Gri Kardeşler) mensupları Batlamyus'un modelini fiziksel eksiklik nedeniyle eleştirmişler ve bu sisteme fiziksel bir bünye kazandırmak amacıyla küre katmanları düşüncesini savunmuşlardır. Diğer taraftan 1215 yılında kurulan Dominiken tarikatı (Siyah Kardeşler) mensupları ise Batlamyus'un geometrik evren modelini savunmuşlar, özellikle Thomas Aquinas bu iki sistemi birleştirmeyi denemiş ve her iki sistemi de sadece işe yarar birer varsayım olarak değerlendirmiştir.

Bu yöndeki tartışmalarda Bitrûcî'nin çalışması da hayli etkin olmuştur. Bitrûcî, *Astronomi Kitabı (Kitâb el-Hey'e)*[18] adlı yapıtında Aristoteles fiziği ile uyuşmadığından Batlamyus'un eksantrik ve episikllerini eleştirmiş iç içe geçmiş, merkezleri ortak olan kürelerden oluşan ve her bir gökcismi bir küreye tutturulduğu yeni bir sistem önermiştir. Böylece Bitrûcî, Eudoxus tarafından geliştirilen ve Aristoteles fiziğine dayanan Ortak Merkezli Küreler Kuramı'na geri dönmüştür.

Ortaçağ Hıristiyan Astronomisinde Küre Katmanları Sistemi

Ortaçağ Hıristiyan astronomisinde bazı düşünürler ve astronomlar, İslâm astronomlarının etkisiyle Batlamyus astronomisini küre katmanları şeklinde algılayıp bu sistemi küre katmanları biçimine dönüştürmeyi denemişlerdir. Bu yönde adım atanlardan ilki Robert Grosseteste'dir (1170-1253).[19] Grosseteste, optiğin Yunanlılardan beri matematiksel bir bilim olarak değerlendirilmesinden esinlenmiş ve fizik ile matematik arasında bağıntı kurarak fiziksel olguların matematiksel modellerle betimlenebileceğini göstermeye çalışmıştır.



Grosseteste'nin öğrencisi olan Roger Bacon (1120-1292) hocası gibi Batlamyus ve Bitrûcî'nin arasında karar verememiş ve *Opus Tertium (Üçüncü Yapıt,* 1267) adlı eserinde evreni fiziksel olarak ele alarak Ortak Merkezli Küreler Sistemi'ni benimsemiş, ancak bu sistemi küre katmanları biçiminde ele almıştır. Şekil 5'te Bacon'un kabul ettiği sisteme göre Ay'ın küreleri görülmektedir. T, Yer'in yani evrenin merkezidir. ADBC dışbükey ve OQKP içbükey daireler arasında bulunan kısım Ay'ın "tüm yörüngesi"dir. Bu iki daire ortak merkezlidir ve merkezleri Yer yani, T'dir. Bu dairelerin arasında üç eksantrik (dışmerkezli) daire (a^l, b^l, c^l) bulunur. Bu dairelerin ve AGFE ve HNKM dairelerinin merkezleri V'dir. AGFE ve HNKM daireleri Ay'ın taşıyıcı küresini (b^l) çevreler. En dışta olan a^l yörüngesi çevreleyen daire dışmerkezli yörüngedir ve ADBC ve AGFE yüzeyleri arasındadır. Dışmerkezli yörüngeyi ise içte bulunan ve dışbükey HNKM ve içbükey OQKP arasında bulunan c^l yörüngesi çevreler. Dışmerkezli daire ile taşıyıcı daire arasında episikl küresi yer alır. Episikl küresi, dışbükey yüzeyleri dokunan katı bir küredir ve iki yüzeyli bir halka biçimindedir. Episiklin iki yüzeyi biri içbükey olan KLFI, diğeri de dışbükey olan RYS□'dır.

[18] Bu kitap 1217'de *Liber Astronomie* adıyla Michael Scot (ölümü 1235'ler) tarafında Latince'ye çevrilerek Batı dünyasına aktarılmıştır. 13. yüzyılda Robert Grosseteste, Albertus Magnus ve Roger Bacon araştırmalarında bu eserden yararlanmışlar ve böylece eser Skolastikler arasında episikl ve eksantrik üzerine yapılan eleştirilerin yaygınlaşmasını sağlamıştır (bkz. Al-Bitrûcî, *De Motibus Colerum*, çeviren: Michael Scot, Los Angeles 1952).

[19] Oxford ve Paris'te eğitim görmüş Fransisken tarikatine mensup bir bilim adamıdır. Aristoteles'in *Fizik*'ine yazmış olduğu şerhlerle tanınmaktadır. Aristoteles ve onun Müslüman yorumcularından, özellikle de İbn Sinâ'dan etkilenmiştir.

Ortaçağ İslâm Dünyası'nda Evrenin Fiziksel Yorumu

İslâm astronomisi Batlamyus astronomisine dayanır. İslâm astronomları, dokuzuncu yüzyılın başlarında Batlamyus'un *Almagest*'i ile Yahudi Sahl el-Tebâri (9. yüzyılın başları) tarafından, kısa bir süre sonra da 829/830 yıllında Haccâc İbn Yûsuf İbn Matar (786-833) tarafından yapılmış Arapça çevirileriyle tanışmışlardır. Bu iki çeviriyi Huneyn İbn İshâk'ın (809/10-877) çevirisi izlemiştir.

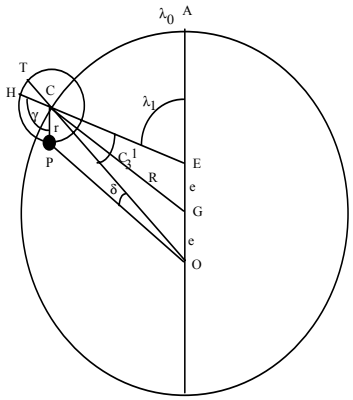
İslâm Dünyasında astronomlar birbirleriyle bağlantılı olan iki tür etkinlik üzerinde yoğunlaşmışlardır:

1. Gözlem aletleriyle gökyüzünü gözlemlemek (gözlemsel astronomi);

2. Gözlem verilerini hareketli geometrik düzeneklerle anlamlandırmaya çalışmak (kuramsal astronomi).

İslâm astronomları, gözleme daha yatkın olan bilim anlayışlarının bir sonucu olarak gözlemsel astronomi alanında daha başarılı olmuşlardır. İlk gözlemevleri onlar tarafından kurulmuş, gözlemlerin dakikliğini arttırmak için yeni gözlem araçları ve gözlem teknikleri geliştirilmiştir.

Kuramsal astronomi alanında ise Müslüman astronomların, Batlamyus tarafından önerilen eksantrik ve episikl düzeneklerini önemli değişiklikler yapmaksızın aktardıkları görülmektedir. Ancak İslâm astronomlarının, Batlamyus'un matematiksel modelini fizik yönden yetersiz olması nedeniyle yoğun bir biçimde eleştirdiklerini görmekteyiz. Bu yönde ilk ciddi eleştiri İbn el-Heysem'den (965-1039) gelmiştir. İbn el-Heysem Batlamyus astronomisine hem fiziksel hem de matematiksel yönde itiraz etmiş, *Batlamyus Üzerine Şüpheler (El-Şükûk 'alâ Batlamyûs)* adlı eserinde, Batlamyus'un kullandığı eksantrik ve episikl modellerini eleştirmiş ve özellikle de gezegenlerin hareketlerini açıklamakta kullanılan ekuant noktasının (Şekil 6) muntazam hareket noktası olamayacağını söylemiştir. Ona göre, eğer bir daire bir nokta etrafında muntazam olarak dairesel hareket ediyorsa, nokta o dairenin tam merkezinde demektir. Diğer bir değişle, "*her daire ancak kendi merkezi etrafında muntazam hareket yapar*". Buna göre, ne eksantriğin merkezi ne de ekuant noktası muntazam hareket noktası olamaz. O halde, bir dairenin merkezinin kaydırılmış olduğunu söylemek, gerçekte fiziksel olarak olanaksızdır.[20] Bu itirazına rağmen Heysem'in yeni bir gezegen modeli oluşturduğuna ilişkin bir kanıt yoktur. Ancak onun Batlamyus'un sistemini küre katmanları sistemine dönüştürdüğü bilinmektedir. Diğer taraftan Heysem'in bu eleştirilerinden sonra, İslâm astronomları ya Batlamyus astronomisinin matematiksel yapısını yeniden kurgulamaya veya Batlamyus sisteminin Aristoteles fiziği ile bütünleştirme düşüncesiyle Batlamyus sistemini küre katmanları sistemi haline getirmeye çalışmışlardır.



E - Ekuant merkezi
G -Taşıyıcı dairenin merkezi
O - Ekliptiğin merkezi (Yer)
H -Episiklin ortalama apojesi
T - Episiklin gerçek apojesi
A - Taşıyıcının apojesi

Şekil 5

Episiklin merkezi, taşıyıcı dairenin merkezine bağlı olarak değil, gözlemciye simetrik olarak yerleştirilmiş (sonradan "ekuant" olarak adlandırılan) bir noktaya bağlı olarak hareket etmektedir.

İslâm Astronomisinde Küre Katmanları Sistemi

Batlamyus astronomisinin İslâm astronomisine daha ilk girişinden itibaren Küre Katmanları Sistemi olarak algılanmış olduğunu söylemek yanlış olmaz. Bu yönde ilk adımı atan ve muhtemelen İslâm astronomisinde küreleri ilk betimleyen kişi Sabit İbn Kurre'dir (yaklaşık 836-901). Kurre, Batlamyus'un sekiz küre olarak verdiği evren modeline, ekinoksların salınımını açıklamak için "İlk Hareket Ettirici" (Primum Mobile) adını verdiği dokuzuncu bir küre eklemiştir.[21] Batlamyus ekinoksların salınımını sabit olarak kabul etmiş ve böyle bir küreye gereksinim duymamıştı. Bu düşünce, özellikle İspanya'da eksantrik ve episikl düzeneklerine karşı bir itirazı gündeme getirmiş olması bakımından oldukça önemlidir. Sabit İbn Kurre'nin dokuzuncu küre varsayımı daha sonra hızla yayılmış ve kabul görmüştür. Sabit İbn Kurre'yi İhvân-ı Safâ ve İbn el-Heysem izlemiştir.

Gezegen hareketlerini açıklamak için iç içe geçmiş küre katmanları sistemi, onuncu yüzyılda (yaklaşık 938'lerde) Basra'da kurulmuş olan bir birlik olan İhvân el-Safâ'nın (Safalı Kardeşler), *Makaleler*'inde *(Resâils)* oldukça iyi bir biçimde betimlenmektedir: Evren belirli bir derinliği olan iç içe

[20] A.I. Sabra, "An Eleventh-Century Refutation of Ptolemy's Planetary Theory", *Optics, Astronomy, and Logic Studies in Arabic Science and Philosophy,* 1994, XIV, s. 128-131.
[21] J.L.E. Dreyer, "Mediaeval Astronomy", *Studies in the History and Method of Science,* 1921, s.112.

geçmiş kürelerden oluşur; kürelerin içleri boştur ve saydamdırlar; merkezleri ortaktır; bir soğanın katmerleri gibidirler. Her bir küre katmanı, belirli bir derinliğe sahip saydam iki küreden oluşur.[22]

Beyrûnî (973-1048), *Astronomi Sanatına Başlangıç (Kitâb el-Tefhîm lî-Evâil Sınâ'at el-Tencîm)* adlı eserinde, bu kürelere ilişkin ayrıntılı bilgiler vermektedir. Beyrûnî, göğü dönen bir topa benzetir. Küresel olan göğün içerisinde, dairesel hareketlerinden dolayı küre olarak adlandıran pek çok cisim bulunur. Birbirini çevreleyen sekiz küre vardır. Bunlar bir soğanın katmerleri gibidirler. Her kürenin iç ve dış katmanları arasında boşluk bulunur. İlk küre Ay'ın küresidir. Sonra sırasıyla Merkür, Venüs, Güneş, Mars, Jüpiter ve Satürn'ün küreleri gelir. En son küre ise bütün küreleri çevreleyen sabit yıldızlar küresidir.[23]

Harranlı matematikçi ve astronom Muhammed İbn Ahmed el-Harakî (ölümü 1138/39) *Kürelerin Düzenlenmesinde Algının Son Noktası (Muntehâ el-İdrâk fî Taksîm el-Eflâk)* adlı eserinde İbn el-Heysem'in eleştirilerinden yola çıkarak Batlamyus sistemini küre katmanları sistemi haline getirmeye çalışmış ve bu düşünceyi geliştirmiştir. El-Harakî'nin, hayali olan geometrik dairelerden değil de katı kürelerden oluşan bir gezegenler kuramı geliştirdiği bilinmektedir.

Somut küreler sistemi daha sonra el-Kazvinî (yaklaşık 1203-1283) ve Ebû el-Farac (yaklaşık 1270'ler) tarafından daha detaylı ele alınmıştır. Bu astronomlar da gezegen hareketlerini iç içe geçmiş küre katmanları ile açıklamaktadırlar. Örneğin Güneş katı küresel bir cisimdir; iki dışmerkezli küre arasına yerleştirilmiştir (bkz. Resim 4). Gezegenler episikl adı verilen ve katı bir cisim olan küre üzerine "*tıpkı yüzük üzerindeki bir inci gibi*" yapışıktır (bkz. Resim 3).[24]

On beşinci yüzyıl astronomlarında da bu sistemin yaygın olarak kullanıldığını ve işlendiğini görmekteyiz. Ancak bu yüzyıllarda, bu küre sistemi daha çok Batlamyus astronomisi ile uyuşturulmaya çalışılmıştır. Bunlardan Çagmini (14. yüzyıl) ve Ali Kuşçu (15. yüzyıl) önemlidir. Her iki astronom da episikl ve eksantrik modelleri küreler sistemine uydurmaya çalışarak Batlamyus astronomisine fiziksel bir temel bulmaya çalışmışlardır.[25]

On beşinci yüzyılda Semerkand'da Uluğ Bey'in yanında yetişen ve daha sonra Fatih Sultan Mehmet'in yanına gelen Ali Kuşçu, *Fethiye* adlı astronomi eserinde konu hakkında ayrıntılı bilgi vermektedir. Ali Kuşçu'nun verdiği Küre Katmanları Sistemi Batlamyus'un geometrik sistemini mekanik hale getiren bir sistemdir. Sistemde Batlamyus'un episikl ve eksantrik modelleri, Batlamyus'un aksine, geometrik değil somut olarak, yani fiziksel gerçekliği olan nesneler olarak düşünülmüş ve Batlamyus'un geometrik sistemi mekanik olarak ele alınmıştır.[26]

***

Küre Katmanları Sistemi İle Matematiksel Batlamyus Sisteminin Araçlarının Karşılaştırılması

Küre Katmanları Sistemi, Batlamyus astronomisine fiziksel temel sağlamak amacıyla ortaya konan ve bu sistemi mekanik hale getiren bir sistemdir. Bu sistemde evren, iç içe geçmiş somut küreler biçiminde tasarlanmaktadır. Her gezegen, iç içe geçmiş kürelere sahiptir; bu küreler, çapları birbirlerinden küçük olmak üzere, katman biçiminde birbirlerinin içerisinde yer almaktadırlar. Sistemde Batlamyus'ın geometrik olan eksantrik ve episiklleri (bkz. Şekil 1 ve 2) kullanılmış ancak somut olarak algılanmışlardır. Gerçekte Mekanik Küre Katmanları Sistemi'nde her ne kadar küreler somut olarak algılanmış olsa da, geometrik olarak ele alındığında Batlamyus Sistemi'nden farklı değildir. Batlamyus Sistemi'nde gezegenler, geometrik olan episikl üzerinde yer almakta ve bu episiklin merkezi de bir eksantrik daire üzerinde dolanmaktadır. Küreler Katmanı Sistemi'nde ise, gezegen, episikl küresine çakılıdır ve bu episikl küresi de eksantrik küre katmanı içerisinde bulunan oyukta "yuvarlanmaktadır" (Şekil 7).

Kinematik bakış ile dinamik bakışı birleştiren bu gök mekaniği kuramı, İslâm Dünyası'nda oldukça önemli ve etkin bir yere sahip olmuş ve on dokuzuncu yüzyılda Newton'un gök mekaniği

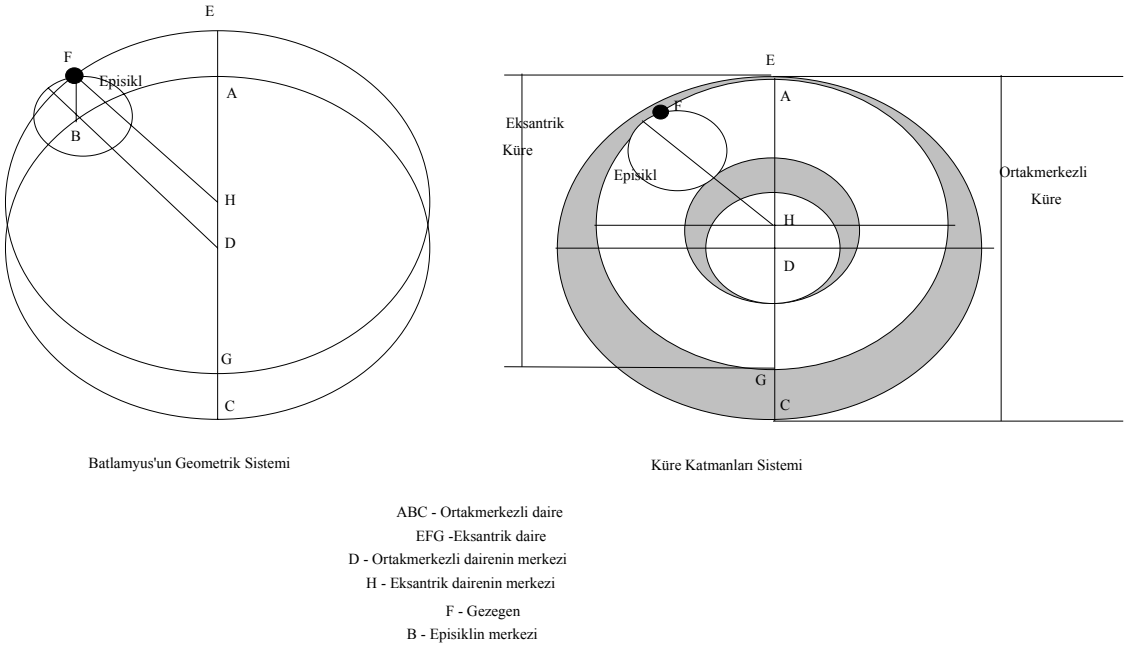
[22]Seyyed Hossein Nars, *An Introduction to Islamic Cosmological Doctrines Conceptions of Nature and Methods Used for its Study by the Ikhwan al-Safâ, al-Bîrûnî and Ibn Sînâ*, Massachusetts 1964, s. 75-76; Yavuz Unat, "İhvân-ı Safâ'nın Astronomi Risalesi," *Bilim ve Felsefe Metinleri,* Cilt 1, Sayı 2, Ankara 1992, s. 129-144.

[23]Beyrûnî, *Kitâb el-Tefhîm lî-Evâil Sınâ'at el-Tencîm (The Book of Instruction in the Elements of the Art of Astrology),* Yayıma Hazırlayanlar: R. Ramsey Wright ve M.A. Edin, Oxford 1934, s. 43-44.

[24]Dreyer, 1953, s. 259-261.

[25]Bkz. Çagmini, *Kitâb el-Mulahhas fî el-Hey'e*, yazma, D.T.C.F. Kütüphanesi, 3484/1; Ali Kuşçu, *Fethiye*, yazma, İstanbul Süleymaniye Kütüphanesi, Ayasofya Bölümü, 2733/1.

[26] Ayrıntılı bilgi için bkz. Unat, Yavuz, *Ali Kuşçu'nun Risâle el-Fethiyye Adlı Eserinin Gök Küreleri Üzerine Olan Dördüncü ve Beşinci Makaleleri Üzerine Bir Çalışma*, (Yayımlanmamış Yüksek Lisans Tezi) Ankara 1990; Unat, Yavuz, *Seyyid Ali Paşa, Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi,* Kültür Bakanlığı Yayınları: 2696, Kültür Eserleri Dizisi: 314, Ankara 2001.



Şekil 6

kuramı Batı'dan Doğu'ya aktarılıncaya değin Müslüman astronomlar ve özellikle Osmanlı astronomları arasında yaygın bir şekilde benimsenmiştir.

Kaynaklar

Birincil Kaynaklar

Ali Kuşçu, *Fethiye*, yazma, İstanbul Süleymaniye Kütüphanesi, Ayasofya Bölümü, 2733/1.

Beyrûnî, *Kitâb el-Tefhîm lî-Evâil Sınâ'at el-Tencîm (The Book of Instruction in the Elements of the Art of Astrology),* Yayıma Hazırlayanlar: R. Ramsey Wright ve M.A. Edin, Oxford 1934.

Çagmini, *Kitâb el-Mulahhas fî el-Hey'e*, yazma, D.T.C.F. Kütüphanesi, 3484/1.

Hoca İshâk Efendi, *Mecmûa-i Ulûm-i Riyaziye*, Cilt 4, Bulak Matbaası, Mısır 1261 (1845/46).

Ptolemy (Batlamyus), *The Almagest*, İngilizce'ye Çeviren; R. Catesby Taliferro, Great Books of Western World, Cilt XVI, Chicago-London-Toronto 1952.

Sâlih Zeki, *Âsâr-ı Bâkıye*, Cilt 1, İstanbul 1329.

Seydi Ali Reis, *Hülâsa el-Hey'e*, yazma/mikrofilm, Milli Kütüphane, Mf1994 A 1051.

Seyyid Ali Paşa, *Mir'ât-ı 'Alem*, İstanbul 1824.

İkincil Kaynaklar

Adıvar, Abdülhak Adnan, *Osmanlı Türklerinde İlim*, Dördüncü Baskı, İstanbul 1982.

Demir, Remzi ve Yavuz Unat, "Ali Kuşçu ve El-Muhammediyye, El-Fethiyye ve Risâle Fî Hall Eşkâl El-Mu'Addil Li'l-Mesîr Adlı Eserlerinin Türk Bilim Tarihindeki Yeri", *Düşünen Siyaset,* Sayı:16, Ankara 2002, s. 231-255.

Dreyer, J.L.E., "Mediaeval Astronomi," *Studies in the History and Method of Science*, 2, 1921.

Dreyer, J.L.E., *History of the Planetary System from Thales to Kepler*, New York 1953.

Gökdoğan, Melek Dosay, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir, Yavuz Unat, İnan Kalaycıoğlu ve Yasemin Emlü, *Bilim Tarihi Kılavuzu, Bilginler ve Yapıtları,* Nobel, Ankara 2002.

İhsanoğlu, Ekmeleddin, Ramazan Şeşen, Cevat İzgi, Cemil Akpınar, İhsan Fazlıoğlu, *Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi,* 2 Cilt, İstanbul 1997.

Kankal, Ahmet, "Ali Kuşçu", *Ankara Üniversitesi Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi*, Cilt 36, Sayı 1-2, Ankara 1993, s.103-118.

Nasr, Seyyed Hossein, *An Introduction to Islamic Cosmological Doctrines Conceptions of Nature and Methods Used for its Study by the Ikhwan al-Safâ, al-Bîrûnî and Ibn Sînâ*, Massachusetts 1964.

Sabra, A.I., "An Eleventh-Century Refutation of Ptolemy's Planetary Theory", *Optics, Astronomy, and Logic Studies in Arabic Science and Philosophy,* 1994, XIV, s. 128-131.

Saliba, George, "Al-Qushji's Reform of the Ptolemaic Model for Mercury", *Arabic Science and Philosophy,* 1993, Cilt 3, s. 161-203.

Sayılı, Aydın, “Copernicus ve Anıtsal Yapıtı,” *Nikola Copernicus*, Ankara 1973.

Singer, Charles, *A Short History of Scientific Ideas to 1900*, Oxford 1960.

Suter, Heinrich, *Die Mathematiker und Astronomen der Araber und Ihre Werke*, Leipzig 1900.

Tekeli, Sevim, Esin Kâhya, Melek Dosay, Remzi Demir, Hüseyin Gazi Topdemir, Yavuz Unat ve Ayten Aydın Koç, *Bilim Tarihine Giriş,* Üçüncü Baskı, Nobel, Ankara 2001.

Unat, Yavuz, *Ali Kuşçu'nun Risâle el-Fethiyye Adlı Eserinin Gök Küreleri Üzerine Olan Dördüncü ve Beşinci Makaleleri Üzerine Bir Çalışma*, (Yayımlanmamış Yüksek Lisans Tezi) Ankara 1990.

Unat, Yavuz, “İhvân-ı Safâ’nın Astronomi Risalesi,” *Bilim ve Felsefe Metinleri*, Cilt I, Sayı 2, 1992, s. 129-144.

Unat, Yavuz, “Ali Kuşçu ve *Fethiyye*”, *Uluğ Bey ve Çevresi Uluslararası Sempozyumu Bildirileri (Ankara, 30 Mayıs - 1 Haziran 1994)*, Yayına Hazırlayan: Songül Boybeyi, Ankara 1996, s.323-329.

Unat, Yavuz, *El-Fergânî, The Elements of Astronomy,* Textual Analysis, Translation, Critical Edition & Facsimile, Edited by Şinasi and Gönül Alpay Tekin, Harvard University, Harvard 1998.

Unat, Yavuz, “Osmanlı Astronomisine Genel Bir Bakış”, *Osmanlı,* Cilt 8, Yeni Türkiye Yayınları, Editör: Güler Eren, Ankara 1999, s. 411-420. (*Yeni Türkiye, 701 Osmanlı Özel Sayısı III*, Yıl 6, Sayı 33, Mayıs-Haziran 2000, s. 674-683.)

Unat, Yavuz, "Eski Astronomi Metinlerinde Karşılaşılan Astronomi Terimlerine İlişkin Bir Sözlük Denemesi", *OTAM, Ankara Üniversitesi Osmanlı Tarihi Araştırma ve Uygulama Merkezi Dergisi,* Sayı 11, Ankara-2000, Ankara 2001, s. 633-696.

Unat, Yavuz, *İlkçağlardan Günümüze Astronomi Tarihi,* Nobel, Ankara 2001.

Unat, Yavuz, *Seyyid Ali Paşa, Miratü'l-Alem (Evrenin Aynası), Ali Kuşçu'nun Fethiyye Adlı Eserinin Çevirisi,* Kültür Bakanlığı Yayınları: 2696, Kültür Eserleri Dizisi: 314, Ankara 2001.

Unat, Yavuz, "Çağdaş Astronominin Türkiye'ye Girişi”, *Türkler,* Cilt 14, Yeni Türkiye Yayınları, Editörler: Hasan Celâl Güzel, Kemal Çiçek, Salim Koca, Ankara 2002, s. 906-914.

Unat, Yavuz, “Fatih Dönemi Astronomisine Genel Bir Bakış”, *Bilim ve Ütopya,* Haziran 2002, Sayı 96, İstanbul 2002, s. 40-42.

Uzunçarşılı, İsmail Hakkı, *Osmanlı Tarihi*, Cilt 1, Dördüncü Baskı, Ankara 1982.

II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı Bildirileri

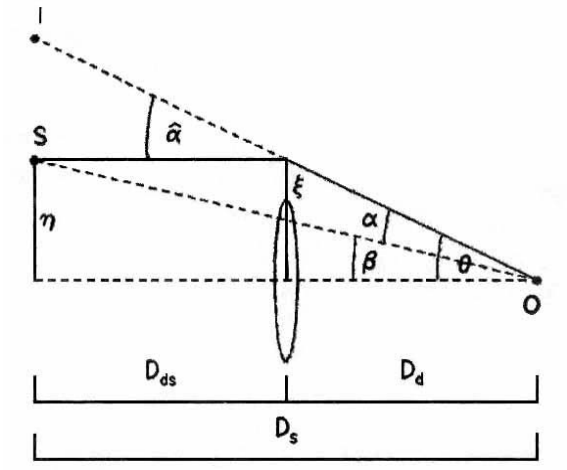
Mikromercek Etkisinin Astrofizikteki Kullanım Alanları

Can Buğra Girgin

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
İstanbul

1 – Giriş

Işınların kütle çekimiyle yollarından sapması Genel Görelilik Teorisinin bir sonucu olarak ortaya konmuştur. Her ne kadar bu sonuç 1900'lere ait olsa da ışınların böyle bir sapmaya maruz kalabileceğine dair olan olasıllık daha öceleri Newton ve Laplace tarafından da öngörülmüştür. Sonuç olarak Einstein'ın iddiası 1919'daki tam Güneş tutulması sırasında Güneş'in kenar bölgesi civarındaki yıldızların konumlarının ölçüldüğü gözlemle (Dyson, Eddington & Davidson 1920) ispatlanmış oldu.



Şekil 1-5 : Bir kütle çekimsel mercek sisteminin gösterimi.

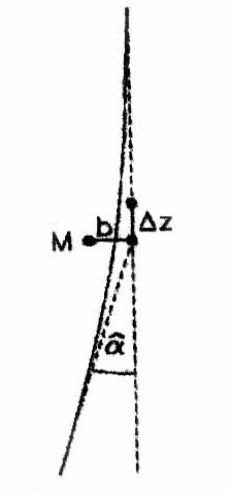
Şekilde bir noktasal kütlenin neden olduğu mercek etkisinin geometrisi gösterilmektedir. *S* kaynağından çıkan ışık, mercek etkisine maruz kalarak $\hat{\alpha}$ âçısı kadar saptırılarak *O* noktasındaki gözlemciye ulaşır. Kaynak ile optik eksen arasındaki açı $\hat{\beta}$ ve *I* görüntüsü ile optik eksen arasındaki açı $\hat{\theta}$'dır. D_s gözlemci ile kaynak arasındaki mesafe, D_d gözlemci ile mercek arasındaki mesafe, D_{ds} mercek ile kaynak arasındaki mesafe olarak gösterilmiştir.

Kaynaktan yayılan ışınların mercek etkisine maruz kaldığı durum üç aşamada incelenir :

- Kaynaktan merceğe kadar olan pertürbasyon etkisinin olmadığı farz edilen alan;
- Işınların kütle tarafından sapmaya uğratıldığı alan;
- Mercekten gözlemciye kadar olan ve pertürbasyon etkisinin olmadığı farz edilen alan.

Merceğe yakın bölgede ışığın maruz kaldığı sapmayı incelediğimizde söz konusu bölgedeki kütle dağılımının neden olduğu zayıf Newton kütle çekim potansiyelinin, kısmi olarak basık bir Minkowski uzay-zamanında pertürbe ettiğini söyleyebiliriz. Bu ele alış Newton kütle çekim potansiyelinin ($|\Phi| << c^2$) ve merceğin öz hızının ($v << c$) yeterince küçük olduğu durumlar için tutarlıdır. Mercek etkisine neden olan ve kırmızıya kayma miktarı Δz = 0,3 olan bir gökadanın,kırmızıya kayma miktarı Δz = 1 olan bir kaynaktan gelen ışığı saptırdığı durumu örnek olarak alırsak; kaynaktan merceğe kadar olan mesafe ve mercekten gözlemciye kadar olan mesafe ~1

Gpc veya gökada çapının üçüncü kuvveti mertebesindedir. Söz konusu değerlere göre ışığın 2.alanda aldığı yol yani mercek etkileşiminde ışığın sapmaya uğratıldığı bölgede aldığı yol, kaynaktan gözlemciye gelene kadar olan tüm yola kıyasla yeterince küçük bir büyüklük olarak karşımıza çıkar. Gökada içi göreli öz hızların ~10^3 kms^{-1} << c^2 mertebesinde olduğu ve Newton kütle çekim potansiyelinin $|\Phi| < 10^{-4}c^2 << c^2$ mertebesinde olması yukarıda beliritlenlerle tutarlıdır. Böyle bir noktasal kütle için olan Newton kütle çekim potansiyeli $\Phi(b,z) = -\frac{GM}{(b^2+z^2)^{1/2}}$ şekilinde ifade edilir.

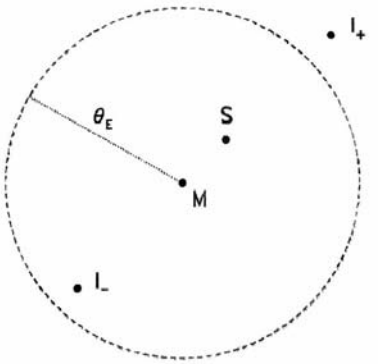


Şekil 1-3 : Bir noktasal kütlenin sebep olduğu ışık bozulması.

Şekil noktasal kütlenin neden olduğu sapmanın bir başka açıdan görünümüdür. Işığın maruz kaldığı sapmanın en büyük değerde olduğu varsayılan Δz yolunda, ***b*** etkileşim parametresi olmak üzere $\hat{\alpha}$ sapma açısı $\hat{\alpha} = \frac{2}{c^2}\int \nabla_{\perp}\Phi dz = \frac{4GM}{c^2 b}$ şeklinde gösterilir.

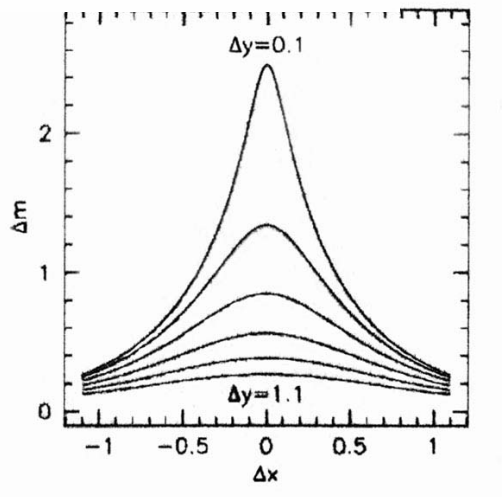
Noktasal kütlenin Einstein yarıçapı ise gerekli işlemler yapılırsa $\theta_E = \left(\frac{4GM}{c^2}\frac{D_{ds}}{D_d D_S}\right)^{1/2}$ olarak bulunur.

2 - Gökada İçi Mikromercek Araştırmaları



Şekil 1-7 : M noktasal kütlesi tarafından mercek etkisine uğrayan S kaynağı ve I_+ , I_- görüntülerinin bağıl konumları. Kesik çizgili daire, θ_E yarıçaplı Einstein Çemberi'dir. Bir görüntü Einstein çemberinin içinde oluşurken diğeri dışında oluşmaktadır.

Bir nokta kaynağın mercek etkisine neden olan noktasal kütle ile en yakın olduğu durum, kütlenin Einstein yarıçapından küçük ise; mercek etkisinin neden olduğu büyütme $\mu_{max} \geq 1{,}34$'dür. Şekil 1-9'da görüldüğü üzere kaynak noktasal kütleye yaklaştıkça büyütme değeri olan μ sonsuza doğru gitmektedir.

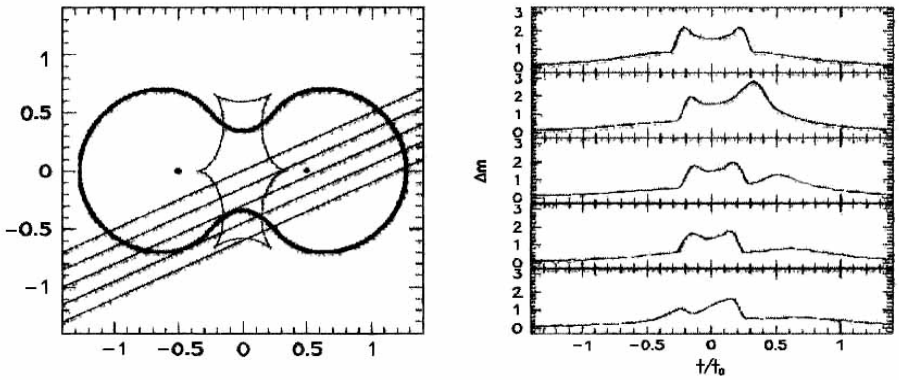


Şekil 1-9 : Kaynak ve mercek arasındaki 6 minimum ayrılık için (Δy = 0.1, 0.3,..., 1.1) mikromercek etkisinin görüldüğü ışık eğrileri. Ayrıklık Einstein yarıçapı biriminde verilmektedir.

1,34'lük büyütme 0^m,32'lik kolayca fark edilebilen bir artışa karşılık gelir. Gökada içindeki kaynakların küçük bir bölümünde böyle bir büyütme aramak için Paczynski (1986b) LMC'deki milyonlarca yıldızı görüntülemeyi önesürmüştü. Yeterince olay saptanabilseydi, gökadamızdaki yıldız kütlesindeki cisimlerin dağılımına dair bir haritalama yapılabilecekti. Fakat Paczynski'nin önerdiği fikrin en önemli sorunu, milyonlarca yıldız gözlemenin çok fazla sayıda değişen yıldız saptanmasına neden olmasıydı. Bu iş için gerçekten değişen yıldızlarla, değişimleri mikromercek etkileşimlerine bağlı olan yıldızların ayırtedilmesi gerekiyordu.

Mercek etkisine maruz kalan yıldızların ışık eğrilerinin kendilerine özgü bir şekilleri vardır. Bu ışık eğrilerinin zamana göre simetrik olması beklenir ve ışığın kütle çekimiyle bükülmesi dalgaboyuna bağlı olmadığından renksememesi gerekir. Buna karşın bilindiği üzere gerçekten değişen yıldızlar tipik olarak asimetrik ışık eğrilerine sahiplerdir ve renk değişimleri gösterirler.

Mikromercek gözlemleri ilk olarak karanlık maddenin büyük kütleli kompakt halo cisimleri formunda araşırmaları için önesürülmüştür. Bu araştırmaların verimliliği sonrasında gözlemler gökada şişkin bölgesine yöneltilmiştir. Buradaki olayların çoğunun gökada diskinde yer alan normal yıldızlar ve şişkin bölgenin kendisinden kaynaklanması bekleniyordu. Fakat OGLE ve MACHO araştırmaları sırasında belirlenen olayların oranı asimetrik gökada modeli ve diğer modellerle öngörülenlerden fazlaydı. Bu sayade mikromercek etkileşimlerinin gökada yapısının araştırılmasında nemli bir belirteç olduğu anlaşıldı. Devamında Paczynski'nin gökadanın şişkin bölgesindeki kompakt cisimlerin mikromercek etkisinin LMC'deki yıldızların ışık eğrilerinden belirlenebileceği fikri MACHO, OGLE, EROS, DUO gibi birçok farklı grubu bu çalışmalara yöneltmiştir. Araştırmaların sonucunda 100'den fazla mercek etkileşimi gözlendi ve sayı artmaya devam etti. Bu olayların çoğu gökada şişkin bölgesi civarında gözlenmiştir ve çoğu tek merceğe bağlı elde edilen ışık eğisi olup bir kısmı ise çift mercek



etkileşimlerine dayanmaktadır.

Şekil 1-10 : Sol panel; iki eşit noktasal kütleden oluşan bir çift mercek. Kritik eğri koyu çizgi ile ve buna karşılık gelen kostik 6 uçlu ince çizgi ile gösterilmiştir. Bu mercek sisteminden geçen 5 kaynak yörüngesi belirtilmiştir. Sağ panel; sol panelde belirtilen yörüngeler boyunca hareket eden yaygın bir kaynağın ışık eğrileri. Kaynak her iki merceğe de yaklaştıkça çift tepeli şekil ortaya çıkmaktadır.

Mao ve Paczynski (1991) yaptıkları tahminlere göre kaynakların bir veya daha çok mercek etkisi alanından geçtiği kuvvetli çift mercek etkileşimleri tüm olayların %10'nunu teşkil etmektedir. Çift

mercek etkileşimleri tek mercek etkilşimlerinden tipik olarak çift tepeli veya asimetrik ışık eğrileriyle kolayca ayırt edilebilirler. Çift mercek araştırmalarının hasasiyeti uzak yıldızların yakın çevresinde gezegen araştırmaları için de dikkat çekici bir yöntem olarak karşımıza çıkmaktadır.

3 - Mikromercek Etkisiyle Yıldız Atmosferleri Araştırmaları

Güneş'in çeşitli bantlardaki veya tayfsal çizgilerdeki profilini ölçerek yüksekliğin bir fonksiyonu olarak atmosfer hakkında bilgi edinilebilir. Çözümlenmesi çok zor olduğundan Güneş dışında başak bir yıldız için benzer ölçümleri yapmak güçtür. Kostik; yani merceğin büyütme etkisinin çok büyük değerler ulaştığı bölge hizzasında olan geçişlere dayanan mikromercek olaylarında söz konusu olabilecek ayırma güçlerine ulaşmak mümkündür. Bunun nedeni yıldızın kostik geçişi sırasında yıldızın farklı bölgelerinin farklı zamalarda güçlü büyütme etkisine maruz kalmasıdır.

Yıldız tutulmalarının yanısıra gezegen geçişleri de kenar kararması ölçümlerine imkan sağlayabilir. Witt (1995), Valls-Gabaud (1995), Bagdanov & Cherepashchuk mikromercek etkileşimlerine dair ışık eğilerinin kenar karamasından etkilenebileceğini göstermişlerdir. Ayrıca ilk olarak Albrow ve ark. (2001a) uyumlu yıldız atmosferleri modelleri arasında ayırım yapabilmek için, mikromercek kenar kararması ölçümlerini kullanmanın gerekli yöntemlerini geliştirmişlerdir.

Mikromercek etkisinin tayfsal etkileri ilk olarak Mao & Paczynski (1994) ve Valls & Gabaud (1995) tarfından araştırılmıştır. Valls-Gould (1996 -1998) mikromercek büyütmesi şekilleriyle yıldız tayfının ilişkisini modellemiş ve bir seri tayfsal ölçümden 3 boyutlu atmosferik profilin yaratılabileceğini öne sürmüşlerdir. Bu güne kadar tayfı temiz bir şekilde çözümlenebilmiş yegane mikromercek olayı EROS BLG-2000-5'tir. Bu olayda bir K 3 yıldızının önünden çift mercek geçişi gözlenmiştir.

Mikromercek etkisine uğramış tayf ile yıldız atmosferleri hakkında ne öğrenilebileceği tam olarak belirgin değildir. Genel olarak modellemeler, noktasal kütle kostik geçişi üzerine odaklanmıştır. Fakat gelecekte tayfsal olarak gözlenebilecek olanların çoğu hasasiyet düzeyi olarak tercihen çift kostik etkileşimlerdir.

Bunların yanısıra kostik geçişi sırasında alınan tayflarda yıldızın dönmesi (Gould 1997, Mao & Gould 1994) ve polarizasyonunun (Simmpns, Willis & Newsam (1995)) ölçülebileceği öne sürülmüştür. Son olarak Igance & Hendery (1999) kostik geçişi sırasında leke gözlemlerini araştırmışlardır.

4 – Sonuç

Mikromercek etkisi önümüzdeki yıllar için astrofizik araştırmalarında önemli bir araç olarak karşımıza çıkmaktadır. Yıldız kütle fonksiyonu (karanlık cisimler, BD, WD, NS, BH) ölçülmesinde mikromercek etkisinin kullanımı problemi teorik olarak çözülmüştür. Bu ölçümleri gerçekleştirebilecek olan uygulama aracı SIM (Space Interferometry Mission) yapım halinde olup, 2009 yılında uzaya yollanması hedeflenmektedir. 10 metre taban açıklığına sahip optik bir Michelson interfermertesi olarak tasarlanan bir düzeneğe sahiptir. İşletim süresi 5 yıl olacak olan SIM geniş açı astrometrisi için 4 μas; dar açı astrometrisi için ise 1μas'lik hassasiyetle 20^m 'e kadar ölçüm yapabilecektir. Aynı

zamanda SIM'in yakın yıldızlara ait ölçümleri yıldız modellerinin kesinliği konusunda bir test imkanı da sunacaktır.

Tüm bunlar önümüzdeki on yıl içinde gerçekleşecektir, fakat mikromercek olayları yıldız astrofiziği üzerindeki etkisini şimdiden göstermeye başlamıştır. Önemli sayıda çift etkileşim olayı gözlenmiş ve bunlar şişkin bölgedeki yıldızların kütle dağılımının belirlenmesinde kullanılmıştır.

Bugüne kadar mikromercek etkisi kullanılarak;

- Dört kenar kararması ölçümü yapılmıştır. Bunlardan biri çok kesin olup diğer bir tanesi başka bir gökadada yer alan metalce zayıf bir A tipi bir yıldıza ait olan ölçümdür.
- Çok yakın zamanda mikromercek araştırma gruplarının işbirliği sonucunda Güneş'ten başka bir yıldızın uzayda çözümlenmiş tayfsal ölçümleri yapılmıştır.

On yıl önce sadece karanlık madde araştırmaları için düşünülen bir alandan yola çıkarak yıldız astrofiziği ve gökada yapısına yönelen yöntemler, veri hassasiyetini ve modellemeleri değiştirecek etkileyici gelişmelerdir.

5 – Kaynaklar

Alard, C., Mao, S., Guibert, J. 1995, A&A, 300, L17

Albrow, M.,Beaulieu, J.-P., Birch, P. et al. 1996, in:Variable Stars and the Asrophysical Returns of Microlnsing Surveys, Proc. 12th IAP Conf., eds. R. Ferlet, J.-P. Maillard & B. Raban

Albrow, M., et al.1999a, APJ, 522, 1011

Albrow, M., et al.1999c, APJ, 522, 1022

Albrow, M., et al.2000, ApJ, 534, 894

Albrow, M., et al.2001a, ApJ, 549, 759

Albrow, M., et al.2001b,ApJ, 550, L173

Alcock, C., Akerlof, C.W., Allsman, R.A. etal. 1993, Naı, 365, 621

Alcock, C., Allsman, R., Axelrod, T. et al. 1995a, Phys. Rev. Lett., 74, 2867

Alcock, C., Allsman, R.A., Alves, D. et al. 1995b, ApJ, 454, L125

Alcock, C., Allsman, R.A, Axelrod, T.S. et al. 1996, ApJ, 461, 84

Alcock, C., Allsman,R.A,A1ves,D.etal.1997,ApJ,479, 119

Aubomg, E., Bareyre, P., Brehİl1, P. et al. 1993, Nat, 365, 623

Bartelmann, M., Narayan, R. 1995a, ApJ, 451, 60

Bartelmann, M., Narayan, R. 1995b, İ11: *Dark Matter* , AIP Conf. Proc. 336, eds. , 1 S.S. Holt & C.L. Baınett (New Yorlc: AlP Press)

Bartelmann, M., Weiss, A. 1994, A&A, 287, 1

Bagdanov, M.B.,&Cherepashcuk, A.M.1995,Astron.Re., 39, 779

Bryce, H.M., M.A. 2001, in ASP Conf. Ser., Microlensing 2000:A New Era in Microlensing Astrophysics, ed. J. W. Menzines &P.D. Sackett(San Francisco:ASP), in press (astro-ph/0004250)

Burns, D., et al. 1997 ,MNRAS, 209, L11

Dyson, F. W., Eddington, A.S., & Davidson, C.R. 1920, Mem. R. Astron. Soc., 62, 291

EddİngtOn, A.S. 1920, Space, Time aud Gravitation (Cambridge: University Press)

Einstein, A. 1911, Annalen der physik, 35, 898

Einstein, A. 1915, Sitzungsber. Preu6. Akad Wissensch., erster Halbband, p. 831 Einstein, A. 1936, Sci, 84, 506

Gould, A., Loeb, A. 1992, ApJ, 396, 104

Gould, A.1994b, ApJ, 421, L75

Gould,A.1996, ApJ, 470, 201

Gould, A. 1997, ApJ483, 98

Gould, A., 2001, PASP, 113, 903 G

Jaroszyı\ski, M., Park, C., Paczyıiski, B., Gotı, J.R. 1990, ApJ, 365, 22

Mao, S., Paczynski, B. 1991, ApJ, 374, L37

Mao, S., Kochanek, C.S. 1994, MNRAS, 268, 569

Mao, S., Paczynski, B. 1996, ApJ, 473, 57

Mao, D., Rix, H.-W. 1993, ApJ, 416, 425

Mao, D., Rix, H.- W., Ga1- Yam, A., Gould, A. 1997 , ApJ , 486, 75

Paczynski, B. 1 986b, ApJ, 304, 1

Paczynski, B. 1987, Nat, 325, 572

Paczynski, B. 1991, ApJ, 371, L63

Paczynski, B. 1 996, ARA&A, 34, 4 1 9 S

Paczynski, B., Sıanek, K.Z., Udalski, A., Szymm1ski, M., Kaluzıiy, J., Kubiak, M., Mateo, M., Krzeminski, W. 1994, ApJ, 435, Lll3

Refsdal, S. 1 964, MNRAS, 128, 307

Refsdal, S. 1966a, MNRAS, 132, 101

Refsdal, S. 1966b, MNRAS, 134, 315

Refsdal, S., Surdej, J. 1994, Rep. Progr. Phys., 57, 117

Shapiro, I.I. 1964, Phys. Rev. Lett., 13, 789

Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., Mateo, M. 1992, Acta As- tron., 42, 253

Udalski, A., Szymmlski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., Krzemmski, W. et ai. 1993, Acta Astron. 43, 289

Udalski, A., Szymanski, M., M80, S., Di Stefano, R., Kaluzıiy, J., Kubiak, M., Mateo, M., Krzemmski, W. 1994, ApJ, 436, LI03

Witt, H.J., Mao, S. 1994, ApJ, 430, 505

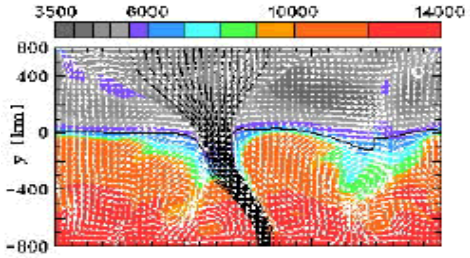
ZwİCky, F. 1937a, Phys. Rev. Lett., 51, 290

Zwicky, F. 1937b, Phys. Rev. Lett., 51, 679

Manyetik Akı Tüpleri

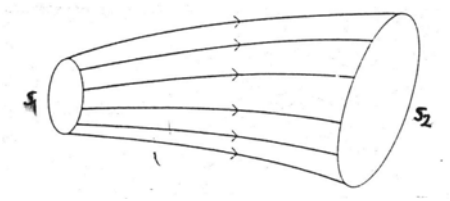
Burcu Beygu
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi
Fizik Bölümü

Güneş atmosferindeki olayların doğrudan gözlenebilmesine karşın, güneşin manyetik alanı ve bunun sonuçlarına ilişkin modeller, dolaylı gözlemler (örneğin gelen ışığın polarizasyonunun çözümlenmesi) ve bir takım varsayımlarla yapılmaktadır. Güneşin atmosfer tabakalarında palzmayı kontrol eden ve buna bağlı olarak çok çeşitli yapı ve olayların oluşumuna neden olan manyetik alan, fotosfer altındaki daha yoğun derin tabakalara (konveksiyon bölgesi) gömülüdür. Bu tabakalarda alan çizgileri plazmanın kontrolü altında hareket ederler (donmuş alan çizgileri). Burada şartlar manyetik alan etkisi dışındadır. Konveksiyon bölgesindeki türbülanslı hareketler manyetik alanı, manyetik akı tüpü olarak adlandırılan yapı blokları şeklinde yoğunlaştırırlar. Bu akı tüpleri etrafa konvektif hareketlerle taşınırlar. Akı tüpleri güneş yüzeyine, süpergranüllerin ve granüllerin arasına hücre sınırları boyunca yerleşecek şekilde çıkarlar ve güneş atmosferine yükselirler. (şekil 1) Fotosferde gözlediğimiz granüller arasında bulunan çok küçük, beyaz parlak noktalar yüzeye çıkmış akı tüplerinin ayak noktalarıdır. Yüzeyde gözlenen ağyapının yapı blokları akı tüpleridir. Fotosferdeki akının büyük kısmı şiddetli akı tüplerinin içine yerleşmiş olarak bulunur. Bunların alan şiddetleri yaklaşık 1500 - 2000 G, akıları 5 x 10^9 Wb' dir. Çaplarının da 100 - 300 km olduğu düşünülmektedir.



Şekil 1

Basitçe bir manyetik akı tüpünü, basit bir kapalı eğriyle kesişen alan çizgileri topluluğunun çevrelediği bir hacim olarak düşünebiliriz. (Şekil 2)



Şekil 2

Bir akı tüpü oluştuğu tabakada etrafından daha hafif olduğu için dengede kalamaz ve manyetik kaldırma kuvveti vasıtasıyla parça parça yükselir. Güneş yüzeyini yardığı noktalarda ise güneş lekeleri oluşur (Tabiki belli bir şiddete ulaşınca). Çevresinden hafif oluşunu basitçe aşağıdaki gibi izah edebiliriz:

Manyetik basınç (p_m) ve gaz basıncı (p_g) sabit ve de tüp içindeki (T_i) ve dışındaki sıcaklık (T_d) aynı olmak üzere denge şartı:

$$p_g^{\,i} + p_m^{\,i} = p_g^{\,d}$$

$$\frac{k_B}{m}\rho_i T_i + \frac{B^2}{2\mu} = \frac{k_B}{m}\rho_d T_d$$

$$\rho_d = \rho_d + \frac{\frac{B^2}{2\mu}}{\frac{k}{m}T}$$

$\rho_d > \rho_i \Rightarrow$ akı tüpü çevresine göre daha az yoğundur.

Tüp yükselirken yay şeklini aldığından, manyetik kaldırma kuvveti (F) yanında manyetik gerilime bağlı bir onarıcı kuvvete de maruz kalır. Fakat bu kuvvet manyetik kaldırma kuvvetinin etkisini yenemez:

$$F = (\rho_d - \rho i) g$$

$$= \frac{B^2}{2\mu} \frac{mg}{k_B T} > \frac{B^2}{2\mu L}$$

Akı tüpünün yükselme süresi şu şekilde verilir:

$$\tau = \frac{4\Omega\Lambda^2}{\nu^2_A} \qquad \Lambda(z) = \frac{k_B T(z)}{mg} = \frac{p}{\rho g} \qquad \nu = \frac{B_0}{(\mu\rho_0)^{1/2}} : \text{Alfvèn hızı}$$

Buna göre 100 G' luk bir alanın 30 000 km' lik derinlikten yukarı yükselmesi 10 yıl sürer aynı şekilde 1000 G' luk bir alanın 100 000 km' den yükselmesi yine 10 yıl sürer. Yani alanın derine gömülü olması yükselme süresini arttıran, alan şiddeti de yükselme süresini azltan etkenlerdir.
Akı tüpleri parçalara ayrılarak bozulurlar. Akılarında saniyelik 10 ' lik azalma meydana gelir. Bozulma süresi akı tüpünün çapının karesiyle orantılıdır; $t \sim d^2$

Şekil 2 deki gibi bir manyetik akı tüpünün kuvveti, S kesitini geçen akı miktarı olarak tanımlanabilir:

$$F = \int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} \qquad (1.1)$$

$d\mathbf{S}$ her zaman $\mathbf{B}$ ile aynı yönde alındığından F her zaman pozitiftir

Böyle bir tüpün genel özelliklerine basitçe değinelim:

1) Bir akı tüpünün manyetik akısı tüpün uzunluğu boyunca sabit kalır:

Maxwell' in ikinci denkleminden ($\nabla \cdot \mathbf{B} = 0$) yararlanarak bu ifadeyi ispatlayabiliriz: F akısını V hacmini çevreleyen S yüzeyi üzerinden, S_1 ve S_2 kesitleri arasında integre edelim:

$$\int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = \int_{S1} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} + \int_{S2} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S}$$

Diverjans teoreminden:

$$\int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = \int_V \nabla \cdot \mathbf{B}\, dV \Rightarrow \int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = 0$$

$$\rightarrow \int_{S1} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = -\int_{S2} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S}$$

Diğer bir değişle

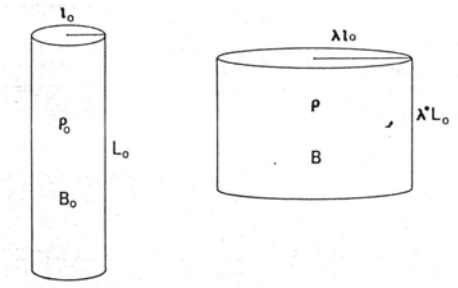
$F \equiv \int S\, \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S}$ akı tüpünün manyetik akısı tüp boyunca sabit kalır.

2) Akı tüpünün ortalama alan şiddeti tüp daraldıkça artar, genişledikçe azalır:

(1.1) denklemini, tüp boyunca ortalama alan terimi ($\bar{B}$) cinsinden yazalım: $F = \bar{B} A$, A enine kesit bölgesidir. Buna göre F sabit kaldığına göre, tüp daralırsa A küçülür ve de ortalama alan büyüklüğü artar. Eğer tüp genişlerse tersi olur.

3) Akı tüpünün sıkışması **B** ve yoğunluğu (ρ) aynı oranda arttırır:

Boyutları l_0 ve L_0' dan $\lambda\, l_0$ ve $\lambda^* L_0$' a değişen bir silindirik akı tüpü gözönüne alalım:



Şekil 3

Eğer başlangıçta düzgün yoğunluk ve alan kuvveti ρ_0 ve B_0 ise ve de alan çizgileri plazmaya göre donmuşsa, kütle korunumuna göre:

$\rho\, \pi\, (\lambda\, l_0)^2\ (\lambda^*\, L0) = \rho_0\, \pi\, l_0^2\, L_0$ olur.

son yoğunluk: $\rho = \dfrac{\rho_0}{\lambda^2\, \lambda *}$ (1.2)

manyetik akının korunumundan:

$B\, \pi\, (\lambda\, l_0)^2 \equiv B_0\, \pi\, l_0^2$

$B = \dfrac{B_0}{\lambda^2}$ (1.3)

$\dfrac{B}{\rho} = \dfrac{B_0\, \lambda^*}{\rho_0}$

Böylece eğer tüpün uzunluğu sabit kalırsa, $\lambda * = 1$, $\dfrac{B}{\rho}$ oranının sabit olduğunu görürüz.

Başka bir değişle enine bir sıkışma ($\lambda < 1$) ve boyuna bir sıkışma ($\lambda^* < 1$) B ve ρ' yu aynı oranda arttıracaktır. Enine bir genişleme ise azaltacaktır.

4) Akı tüpünün sıkıştırma olmaksızın uzaması alan kuvvetini arttırır:

Eğer plazma sıkıştırılmamışsa, yoğunluk değişmemiştir demektir. O halde (1.2) denkleminde $\lambda^2\, \lambda * = 1$, (1.3) denkleminde ise $B = \lambda^*\, B_0$ olur. Buna bağlı olarak tüpteki bir uzama ($\lambda^* > 1$) alan kuvvetinde uygun bir artış üretir, tersine kısalma da alan kuvvetinin zayıflamasına neden olur. Konveksiyon bölgesinde meydana gelen kırılma hareketleri ya da diferansiyel dönme akı tüpünün boyunda bir artışa neden olabilir.

5) Manyetohidrostatik dengedeki silindirik bir akı tüpü için, plazma basıncı p (R) ve manyetik alan bileşenleri B_Φ (R) ve B_z (R) birbirlerine şu şekilde bağlıdır:

$$\frac{dp}{dR} + \frac{d}{dR}\left(\frac{B_\Phi^2 + B_z^2}{2\mu}\right) + \frac{B_\Phi^2}{\mu R} = 0 \qquad (1.4)$$

R: eksenden itibaren radyal uzaklık

(1.4) denklemindeki ikinci terim manyetik basınç kuvvetidir. Eğer manyetik basınç R ile birlikte azalıyorsa dışa doğru etki eder. Üçüncü terim manyetik gerilimdir ve içe doğru etki eder.

Bir akı tüpü, eksensel ve azimutal manyetik akısı sabit kalacak şekilde genişlerse, gitgide artacak şekilde burulmaya başlar. L uzunluğundaki bir tüpün, alan çizgisinin eksen civarındaki burulması:

$$\Phi(R) = \frac{L\, B_{\Phi}(R)}{r\, B_z(R)}$$ olarak verilir.

Akı tüpleri, hemen hemen aynı fziksel özelliklerle hem sakin bölgelerde hem aktif bölgelerde (güneş lekelerinin dışında) bulunurlar. Sakin ve aktif bölgeler arasındaki fark; o bölgelerdeki sayıları ve boyutlarıdır. Ayrıca sıcaklıkları arasında da önemli fark vardır; sakin bölgedekiler aktif bölgedekilerden daha sıcaktırlar. Akı tüpleri atmosferde yükseldikçe genişlerler. İlk defa 1992 yılında " speckle polarimetri " yöntemiyle 200 km çapında akı tüpleri gözlenmiştir. Gerçekten de akı tüpleri gibi küçük manyetik yapıları gözlemek pek kolay değildir. Gözlem aletlerinin çözünürlüğü arttıkça bu yapılar hakkında daha çok bilgi edinilecektir. Sonuç olarak manyetik akı tüpleri, güneş lekelrini meydana getirmelerinin yanısıra, penumbradaki parlak bölgelere ve atmosferin üst tabakalarına ısı iletmeleri gibi önemli özelliklere sahiptirler. Manyetik alanın bu en küçük yapı blokları, Güneş' te meydana gelen manyetik alan kaynaklı olayları çözmede büyük önem taşırlar.

CCD'lerin Yapısı ve İşleyişi

Burcu Parmak, Sena Çelik

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Bu bildiride CCD'lerin astronomik gözlem açısından yararları ve CCD çeşitleri anlatılacaktır. Ayrıca Ege Üniversitesi CCD'sinden de bahsedilecektir.

CCD'lerin Yapısı ve İşleyişi

Sena Çelik, Burcu Parmak

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Günümüzde bilimsel amaçlı kullanımlarının yanı sıra, yaygın olarak kullandığımız birçok görüntüleme sisteminde artık CCD 'ler yer almaktadır. Temel Astronomik Gözlem Tekninklerinin üzerine adapte edilmiş CCD tabanlı yeni gözlem aletleri, optik bir takım düzenlemelerle daha duyarlı tayfsal ve fotometrik gözlemlerin elde edilmesinde kullanılmaktadır.

Türkiye'de henüz 2 yıldır yapılmakta olan CCD tabanlı gözlemler Türk Astronomları tarafından kullanılmaya başlanmıştır. Bu noktada CCD 'lerin yapılarının astronomlar tarafından daha iyi anlaşılması, daha duyarlı gözlemlerin elde edilmesini sağlayacaktır. Bütün bu gelişmelerin ışığında "CCD nedir?" sorusunun ayrıntılarını burda bizler gibi yeni yetişmekte olan genç astronomlarında bilgilerine sunuyoruz. "CCD nedir?" konusu CCD 'nin temel yapısından başlayarak onların Kuantum etkinliği ve Tayfsal Duyarlılıkları, Kazanç ve Dinamik Oranları ile belirli elektronik ve optik düzenlemelerle CCD 'lerin işlemesini kapsamaktadır. CCD ile Düz Alan-Karanlık Görüntü-Anlık Görüntü türü görüntülerin alınması ve bu görüntülerin uygun bilgisayarlar altında işleyen CCD indirgeme programları ile kullanılabilir hale gelmesi CCD ile gözlem yapma tekniğinin kapsamının oldukça geniş olduğunu göstermektedir.

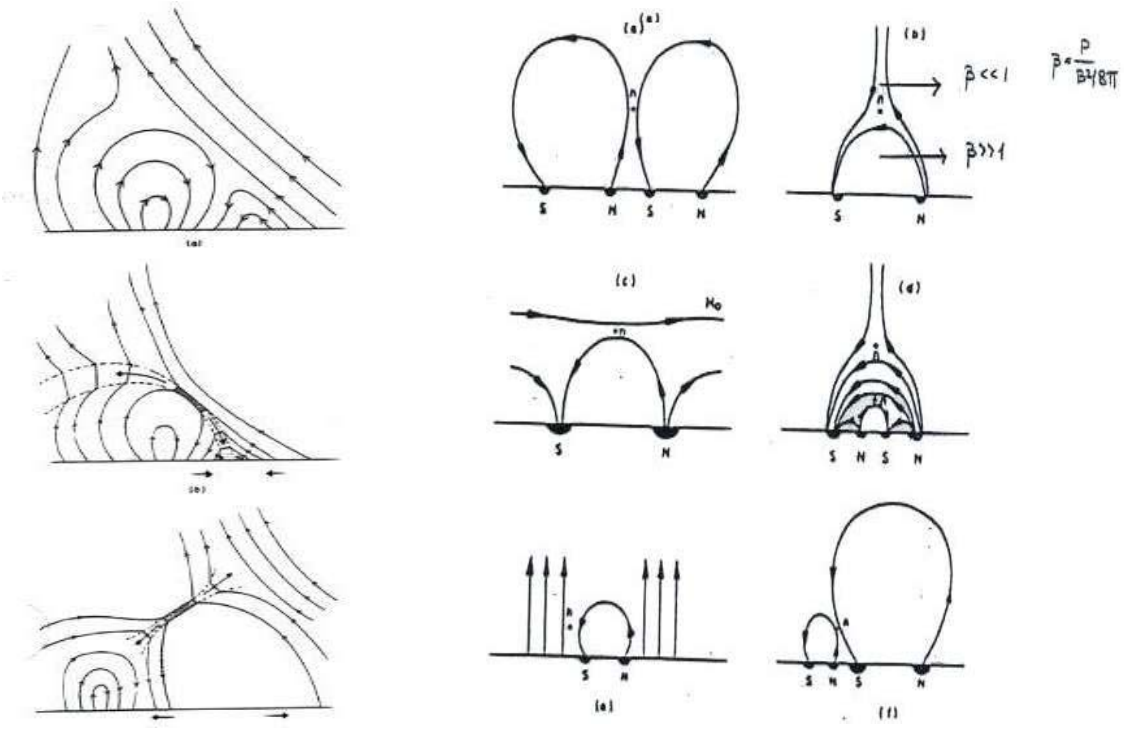
Çalışmamızın son aşamasında Ege Üniversitesinde kullanılmakta olan Kodak Kaf-1602LE türü CCD alıcısının özelliklerine değinilecektir. Buradan hareketle temel bazı özellikleri bilinen CCD 'lerin gözlem yapma tekniğine uygun olup olmadığı çıkartabileceğimiz sonuçlardandır.

Manyetik Yeniden Birleşme

Dicle Zengin, E. Rennan Pekünlü, Esra Tığrak
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

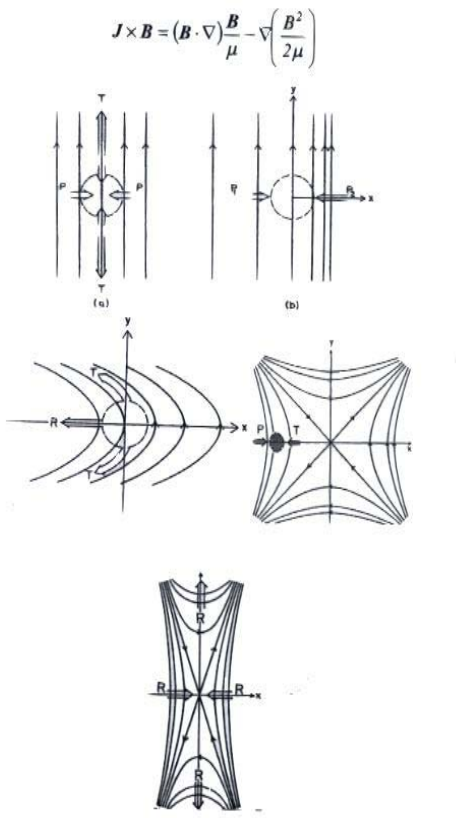
Manyetik yeniden birleşme manyetize plazmanın en doğal davranışlarından biri olan ve de kısa sürede yüksek düzeyde erke açığa çıkaran bir süreç olup son yıllarda üzerinde yoğun olarak çalışılan bir konudur. Bu konuyu incelemekteki amaç ise manyetik yeniden birleşme sürecinin evrenin bir çok bölgesinde süregeldiğini ve son derece genel bir süreç olduğunu sergilemektir. Plazma akışlarındaki manyetik alanların varlığı evren bölgelerinin çoğunda kaçınılmaz olarak manyetik yeniden birleşe sürecine neden olacaktır. Bu bölgelerin her birinde olay yapısal olarak değişse de sürecin oluşumu aynı kalmaktadır.

Bu süreci daha kolay anlayabilmek için Güneş üzerinde manyetik yeniden birleşme olayına bakacak olursak; Güneş flare olayından da bildiğimiz gibi konveksiyon bölgesinin alt tarafındaki akımların ortaya çıkardığı manyetik alanın poloidal bileşeni diferansiyel dönme nedeniyle toroidal manyetik alana dönüşerek manyetik akı halatları biçimine bürünür. Konveksiyon yardımıyla önce fotosfere oradanda kromosfer ve koronoya taşınır. Kararsızlıktan dolayı kuvvetlenen manyetik alan tek düze olmayan bir biçime gelir ve düşük- beta ve yüksek-beta görünümündeki çok katlı bir yapıya sahip olur. Burada sözü edilen β-plazma, gaz basıncının manyetik basınca oranıdır. Bir çok akım tabakası düşük-beta plazma içerisindeki manyetik alanlar arasında biçimlenir. Özgür erke taşıyıcısı olan akım tabakaları, biribirine ters yönde yönelmiş olan manyetik alan kuvvet çizgileri arakesitinde oluşan iki boyutlu bölgelerdir. Bu tabakalarda manyetik alan kuvvet çizgileri değişik şekillerde yeniden birleşerek manyetik alanın potansiyel olmayan bölgesinde birikmiş olan özgür erkeyi Joule saçılması ile çevreye ısı erkesi biçiminde saçar. Manyetik yeniden birleşme bu büyük ölçekli, dinamik enerji salınımlarını açıklayan yüksek erke astrofiziğinin en önemli konularından biridir.



Şekil1: Sağ taraftaki şekil manyetik alanda nötr manyetik nokta çıkarabilecek değişik geometrileri gösterirken, sol taraftaki şekil ;(a)iki farklı manyetik alan yapısının göreli devinimi sonucunda manyetik erkenin çevreye ısı erkesi biçiminde saçılması (b) yapılar birbirine yaklaşırken (c) yapılar birbirinden uzaklaşırken (Priest, p.229)

Bu sürecin ne tür ortamlarda ve fiziksel koşullarda oluştuğunu görmek için olayı iki bağlamda incelememiz gerekir. Öncelikle ManyetikHidroDinamik açıdan fiziksel özelliklerini matematik işlemleriyle belirlemeli, ikinci aşamada da elde ettiğimiz sonuçları kullanarak gözlemsel verileri açıklamalıyız. Bu süreci özgür erke taşıyıcısı akım tabalarının oluşumunu inceleyerek başlarsak bunların üç yolla oluştuğunu görürüz ;1.) X tür nötr nokta yakınındaki bölgenin çökmesiyle 2.) Bir manyetik yapının topolojik olarak farklı bölgeri birbirine doğru yaslandığında sınır bölgede akım tabakası görülebilir 3.)Manyetikhidrostatik denge durumunun sona ermesi veya kararsız duruma geçmesiyle birlikte akım tabakası oluşabilir. ManyetikHidroDinamiğin temel eşitliklerini kullanarak sürecin en önemli kısmını oluşturan akım tabakaları içerisindeki manyetik alanın zaman ve uzayda değişimini betimleyen "manyetik indüksiyon" eşitliğine ulaşırız. Bu eşitlikteki V hızını içeren dinamik terim ile sızma katsayısını içeren terimin birbirine oranını veren "Manyetik Reynolds sayısı"nın 1den küçük olduğu limit durumu manyetik alanın incelenen bölgeye sızmasını betimler ki bu da manyetik yeniden birleşme sürecinde akım tabakasına sızan manyetik alanın yapısını belirlememizi sağlar.

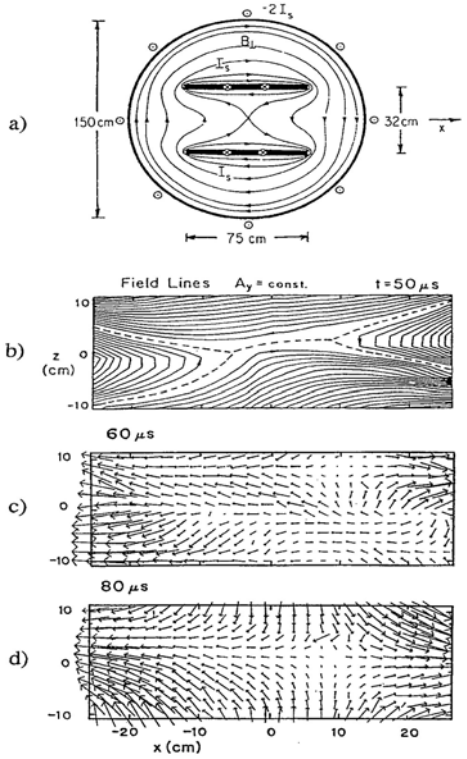


Şekil 2: Lorentz kuvveti etsindeki değişik geometrilerdeki manyetik alan yapılarını içermektedir

Manyetik alan çizgilerini ve plazmayı, manyetik alanın biçimine göre etkileyen Lorentz kuvveti bu açıdan önemlidir. Çünkü bu kuvvet iki etki doğurmaktadır. Manyetik gerilme terimi aracılığıyla kuvvet çizgilerini kısaltma eğiliminde, manyetik basınç terimi aracığıyla plazmayı sıkıştırmaktadır. Plazmaya etki eden manyetik alan yapılarını tek düze manyetik alandan daha karmaşık olan hiperbolik yapılara dönüştürdüğümüzde Lorentz kuvvetinin net etkisi kolaylıkla görülebilmektedir. Özellikle elde edilen X- tür nötr nokta manyetik yeniden birleşmenin karakteristik yapılarındandır. X-eksenine yakın konumdaki plazma yumağı üzerine manyetik alan çizgilerinin eğri olmasından dolayı eğrilik merkezine doğru (T) gerilme terimi uygulanırken manyetik alan yeğinliğinin azaldığı başlangıç noktasına doğru bir manyetik basınç kuvveti uygulanır. Bu iki kuvvet biribirini tamamen dengeler. Bu manyetik alan tedirgin edilirse denge durumundaki X-tür nötr nokta kararsız duruma geçer ve yeni şeklini alır. Bu yapıda manyetik basınç kuvveti içe doğru net bir etki yaratırken ,manyetik gerilme kuvvetlerinin net etkisi dışarıya doğrudur. Bu da plazmanın akım tabakasına ne şekilde girdiğini ve depolanmış erkenin hangi fiziksel yapıda özgür duruma geçtiğini anlamamızı sağlamaktadır. Akım tabakasının özelliklerini en iyi açıklayan ve kabul gören modellerden biride Sweet-Parker modelidir. Bu modeli kullanarak elde edilen sonuçlara göre; Bölgeden dışarıya doğru sızan plazmanın hızı Alfven hızındadır. Plazma ve manyetik alan çizgilerinin sızma bölgesine girdiği hız ise bölgenin sızma katsayısı ile doğru, yol ile ters orantılıdır ve bu hız bölgeden dışarıya doğru sızan plazmanın hızından küçüktür. İçeriye doğru akan kinetik erkenin, içeriye doğru akan elektromanyetik erkeye oranı 1den küçüktür. Bu sonuç bizi akım tabakasına doğru akan erkenin çoğunun elektromanyetik kökenli olduğunu gösterir. Akının korunumu ilkesi gereğince

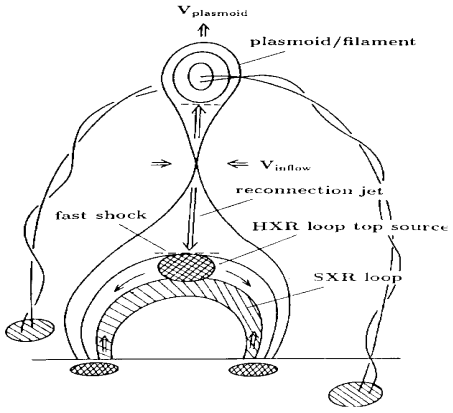
gerekli işlemleride yaparak akım tabakası içine akan manyetik erkenin yarısı parçacıkların kinetik erkesine diğer yarısıda ısısal erkeye dönüştüğünü görürüz. Diğer bir deyişle manyetik yeniden birleşme süreci sıcak ve hızla devinen bir plazma üretmektedir. Sonuçta elde ettiğimiz Poynting vektörü görülmektedir.

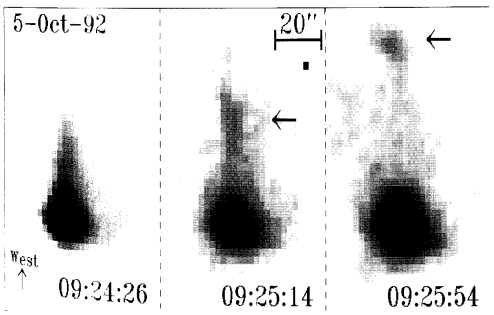
Elde ettiğimiz bu sonucu yorumlamak istersek, fotoserden yukarıya doğru Poynting akısı olarak gönderilen erke değişik etkilere uğramaktadır. Manyetik erkede artış, ohmic ısıtılma ve Lorentz kuvvetinin ürettiği iş bu etkiler arasındadır. Erkenin bir bölümü depolanabilir ve daha sonra prominence fışkırması veya flare olarak ortaya çıkarken bir başka bölümü ,sürekli olarak çevreye ısı erkesi olarak saçılabilir ve güneştacını ısıtabilir. Erkenin geri kalan bölümü de plazma parçacıklarını değişik yollarla ivmelendirebilir ve bu hızlı parçacıklar ya ortamdan kurtulur veya erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçarlar.



Şekil 3: Stenzel & Gekelman deneyinin sonuçları. (a) LPD nin kesit görüntüsü, (b) t= 50 μs sonunda yeniden birleşmeye uğramış olan manyetik alan kuvvet çizgilerinin kontur haritası, (c) ve (d) t=60 μs ve t=80 μs sonunda z=87 konumunda ölçülen iyon hız vektörleri (Yamada, M., 1999,JGR).

Matematik ve fiziği kullanarak ulaştığımız bu sonuçlar labratuarda da tasarlanmış "zorla yeniden birleşme"süreci için hazırlanmış düzeneklerle de elde edilmektedir. Bunlara bir örnek vermek gerekirse UCLA 'da (University of California at Los Angeles)yalnızca elekronların manyetize olduğu LPD (Linear Plazma Device) olarak adlandırılan bir düzenekte yeniden birleşme akım tabakasının yerel özellikleri ölçülmüştür (Stenzel & Gekelman, 1981). Çalışmanın sonuçlarını şekilde görmek mümkündür. Şekil-a 'da deney düzeneği görülürken, şekil-b'de manyetik alan yapısının X-tür nötr nokta olduğu yeniden birleşmeye uğramış olan manyetik alan kuvvet çizgilerinin kontur haritası görülmektedir, şekil-c ve d 'de ölçülen iyon hız vektörleri görülmektedir. Kuramsal bilgilerden uzaklaşarak bu sürecin evrendeki görsel kanıtları için Güneşi örnek gösterebiliriz

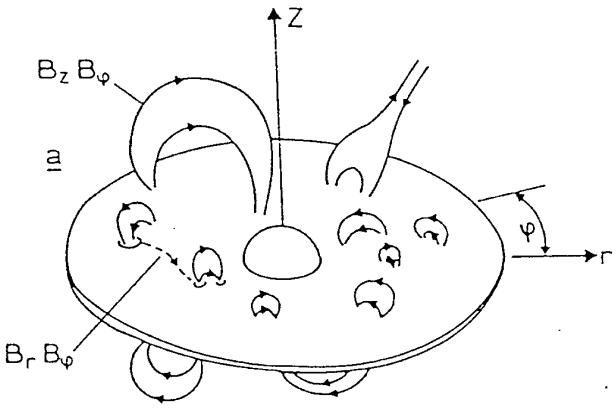




Şekil 3a: (sağ) 5 Ekim 1992 günü gerçekleşen bir ilmik flaresinin atmalı aşamasında fırlatılan ve X- ışın frekanslarında ışınım yapan plazma yumağının YOHKOH uydusu SXT teleskobu ile alınmış görüntüsü. Plazma yumağının fırlatılma hızı 200-450 km/s. Şekil 3b: (sol), Plazma yumağının uyattığı yeniden birleşme modeli (Shibata, K., A&SS,1999)

Güneş flare olayının atmalı evresinde YOHKOH uydusunca alınan görüntüler bu bölgede ortaya çıkan jetlerin ve fırlatılan plazma yumaklarının varlığını açıkça göstermektedir. Plazma yumağının yeniden birleşme modeli de şeklin altında görülmektedir. Diğer şekilde de yüzeye çıkan ve onun üzerinde yer alan güneştacı manyetik alanlarının yeniden birleşme süreciyle etkileşimi ve buna ilişkin oluşturulan model görülmektedir. CDS(Centre de Données Astronomiques de Strasbourg) tarafından görülen UV yakamozları (blinkers) keşfi, SOHO tarafından elde edilen önemli sonuçlardan birisidir. Geçiş bölgesinde yaklaşık 10-15 dk zaman ölçeğinde meydana gelen salmanın parlaması yakamozların(blinkers) basit bir açıklamasıdır. Herhangi bir zamanda 10^{19} J düzeylerinde enerji açıga çıkaran 3000 tane UV yakamozu olduğu tahmin edilmektedir. Bu yakamoz görüntüleri süpergranül hücrelerin köşelerinde yerleşmiş olarak görülür ve bunlar büyük olasılıkla manyetik yeniden birleşme bölgeleridir. Bu görüş çift yönlü jetleri gözleyen SUMER(Solar Ultraviolet Measurement of Emitted Radiation) aygıtınca da gözlenmiştir. Burada bilinmesi gereken çift yönlü plazma jetlerinin yeniden birleşme kuramının öngörülerinden birisi olmasıdır.

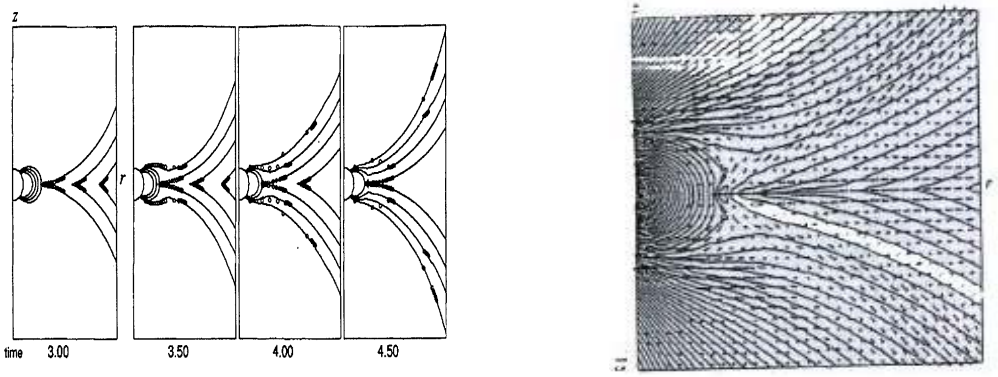
Etkin gökada çekirdeklerindeki yüksek sıcaklıklara sahip plazmanın varlığı da manyetik yeniden birleşme süreciyle açıklanmaya çalışılmaktadır. Bunun için önerilen modellerden bir tanesi de AGN lerin on milyar Güneş kütlesi ya da daha büyük kütleye sahip bir karadelik ve onu çevreleyen kütle aktarım diskinden oluştuğunu öne sürmektedir. Diferansiyel olarak dönen disk, manyetize olmuş bir taç oluştururken disk plazamasındaki kesme kuvvetleri çekirdek manyetik alanın güçlenmesine neden olan etkin bir dinamo oluşturur. Kaldırma kuveti veya manyetik yeniden birleşmenin karakteristik yapılarından biri olan manyetik alana parelel elektrik alanın oluşturduğu kararsızlıkların bir sonucu olarak yeğin manyetik alanlar disktan disk tacına doğru yükselir ve manyetik ilmikleri oluştururlar. Akım tabakası taçta yükseldikçe sıcaklığı artar ve Joule ısınmasıyla ısısal iletkenlik dengeye gelir. Bu noktada akım tabakası kritik bir sıcaklığa erişir ve yavaş şok dalgaları üretilir ve bu dalgaların sonunda X-ışınları salınır.



Şekil4: Karadelik çevresinde kütle aktarım diskinde oluşan manyetik ilmikleri göstermektedir (Yokoyoma, T., Tanuma, S.,

Kudoh, T. And Shibata, K., Adv. Space Res., 2000).
Şekilde disk üzerindeki ilmik yapılarını görmek mümkündür. AGN lerdeki relativistik elektronlar, kendilerini sert X-ışın ($e\text{-}e^+$ çift üretimi), Gamma ışınları ile (Svensson, 1987; Done ve Fabian, 1989) olduğu gibi Radyo gözlemlerinde ışık hızından daha büyük hızlarda deviniyormuş gibi davranan devinimlerle de gösterir (Abraham ve ark., 1991). Değişik AGN cisimlerinin değişik değerlere sahip X-ışın\Moröte ışınımlarını açıklayabilmek için AGN tacında bulunan yerel etkin bölgelerin varlığı önerilmiştir (Haardt, Maraschi ve Ghisselini, 1994). Gözlemler çok kısa zaman dilimlerinde büyük miktarlardaki erkenin açığa çıktığını işaret etmektedir. Bu nedenle bu erkenin hangi fiziksel süreçlerle sıcak taca aktarıldığı ve erkenin nasıl olup da flare benzeri yerel süreçlerle salındığı ancak manyetik yeniden birleşme gibi dinamik bir olayla açıklanabilmektedir.

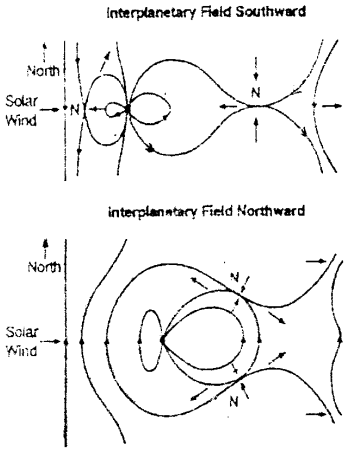
Disk aktarım aşamasında olan ilkel yıldız oluşumlarının bulunduğu yerlerde yüksek hızlı jetlerin fırlatıldığı ortaya çıkmıştır (Montmerle ve ark.,1993). Koyoma ve çalışma ark. (1994,1996) ASCA(Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics) ile molekül bulutlarındaki sert X-ışın kaynaklarının sistematik bir incelemesini yaparak bunlardan bazılarının flare türü etkinlikler gösterdiğini bulmuşlardır. İlkel yıldız flareleri toplam erke (10^{35} – 10^{36} erg), boyut (birkaç ilkel yıldız yarıçapında) ve çok daha yüksek sıcaklıkları (8keV) bakımından Güneş flaerelerinden biraz farklıdır. İlkel yıldız flareleri yine bir ilkel yıldız olan YLW15 yıldızında ROSAT uydusunca düşük erke bandında gözlenmiştir (Grosso ve ark., 1997). Manyetik yeniden birleşme ilkel yıldızlarda da tıpkı Güneş deki gibi bir sürece sahiptir. Diskten manyetikküreye kütle aktarımına izin veren manyetik yeniden birleşme, manyetik alan ile disk manyetik alanı arasında gerçekleşmektedir. Burada aktarılan kütlenin büyük bir kısmı yeniden birleşmiş manyetik alan boyunca yıldıza katılır. Kütlenin geri kalan bölümü, yıldızın açık manyetik alanı boyunca Lorentz kuvvetinin etkisinde tek yönde ivmelendirilir. Bu yeniden birleşme sürecinin yönlendirdiği jetler yıldızın dönmesinden dolayı merkezden kaçarak ivmelendirilmiştir ve bu genç yıldızdan gelen optik jetlere karşılık gelir. Manyetik yeniden birleşmede salınan manyetik erkenin sadece bir bölümü jetlerin kinetik erkesine çevrilir.



Şekil 5a(sol): Manyetosferik alan ile disk manyetik alanı arasındaki manyetik yeniden birleşme. Diskten yıldıza kütle aktarımıda görülmektedir. t=3.0 anında sol taraftaki kapalı çizgiler manyetosferik alanı, sağ tafartaki açık çizgiler disk manyetik alanını göstermektedir. Şekil: 5b(sağ) t=3.70 anında nötr nokta yakınındaki bölgenin büyültülmüş şeklidir (Hirose,S., Uchida,Y., Shibata,K., and Matsumoto,R., PASJ: Publ.Astron.Soc.Japan, 1997).

Şekil manyetik yeniden birleşme boyunca olan bu aktarımı ve dağılımı göstermektedir. Yeniden birleşme tarafından oluşturulan flare öncesi ilmiklerin evriminin araştırılması için merkezdeki yıldızın dönmesini de içeren sayısal öykünümler yapılmıştır. Bu modeller yardımıyla manyetik yeniden birleşme ve plazmanın fırlatılmasının dönemsel olduğu ve bu zaman aralığınında yaklaşık olarak 15 saat olduğu bulunmuştur (Hayashi,M. ,Shibata, K. And Matsumoto,R., Adv. Space. Res., 2000). Ayrıca ASCA yaklaşık 20 saatte üç kez yineleyen YLW15 yıldızındaki X-ışın flarelerinide keşfetmiştir (Tsuboi ve ark.,1977). Böylesine yineleyen etkinlikler,disk ve ilkel yıldız ile ilişkili manyetik ilmiklerdeki manyetik yeniden birleşme ile açıklanabilir.

Gezegen manyetik kürelerindeki manyetik yeniden birleşme sürecine ilişkin modeller J.W.Dungey tarafından önerilmektedir(1963). Dungey iki modelinden ilki gezegenlerarası manyetik alan güneya yönelik olduğu durumdur. Dungey yer manyetik küresindeki konveksiyonu sağlayan sürecin manyetik yeniden birleşme olduğunu önermiştir.



Şekil6:Dungey'in manyetikküre-sindeki yeniden birleşme modelleri görülmektedir.(üst) Gezegenlerarası manyetik alan güneye yönelik olması durumunda öğlen-geceyarısı meridyeni (Dungey, 1961).(alt) Gezegenlerarası manyetik alanın kuzeye yönelik olduğu durumda öğlen-geceyarısı meridyeni (Dungey, 1963)

Şekilde de görüldüğü gibi gezegenlerarası ve manyetikküre kökenli manyetik alanlar günyü- zü noktasında eşleşir ve güneş rüzgarının momentumu, manyetikküre plazmasında oluştur-duğu sirkülasyona bağlı olarak manyetik yeniden birleşme kuyruktaki nötr noktada oluşur. Kuzeye yönelik gezegenler arası manyetik alan durumunda ise manyetik akı, kuyruk "manyetopause" üzerindeki nötr noktalarda yeniden birleşmeye uğrar. Yer 'in dışındaki diğer gezegenler de değişik boyut ve plazma yapısına sahip manyetikkürelere sahiptir. Ayrıca Yer'in manyetik kuyruğunda manyetik fırtına gözlemleri sırasında patlamalı yeniden birleşme gözlenmiştir. Yer'in manyetik alanı, gezegenler arası manyetik alana çok duyarlı olduğundan manyetik kuyruk güneş rüzgarına bağlı olarak değişebilir. Gözlemler, kuyruk-tipi akım tabakalarının patlamalı yeniden birleşmenin gerçekleştiği yerler olduğunu göstermektedir. Buradan yola çıkarak Satürn,Uranüs ve Neptün'de de patlamalı yeniden birleşmenin olduğunu söyleyebiliriz.

Görüldüğü gibi fizikteki bir çok kavram gibi, manyetik yeniden birleşme kavramı da tek bir evrensel ilke ile çok geniş bir aralıktaki süreçleri birleştirme yeteneğine sahiptir. Sonuç olarak, yaptığımız çalışma manyetik yeniden birleşme sürecinin evrenin bir çok bölgesinde süregeldiğini ve genel bir süreç olduğunu göstermektedir.

Kaynaklar

Birk, G.T., Lesch, H., Schopper, R., Wiechen, H., Astroparticle Physics 11 ,63-64 (1999).
Chen, F.F., Introduction to Plasma Physics, Plenum Press, NY, 1974.
Dendy, R.O., Plasma Dynamics, Clarendon Press, Oxford, 1990.
Hayashi, M. ,Shibata, K. and Matsumoto, R., Adv. Space Res. Vol. 26, No.3, pp. 567-570,2000.
Hirose,S.,Uchida,Y.,Shibata,K.,and Matsumoto,R.,PASJ:Publ.Astron.Soc.Japan 49,193-205,1997
Hood,A.W.,Space Science Reviews 87:79-92,1999.
Ji, H., Yamada, M., and Kulsrud, R., Phys. Rev. Lett., 80, 3256, 1998.
Kirk, J.G., Melrose, D.B., Priest, E.R., Plasma Astrophysics, Springer-Verlag, Berlin, 1994.
Lin,J.,Forbes,T.G.,Priest,E.R.,ASP Conference Series,Vol.68,1994.
Nishikawa, K. & Wakatani, M., Plasma Physics, Springer-Verlag, Berlin, 1994.
Priest, E.R., Solar magnetohydrodynamics, D. Reidel Pub. Co., Dordrecht, 1984.
Russell, C.T., Ads. Space Res., Vol. 26 No.3, PP 393-404, 2000.
Schopper, R., Lesch, H., and Birk, G.T.,Astron. Astrophys. 335, 26-32 (1998)
Shibata,K.,Astrophysics and Space Science ,Vol. 264,1999.
Shu, F.H., The Physics of Astrophysics, Vol. II – Gas Dynamics, University Science Books, California, 1992.
Stenzel, R.L., Gekelman, W., JGR, 86, 649,1998.
Tsuneta, S., Ap.J., 456, 840 – 849,1996.
Yamada, M., 1999, JGR, 104, No. A7, 14529 – 14541.
Yokoyoma, T., Tanuma, S., Kudoh, T. And Shibata, K., Adv. Space Res. Vol.25, No.¾, pp. 505-508, 2000
Hess,W.,N.,The Radiation Belt and Magnetosphere,Blaishell Pub.Co.,1968

Yıldızlararası Molekül Bulutlarının Çöküşü

Esra Tığrak, Dicle Zengin, E. Rennan Pekünlü

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Bu çalışmada, Lorentz kuvveti, Coriolis kuvveti ve öz çekim kuvveti etkisi altındaki yıldızlararası molekül bulutlarının çökme zaman ve uzunluk ölçekleri sistematik olarak incelendi. Yukarıda sayılan kuvvetlerin etkisi altında ortaya çıkan tedirginliklerin dinamik evrimi doğrusal yaklaşımda ve ManyetikHidroDinamik (MHD) bağlamda incelendi. İncelemeler, Lorentz ve Coriolis kuvvetlerinin bulutun çökmesini engelleyici yönde etkidiğini göstermiştir; diğer bir deyişle, bu iki kuvvet, öz çekim kuvvetinin ortaya çıkardığı kararsızlığı kararlı kılacak yönde etkimektedir. Sonuç olarak, aynı fiziksel boyutlara sahip iki molekül bulutundan manyetik alana sahip ve dönmeyen veya dönen ve manyetik alana sahip olmayan bulutlar, yalnızca öz çekim kuvvetinin etkisi altındaki bulutlara göre, çökmeye karşı daha kararlıdır.

Barnes Evans Bağıntısı ve Uygulamaları

H. Güneş Akçay

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Barnes Evans ilişkisi, yüzey parlaklığı-renk ilişkisinden bulunan açısal çapları kullanarak yıldızların uzaklığını ve ortalama yarıçaplarını hesaplamamıza olanak veren bir bağıntıdır. Bu bağıntının kullanım alanı örten çiftlerden, klasik Cepheidlere ve beyaz cücelere kadar çok geniş bir yıldız türü aralaığında kullanılabilmesidir.Bu bağıntının en önemli avantajlarından biri tayf sınıfından bağımsız olmasıdır.Diğeri ise A0' dan geri tür yıldızlar için bu ilişkiden bulunan uzaklığın kırmızılaşmadan bağımsız olmasıdır.

Türkiye'de Gökbilimin Geleceği Üzerine

Mehmet Mustafa Keskin[1], Mehmet Eray Atay[2]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri
35100 Bornova - İZMİR

[2]İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronmomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite - İSTANBUL

GİRİŞ

Gökbilimin geleceği, yetişen bilim adamı adaylarının niteliği ve niceliği ile doğrudan ilişkilidir. Bilimadamı adaylarının özgür, eleştirel ve bağımsız düşünebilme, diğer bir deyişle bilimsel düşünebilme alışkanlığını kazanmış, kuram ile gerçeklik arasındaki farkın hiçbir zaman kapatılamayacağının farkında olmaları gerekir.

Bilimsel çalışma,

1. Üst düzeyde beyinsel faaliyeti (Düşünme)

2. Kesintisiz bilgi akışını (Bilimsel bilgi birikimi)

3. Dikey bir okumayı

4. Büyük bir sabrı ve güçlü bir iradeyi gerektirir.

GELİŞME

Bilgisel birikim olmadıkça ve bu birikime dikkatimizi yöneltmedikçe düşünme eylemi gerçekleşmez. Bilim adamı adayları, birikimlerin ancak ve ancak yöntemli bir şekilde elde edildiği taktirde nitel değişimleri gerçekleştirebileceğini bilmelidir.

Kişi eğer bilim kavramını, bilim tarihinin alanı içinde, çağdaş bir yaklaşımla içerikleyemezse, istediği kadar bilim üzerine, bilim yapıtları üzerine düşünsün sonuç; varolduğunu kanıtlamaktan çok, varlık bile gösteremediğini kanıtlama şeklinde ortaya çıkar. Bilginin ve bu bilgi üzerine düşünmenin savrukluğundan da ancak doğru, kanıtlanmış bilgi ve düzenli düşünme ile kurtulunabilir

İnsanlar, yapmakta oldukları iş üzerinde ancak ayrıntılar hatırı sayılır ölçüde biriktiği zaman düşünür. O zaman o işi, o güne dek bilincinde olmadıkları ilkelere göre, yöntemli bir biçimde yapmakta olduklarını keşfederler. İşinin ilkeleri üzerine hiç düşünmemiş bir kişi, yetişmiş bir kişinin o konudaki tutumunu kazanamamıştır. Yaptığı işin ilkeleri, hatta daha önemlisi ilişkilere ilişkin temelleri üzerinde düşünebilme becerisini de sağlayacak olan verilecek eğitimdir. Öyleyse insanın düşünme dünyasının doğa dünyası ile bir tür karşılaşması olan bilimin ne yolla öğretileceği ve öğrenileceği büyük bir önem taşımaktadır.

Böyle bir saptama, doğa bilimleri eğitimine felsefe açısından bakmayı da beraberinde getirir. Çünkü bu noktada artık yapılan iş ya da etkinlik üzerinde çok yönlü bağlantılar hesaba katılarak düşünülüyor demektir. Eğitimde varılacak hedef, önceden belirlenen davranış değişikliklerini yöntemli bir biçimde sağlamaksa, doğa bilimleri alanında yetişecek olan gencin, -bilim insanı adayının- kimi temel noktalar konusunda bilinç kazanması gerekmektedir. Bilgilendirme herşeyden önce hem yetişecek olanın kendisinin tarihsel bir özne olduğuna ilişkindir hem de uğraştığı alanın tarihsel konumlanışına ilişkindir. Bu bağlamda, bilim tarihi bilgileriyle, bilim felsefesine ilişkin bilinç de alan biligisinin yanında gerekli koşulu oluşturmaktadır.

SONUÇ

Gökbilimi diğer doğa bilimlerinden ayıran en önemli özelliklerden birisi, bulgularının çekiciliği ile toplumun çok büyük bir kesimine her hangi bir zorlama olmadan ulaşma imkanın olmasıdır. Alan bilgisinin yanında, bilim tarihi ve bilim felsefesine ilişkin bilincide yanına alarak mezun olan Gökbilim öğrencilerinin bilimi -bilimsel yöntemi- yaygınlaştırması bu yolla gerçekleşebilir.

Gökbilimin yaygınlaşması ve gelişmesi için yapılacak olan planlamalarda gereken çok yönlü düşünüş aşağıda verilen etkenleri bir bütün olarak içermelidir.

Türkiye'de Gökbilim eğitim ve öğretimi
Derslerin içeriği ve işleniş şekli
Türkçe kaynak
Öğrenci toplulukları
Gözlemevlerinin genel siyasetleri
Diploma tezi çalışmaları
Türk Astronomi Derneği'nin çalışmaları
Genç Gökbilimcilerin hedefleri
Üniversite dışı amatör gökbilimin gelişimi
Dil meselesi

Bunlardan dil meselesi üzerine yaptığımız bu iki alıntı sanırım konunun önemini önceliğini yeterince açıklayacaktır.

Kimsenin inkar edemeyeceği bir gerçek var; Türkler sanatta, edebiyatta, bilimde ve fende pek geri kalmışlardır. Bunun için bir çok sebepler bulunur ve söylenebilir. Fakat başlıcası "dil"dir.

Türklerin dilleri yoktur. Konuştukları dili yazamazlar. Yazdıkları dili anlamazlar. İçlerinde ne kadar edip, şair, bilim adamı gelmişse eserleri millete meçhul kalmıştır. Çünkü bir Türk kendi diliyle yazılırsa anlar. **[6]**

Ülkemizde eskiden olduğu gibi bugün de bilim dilinde yaygın bir yabancı sözcük ve terim düşkünlüğü ile birlikte, bilimsel yazılarda zor anlaşılır ya da anlaşılmaz olma eğilimi sık gözlenmektedir. Bu eğilimin kökeninde ruhsal açıdan anlamlı iki etkenin bulunduğunu düşünüyorum:

1. Çocukta doğal olarak varolan özerk düşünme yetisinin baskılanması, gelişimin engellenmesi.
2. Büyüsel düşünceye yaslanma eğiliminin yaygın olması.

Bir yabancı sözcük ya da terim neden bilimseldir de, tüm anlamını verebilen bir yerli sözcük bilimsel sayılmamaktadır... Bu sözcükler yabancı olmaları, anlaşılmamaları ve bir yetkeden öğrenilmiş olmaları nedeniyle, içerdikleri bilimsel anlamın dışında ve o anlamla ilgisi olmayan bir değer, bir yük taşımaktadırlar.

Çoğu yeni buluşların ve bilimsel gelişmelerin gerçekleştirildiği Batı ülkelerinde, artık geçen yüzyılda olduğu gibi, terimler Latince ve Yunanca köklerden türetilmemektedir. Bu ülkelerde bilim adamları, anlamayı ve öğrenmeyi kolaylaştırmak amacıyla, yeni buluşları için daha çok kendi öz dillerinden, günlük halk dilinden sözcükler alarak bunlara terim niteliği kazandırmaktadır.

*Giderek, bilim dili ile halkın konuştuğu dil birbirlerine yakınlaşmakta ve "Evrensel Bilim Dili" görüşü de geçerliliğini, dayanağını kendiliğinden yitirmektedir. Böylece bilimadamının eski çağlardan kalma, dili ve uygulamaları ile gizemci olan dokunulmazlığı, anlaşılmazlığı ortadan kalkmaktadır.***[11]**

Bilim içinde bulunduğumuz siyasi, ekonomik, kültürel ve toplumsal alanlarda her ölçekteki çıkmazları -karşılanabilirin üzerinde bir değer kaybına yol açmadan- ortadan kaldıracak ve toplumsal olarak varlığımızı sürdürmemizi sağlayacak olan birincil aracımızdır.

Toplumumuzun, sadece alanında "başarılı" bilimadamlarına değil, bizzat kendisinin bilime yakın olmaya ihtiyacı vardır. Çağımızda dünya ülkelerinin bilim ve teknoloji alananındaki yarışı hızla sürerken ülkemizin ayakta kalabilmesi, gençlerimizin bilimi bir anlayış sistemi olarak benimsemelerine, kavrayabilmelerine bağlıdır. Bu çerçevede toplumu bu hedefe taşıma sorumluluğunu bilimadamları üstlenmek zorundadır. Çünkü bilim, sadece bilgi toplamak üzere programlanmış robotların eseri olmayıp, toplumsal bir olgudur. Dolayısıyla toplumu bu hedefe ulaştıracak araçları geliştirmek bilimadamlarının görevidir.

TEŞEKKÜR
Prof.Dr. Zeynel Tunca, Doç.Dr. Esat Rennan Pekünlü, Prof.Dr. Dursun Koçer,
TUG, M12 Astrofizik Çalışma Topluluğu

KAYNAKLAR

1. Genç Bilimadamına Öğütler, Peter B. Medawar, TÜBİTAK Popüler Bilim Kitapları. 1996.
2. Modern Doğa Anlayışı ve Kuantum Teorisine Giriş, Max Planck, Spartaküs Yayınları,1996
3. Materyalist Felsefe Sözlüğü, M. Rosenthal ve P. Yudin, Sosyal Yayınları. 1980.
4. Bilim ve Ütopya, Nisan, 2002, 94 Haluk Hepkon. Savaş Sanatı, Siyasetname ve Prens.
5. Düşünce Tarihi I Afşar Timuçin, Bulut Yayınları, 2000
6. Külliyatına Girmemiş Yazılarıyla Ömer Seyfettin, Nazım H. Polat, Arma Yayınları, Kasım 1998, Dil Meselesi Etrafında , Yeni Lisan sf. 111.
7. Mao Zedung, Pratik Üzerine, Seçme Eserler, Kaynak Yayınları, c1, sf. 378.
8. Sanatın Boyutları, Sıtkı M. Erinç, Çınar Yayınları, Haziran 1998.
9. Büyücülük Olarak Sosyal Bilimler, Stanislav Andrevski, sf 90.
10. Bilim ve Eğitim, TÜBA Bilimsel Toplantı Serileri: 2, Düşünce Tarzı ve Kültür Modeli Olarak Bilim, Prof. Dr. M. Ali Alpar, 1994.
11. Bilim ve Eğitim, TÜBA Bilimsel Toplantı Serileri:2, Bilim ve Eğitimde Dil, Prof. Dr. M. Orhan Öztürk 1994.
12. Bilim ve Eğitim, TÜBA Bilimsel Toplantı Serileri :2, Bilimi Etkileyen Faktör Olarak Eğitim (Biyoloji Eğitiminde Evrim ve Yaratılışçılık) Prof. Dr. Aykut Kence, 1994.
13. Karanlık Bir Dünyada Bilimin Mum Işığı, Carl Sagan, TÜBİTAK Popüler Bilim Kitapları,
14. Felsefe Açısından Doğa Bilimleri Eğitimi, Prof. Dr. Betül Çotuksöken, Yeni Binyılın Başında Türkiye'de Fen Bilimleri Eğitimi Sempozyumu, 07 – 08 Eylül 2001. Maltepe Üniversitesi Eğitim Fakültesi.

Buzun Altındaki Yeni Dünya?

Nilda Oklay[1], İmir Kalkancı[1], A.Talat Saygaç[1], Richard Greenberg[2]

[1]İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 – Üniversite İstanbul
nildaoklay@hotmail.com , emiros@yahoo.com , saygac@istanbul.edu.tr ,
[2]Lunar and Planetory Laboratory, University of Arizona, Tucson,AZ - 85721
greenberg@jpl.arizona.edu

ÖZET

Kopernik devrimi ile 500 yıl önce Dünya'nın Evrenin merkezinde olmadığını öğrenmekle birlikte; gerçek finale henüz ulaşılamadı. Bu final belki de Evrenin bir yerinde bizden başka bir yaşam biçiminin bulunması olacak. Astronomların, Güneş Sistemi'nde Mars'a ve Europa'ya yaşamın izlerini araştırmak için yoğunlaşmaları ve bu çalışmaların sonuçları, belki de büyük finale doğru atılan küçük bir adım olacak.
Europa, genç ve sürekli yenilenen, buzlarla kaplı kabuk yapısı sayesinde, Güneş Sistemi'ndeki en parlak ve meteor çukurlarından olabildiğince arındırılmış bir yüzeye sahip. Jüpiter ve sistemini incelemek üzere gönderilen uzay araçları sayesinde bir çok bilgi elde edinildi. Galileo Uzay Aracı'ndan, Europa'nın atmosferinde, yüzeyinde ve içinde devam eden bir aktivite olduğuna dair ciddi kanıtlar var. Bu bilgiler ışığında Europa' nın buzlarla kaplı bir yüzeye sahip olduğu anlaşılıyor ancak; bu yüzeyin altında neler olduğu henüz belli değil! Birkaç yüz metre kalınlığındaki bu buz tabakasının altında derin okyanuslar yatıyor olabilir. İnsanlığı heyecanlandıran ise; varsayılan bu okyanuslardaki yaşam olasılığı!
Çalışmamızda, bu denli önemli bir uydu olan Europa'nın, son çalışmalara göre bir tanıtımı yapıldıktan sonra; bu uyduyu incelemek üzere gönderilen uzay araçları ve görevleri ile elde ettikleri bilgilerle, yüksek olasılıkla sıvı su içeren bir uydu niteliğinin yaşamı barındırabilme ya da oluşturabilme potansiyeli üzerine yapılanların bir derlemesi sunulmaktadır.

BİLDİRİ

Bu çalışmada, sistemimizin başka yerlerinde her hangi bir formdaki yaşam hakkında yapılan çalışmalardan elde edilen bilgiler doğrultusunda, Europa' daki olası yaşam ile ilgili bilgileri derleyerek, bu konu hakkında bir tartışma ortamı yaratmaya çalışacağız.
Europa, Galileo Galilei tarafından 7 Ocak 1610'da keşfedilen, Jüpiter'in dört büyük uydusundan biridir. Uydu, yaklaşık Ay ebatlarında ve Güneş Sistemindeki çoğu cisim gibi büyük kraterler yerine pürüzsüz beyaz ve kahverengimsi ince bir buzla kaplıdır. Uydunun oksijen içeren atmosferi Dünya' nın atmosferinden milyon kere daha incedir.
Yüzeyindeki maksimum yükseklik birkaç kilometredir ve bu da uyduyu Güneş Sistemindeki en pürüzsüz cisim yapar. Yüzey sıcaklığı yaklaşık –190 C'dir. Bu sebeple de Europa soğuk su volkanları ve çok büyük buz kütleleriyle doludur. Europa'nın buzlu yüzeyinin altında ılık buz veya sıvı sudan oluşan, Güneş Sistemi' nin en büyük okyanusuna sahip olduğu düşünülmektedir.
İlk olarak yaklaşık 40 yıl önce Gerard Kuiper, Europa' nın kabuğunun, buz ve sudan oluştuğunu göstermiştir. 1970'lerde Pioneer ve Voyager uçuşlarından da bu analiz doğrulanmıştır. 1995'te Galileo Uzay Aracından elde edilen çok daha ayrıntılı görüntülerden Europa' nın geçmişi, bugünü ve geleceği hakkında çok daha ayrıntılı bilgiler elde edilmiştir.
Galileo görüntülerinden, Europa' nın atmosferinde, yüzeyinde ve de içinde jeolojik yeni veya devam eden bir aktivite olduğuna dair ciddi deliller elde edilmiştir. Buzlu yüzeyindeki tektonik hareket olduğu ve de bu hareketlenme sonucunda da yüzeyin sürekli olarak yenilendiği de bulunanlar arasındadır. Yani Europa, genç bir yüzeye sahiptir.

Galileo çalışmalarının amacı, bulunan bu aktiviteyi araştırıp, Europa' da sıvı bir tabakanın var olup olmadığını bulmaktır.
Bu uydu, Güneş Sisteminde en çok merak edilen cisimler arasında yer almaktadır. Bu merakın kaynağının büyük kısmı Europa' nın yüzeyinin altındaki olası sıvı sudan kaynaklanmaktadır. Sıvı su yaşam kuramına kapıyı aralar fakat organizmaların gelişmesi için yeterli değildir.
Europa bakıldığında beyaz ve yumuşakmış gibi görünür. Fakat yüzeyini incelersek, buz ile yapıştırılmış kırık bir bardak gibidir.
Yüzeydeki buzlar, çoğu yerde birbirine göre hareketli büyük parçalara ayrılmış fakat açıkça bir yap-boz gibi birbirlerine uygun konumlanmışlardır.
Küçük bloklar, kabukta görünmeyen bir denizde yüzen buzdağlarına benzerler. Çoğu blok da devrik durumdadır. Buradan, Europa' da gelişen bir jeolojik aktivite olduğu görülür. Bu görüntü buz kabuğun, aşağıda ılık buz belki de sıvı suyla desteklendiğini de gösterir.
Her hangi bir Europa görüntüsüne yakından bakarsak: yüzeyinde kahverengi bantlar, beyaz ve açık sarı bölgeler görürüz. Bu görünüş yüzeyin kaotik ve tektonik olarak iki jeolojik bölgeye ayrılmış olduğunu gösterir. Şöyle ki;

Çizgiler: Çatlaklar (yarıklar) ve sırtlar gibi tektonik özellikleri temsil eder.

Lekeler: Kaotik özellikleri veren bozuk ve karmaşık alanları gösterir. Bu alanlar kaos olarak da adlandırılır.

Beyaz ve açık sarı bölgeler: Donmuş ince buz tabakasıdır.

Sonuçta bu iki alan da gel-gitlerin etkisiyle oluşmuş gibi görünmektedir.
Europa' nın yüzeyinde belirlenmiş sadece birkaç büyük krater vardır. Bunun sebebi yüzeyin Güneş Sistemi dışındaki çok sayıda küçük nesnelerin özellikle de kuyruklu yıldızların ağır bombardımanından kurtulmuş olmasıdır.
Bu korumanın birinci sebebi, Jüpiter' dir. Europa' nın bir yönü sürekli olarak ona dönük olduğu için dış cisimlerden o yüzeyi korunmuş olur.
Korunmanın ikinci sebebiyse bir aktiviteye sahip olduğu için yüzeyinin sürekli yenilenmesidir.
Yüzeydeki aktiviteye sebep olan kuşkusuz Jüpiter' in büyük çekim gücüdür. Bu çekim değişik yönlerden meydana gelir. Çünkü diğer uyduların da bu çekime katkıları bulunur.
Çekim etkileri Europa' da genişleme ve büzülmelere neden olduğu için bu etkilere gel-gitsel etki denir.
Jüpiter' in yarattığı gel-git etkileri uydunun, Güneş' ten çok uzak olmasına rağmen, suyu sıvı halde tutmaya yetecek kadar sıcaklığı sağlayabileceği 20 yıldan daha uzun bir süredir bilinmektedir.
Gel-gitlerin yüksekliği uydunun iki tarafında yaklaşık 500 metredir. Europa' nın Jüpiter' e en yakın olduğu zamanda ekstradan 30 metre daha genişleme görülmektedir.
Europa yüzeyindeki bu devamlı bükülmeler kabukta kırılmalar olana kadar devam eder. Günlük aktivite sürtünme sonucu ısı yaratır ve bu etkiler olası sıvı okyanusun üzerindeki buz kabuğu etkiler.
Jüpiter çekimi sayesinde de Europa' nın senkronizeden biraz daha hızlı dönmesini sağlar. Bu yüzden de Jüpiter' e bakan yüzü yavaş yavaş değişir.
Europa' nın atmosferi de yine Jüpiter sayesinde vardır.
Europa' nın yüzey şekillerinin incelersek, kırmızımsı bantlar olarak görülen yerlerin çatlaklar ve sırtlar olduğunu belirtmiştim. Dünya' da bu kırıklar, yüksek dağların ve derin kanyonların özelliklerini gösterir. Fakat Europa' nın çok pürüzsüz bir yüzeye sahip olduğunu biliyoruz.
Bantların bu rengi tam olarak bilinmese de demir veya sülfür bileşiklerinden ileri geldiği düşünülmektedir. Çünkü iki element de Güneş Sisteminde nispeten çok bol bulunduklarını ve de görünüşte kırmızımsı olduklarını biliyoruz. Ayrıca kaynağı tam olarak bilinmese de Galileo Uzay Aracının 1 Ekim 1998 raporlarına göre Europa' da sülfür dioksitin varlığından eminiz.
Sırt kompleksleri, kabaca birbirine geçmiş koyu çizgiler halinde belli olurlar. Çatlakların her tarafı boyunca oluşmuşlardır. Genelde çift yapılardır. Bilim adamlarının 3 katlı bant diye adlandırdıkları yüzey şekilleri de sırtların birleşmesiyle oluşmuş yerlerdir.
Çatlak ve sırtların oluşumunu açıklayabilmek için çatlakların sıvı suya uzandığı farz edilir. Gel-gitlerin etkisiyle çatlak hafifçe açıldığında su, yüzey çizgisine hücum edecektir. Birkaç saat içinde çatlağın üstü birkaç metre buzla doldurulmuş olur. Fakat sonra gel-gitin ters etkisiyle çatlak kapanmaya başlar ve buz kırılır. Çatlak duvarlarının kapanmasıyla buz yüzeyle sıkışır. Bir daha ki günlük döngüde de çatlak yine açılır ve sırtlar yine her taraftan çıkar.
Böyle bir hesapla 1km. genişliğinde ve 100m yüksekliğinde bir sırtın oluşması 20.000 yıl alır.
Bir çatlak, ne zaman ve nerede buzun gerilimi gücünü geçerse başlar. Sonra çatlak, baskının gücü ve doğrultusu ile günün ilerlemesi süresince, yüzey boyunca belki saatte birkaç kilometre hızla yayılır.

Çatlak sapmaları değişen yön tepkimeleri ile olur ve etki, gücün eşik değerinin altında kaldığı zaman durur. Gelecek birkaç saatte etki çatlak yapmaya yetecek büyüklükte değilse yön değişir. Yön değiştirmelerde çatlaklar genelde dairesel şekiller alırlar. Sonra çatlamanın başlamasından yaklaşık bir gün sonra etki yeniden çatlak üretebilecek kadar artar ve üretimin ertelendiği yerde yeniden başlar.
Bu model gözlenen örneklerle uygundur. Fakat gel-gitsel etki genişliğinin, buzun gücünü aşması gerekmektedir. Bu büyüklüğe sadece muazzam bir sıvı su okyanusun bulunması halinde ulaşılabilir. Bu sebeple dairesel çatlakların varlığı Europa' da global bir okyanusun olduğu konusunda en ikna edici açıklamadır.
Sonuçta bunlar, uydunun herhangi bir yerindeki kırılmaları tahmin edebilmek için önemlidir ve gerçekten hesaplamalar ile gözlemler arasındaki uyum, gel-gitsel ilerlemeyle vardır.
Çatlaklar, gel-gitsel gerilimin tek göstregeleri değillerdir. Europa yüzeyinde kayma yoluyla oluşan yer değiştirmeler de vardır.
Kayma ile oluşan yer değiştirmede çatlakların buzun içinden aşağıya okyanusa doğru, her yönde ilerlemeleri gereklidir. Fakat ilerleme olmamaktadır. Europa' da çatlaklar birkaç kilometreden derin değillerdir. Fakat düşünülen gibi çatlakların hepsi bir okyanusa iniyorlarsa Europa' daki buz tabakası çok ince olmalıdır.
Europa' nın kabuğunun büyük bir kısmı , çatlakları genişlemesine doğru kaydırılıyor ve yüzeyde bir genişleme oluşuyor. Yer değiştirmeyi kesip, görüntülerden çıkarırsak yüzeyin daha önceki şeklini elde edebiliriz. Yani elimizdeki görüntülerle yüzeyi, eski haline getirebiliriz.
Genişlemenin, zaman içinde geriye bakıldığında daha uzun bir süre devam edeceği görülmektedir.
Europa yüzeyindeki buz tabakasının çatlakların özelliklerinden çok ince olması gerektiklerini söylemiştim. Bunun bir diğer nedeni ise görüntülerde leke olarak görünen kaotik bölgenin altındaki olası okyanusun her yönünde erimesi olabilir. İç sürtünme tarafından üretilen Gel-gitsel ısı buzu ince tutmaya yetebilmektedir.
Kaotik arazinin oluşumu önceki yüzeyi yok ederken, kaotik bölgede tektonik süreç tarafından yok edilir.
Europa' nın tarihi karşılıklı yeniden yüzeylenme, etkileşimler, tektonik etkiler ve kaos oluşumu, her birinin kendinden önce olanı yok etmesi ve her birinin okyanus ile yüzey arasında delikler oluşturmasıyla özetlenebilir.
Çok sayıdaki açıklığın sürekli yaratımı belkide görünmeyen yüzey bilmecesinin cevabını elinde tutmaktadır.
Europa' nın buzlu kabuğunun altında ılık buz veya sıvı su olduğunu fakat en çok üzerinde durulan varsayımın da, sıvı su olma ihtimalinin olduğunu da yüzey şekillerinin açıklanmasında kullanıldığı i,çin biliyoruz.
Eğer kabuğun altında gerçekten sıvı sudan oluşan bir okyanus varsa, Europa' da her hangi bir formda yaşam olasılığı nedir?
Yaşam; besleyici bir çevre, özel bir kimya, bir enerji kaynağı yani bir doğal ortam gerektirir. Galileo uzay aracından elde edilenler, gel-gitsel seyirin, çeşitli birbirlerine bağlı doğal ortam ayarlarını destekleyen fiziksel koşulların oluşumunun Europa' da sağlanabileceğini bize gösteriyor.
Yine de Europa gibi soğuk bir yerde ve buzlar içinde bir yaşamdan söz edilebilir mi?
Bildiğimiz gibi Dünya' nın en soğuk bölgesi Antartika' dır ve buradaki Vostok Gölü neredeyse Europa' ya eş bir bölge olduğu için çok önemlidir. 1974'te bir grup bilim adamı bu bölgede çeşitli çalışmalara başladılar.
Buz tabakadaki hareketler gölü, yüzeydeki çok soğuk ısılardan koruyor. Bu bir yandan jeotermal ısının sıvı suyu korumasını sağlıyor. Sonuçlardan alışılmadık şeyler elde edildi. Buzun altında çok sayıda mikroorganizma bulundu. Bunlardan çoğu bakteriler, mantarlar, sporlar ve polenler gibi tanınabilir canlılardı. Fakat daha önce hiç tanımlanmamış mikroorganizmalar da mevcuttu. Bu sonuçlardan Europa ve de Vostok Gölü'nde sıvı suyun üzerindeki buzda hayatın gelişebileceği nadir bir evrim oluşabileceği düşünülmektedir.
Europa' nın yüzeyle bağlantılı okyanus tablosu, yaşam için gerekli her şeyi sağlayabilecek fiziksel ayarlara sahip olabileceğini gösterir. Tersi olarak okyanusu yüzeyden kalın bir buz tabakasıyla izole eden kavram yaşam için daha az konuksever bir ortam yaratır. Bu durumda ekosistem oksijen ve güneş ışığından izole edilmiştir.
Günlük olarak açılıp kapanan buzdaki aktif bir çatlağın birine bakarsak temelde donma noktasının hemen üzerinde sıvı su vardır . Suda, uydunun içi ve dışından kaynaklarından maddeler vardır. Mesela kuyruklu yıldız kaynaklı maddeler vardır. Bu maddeler arkalarında görülebilir turuncu kahverengi lineer çatlaklar ve kaotik erime boyunca izler bırakırlar. Europa' nın buz yüzeyi, Jüpiter' in manyetosferinden yüklü taneciklerle bombalanmıştır ve bunlar buzun içine karışmıştır. Kuyruklu yıldız kaynaklı maddeler yüzeye iner ve organik ve diğer maddelerle yüzeyde tortu oluşturur. Yüzeyden

birkaç santim içindeki organizmalar radyasyon yüzünden ölür fakat yeterli güneş ışığı fotosentez olayının gerçekleşmesini sağlayacak biçimde yüzeyden birkaç metre aşağıya gidebilir.
Böyle bir çatlağın her gün açılıp kapanmasıyla Dünyadaki gel-gitsel bölgelerdeki gibi nispeten sıcak su yukarı ve aşağıya akar. Böyle uygun bölgenin de zengin bir ekolojiyi destekleyebileceği düşünülebilir.
Bitkiler güneş ışığında yüzeye yakın yerleşmiş olabilirler. Diğer organizmalar çatlakların duvarlarını kapamış ve günlük akışı engelliyor olabilirler. Bazıları, altlarındaki buzun erimesiyle serbest kalmış, öbürleri ise hala günlük akışla okyanustan yüzeye basitçe gidiyor olabilirler.
Özel alanlar varlıklarını sürdürdükçe, organizmaların rahat, güvenli ve refah içinde olmalarına izin verilebilir, fakat rotasyondan dolayı uzun vade değişiklik, adaptasyon ve hareket kabiliyetine neden olabilir. Bu mücadeleler daha kompleks ve farklı yaşam formlarında olan evrende önemli gereksinmelerdir.
Eğer Europa' da yaşam vardıysa, şu anda da olma olasılığı yüksektir ve hali hazırda gelişebilirdir. Europa' nın yüzeyinin gençliği bize fiziksel süreç ve Europa' da yaşama potansiyel olarak izin veren koşulların, Güneş Sistemi yaşının son %1 lik döneminde etki altında olduğunu gösteriyor. Üstelik, Europa' da bir biyosfer olabilir ve bu okyanusun derinlikleriyle yüzeyin birkaç santimetre üstü arasında genişlemiş olabilir. Yer dışı yaşam belki de daha önce düşünüldüğünden daha gerçek olabilir. Buzu kilometrelerce delmemize ihtiyaç olmadan, organizmaları yüzeyde veya yüzey yakınında görebiliriz.
Europa' nın steril olduğu kanıtlansa bile, kompleks jeofiziksel süreç takımı ve onların jeolojik ve dinamik fenomenleri ile olan eşsiz ilişkileri Europa' yı Güneş Sistemindeki en aktif ve heyecan verici kütlelerden biri yapmaya devam edecektir.
Tüm bu fiziksel modelleri ve yaşam olasılıklarını araştırmak üzere 2008 yılında NASA tarafından bir uçuş planlanıyor. 2010 yılının ortalarında Jüpiter yörüngesinde incelemelere başlayacak olan uzay aracı, 2011 sonlarına doğru da Europa etrafındaki yörüngesinde araştırmalarını sürdürecek.

Plazma Evren Modeli ile Big Bang'in *a priori* ve *a posteriori* Karşılaştırılmaları

Özgür Akarsu, Tuncay Doğan
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, İzmir
ozgurakarsu@hotmail.com, tuncaysan@hotmail.com

Bugünkü kozmoloji çalışmaları Big Bang'e indirgenmiştir ve bu indirgeme göz ardı edilerek günümüz kozmolojisi Big Bang ile özdeşleştirilmiş olarak sürdürülmektedir. Farklı modeller olarak dile gelen çeşitli çalışmalar da yine Big Bang bağlamında olup, gözlemlerle olan uyuşmazlığın *görüngüyü-kurtaran ad hoc* hipotezlerle giderilmesi ile Big Bang'in ana hatları içerisinde kalmaktadır. Oysa biz, Big Bang'in kozmoloji içerisinde, evrenin yapısı ile ilgili olarak yapılabilecek çeşitli modellemelerden birisi olduğunu düşünüyoruz. Big Bang ile kozmoloji özdeş değildir, kozmoloji bir disiplin olarak Big Bang'i kapsar ve tarihsel bir varlık olarak kapsamı onu zaten aşar. Thomas Kuhn'un paradigma kavramına başvurarak belirleyecek olursak; bugünkü kozmolojide Big Bang sadece basit bir teori olarak değil, daha da ötesi bir paradigma olarak vardır.

Bilimsel etkinliğe bir kafes ören paradigmalar insanın tarihsel süreçlerinden bağımsız olarak belirmezler. Bilimsel etkinliklerin birçok kurumsal ve sosyal faktörlere bağlı olarak geliştiğini dikkate almakta, bilimsel bilgi üretim sürecini anlamamız bağlamında, yarar vardır. Bilim öncelikle, kendisine cevap verilmek üzere çalışılacak bir probleme gereksinim duyar. İşte burada can alıcı nokta, bu problemlerin de paradigma içerisinde belirlenmiş olmasıdır. Yeni bir paradigma yeni problemleri ile geleceği gibi, yeni paradigma içerisinde de eski problemler, problem olma niteliğini yitirebilir. Çünkü; varolan paradigma içerisinde problem olarak algılanan gözlem ve deney sonuçları, problem olma niteliğini varolan paradigma ile uyuşmamasından elde eder. Bu tür problemlere *aposteriori* problemler diyebiliriz. Diğer yandan bir paradigma içerisindeki teorinin mantıksal örgüsünün tutarlılığının, yani iç tutarlılığının, sağlanabilmesi ve epistemolojik, metafiziksel, dilbilimsel yapılarının çözümlenebilmesi de problem olarak belirmektedir. Bu kavramsal problemleri de *apriori* problemler olarak isimlendirebiliriz. Sonuç olarak bilimsel etkinlikte çözülmesi ve çözümlenmesi gereken tek problem aposteriori problemler değil kavramsal problemlerdir de. Tarihten öğrendiğimiz üzere varolan paradigmayı sıkıntıya sokan ve problem olarak algılanan bir çok olgunun anlaşılması o paradigma içerisinde gerçekleşememiş, paradigmanın değişmesi ile çözülmüş veya/ve problem olma niteliğini yitirmiştir.

Big Bang, genel olarak, bugün evrende görünen kozmolojik ölçekli yapıları evrenin başlangıcındaki olaylara atıfta bulunarak açıklamaya çalışmaktadır. Bu nedenle "evrenin nasıl başladığı" problemi bu paradigmanın can damarı ve bu problemin cevaplanması da ülküsüdür. Evrenin bugünkü yapısının kökeninin araştırılması, evrenin kökeninin araştırılması olarak değerlendirilmektedir. Oysa biz, evrenin nasıl başladığının Big Bang paradigmasına ait bir problem olduğunu düşünüyoruz. Çünkü bu soru örtük olarak evrenin başlangıcının olduğunu zaten kabullenmiştir. İrdelersek, açık olarak soru şudur: Evrenin bir başlangıcı vardır, öyle ise evren nasıl başladı? Peki evrenin bir başlangıcı olduğu kanıtlanmış mıdır, nasıl kanıtlanacaktır, kanıtlamak olanaklı mıdır? Kozmolojiyi evrenin bir başlangıcı olduğu düşüncesi ile sınırlandırmamakta ve başlangıcı olmayan bir evren modellemesinin, bugünkü bilgilerimizle, olanaklılığının değerlendirmesinde yarar olduğunu düşünüyoruz.

Evrenin başlangıcının düşünülmesi hemen beraberinde "başlangıçtan önce ne oldu ya da ne vardı?" sorusunu getirmektedir. Böyle bir soruyu düşünmeye yatkınlığımızın günlük dilin yetersizliğinden kaynaklandığının düşünülmesi önerilmektedir. Çünkü, zamanın da evrenin başlangıcı ile başladığı, dolayısı ile evrenin başlangıcından öncesi diye bir anın olmadığı belirtilmektedir. Sonuç olarak *evrenin başlangıcından öncesi* diye bir ifadenin günlük dilin doğurduğu bir yanılgının neden olduğu anlamsız bir ifade olarak değerlendirilebileceği, dolayısı ile söz konusu sorunun da anlamsız olduğu şeklinde bir cevap öneriliyor. Ancak biz, *zamanın* evrenin başlangıcı ile başladığı şeklindeki açıklamayı bir totoloji olarak görüyoruz. Çünkü, söz konusu paradigma içerisinde *evrenin başlangıcı* demek *uzay-zamanın başlangıcı* demektir. Bu nedenle de *zamanın evren* ile başladığını söylemek, *zamanın uzay-zaman* ile başladığını yani *zamanın zaman* ile başladığını söylemek olur. Bu da açık bir totolojidir ve elma elmadır demekten daha fazla bir şey söylemez. Özetle bu sorunun anlamsız bulunması için öne sürülen gerekçe ikna edici değildir. Bir olayın zamansal koordinatları, hep başka bir olayın referans alınması, son çözümlemede bir olayın baz alınmış başka bir olayla eş anlı olarak gerçekleşmesi ile ifade edilir, anlam kazanır, öyle ise evrenin ne zaman başladığı evren dışında hiçbir varlık yoksa ne anlama gelmektedir? Evrenin başlangıcının çakıştığı başka bir olaydan söz etmek anlamlı olabilir mi!

Uzay ve Zamanda Sonsuz Evren

Evrenin bir başlangıcının olduğu varsayımını terk edersek bu gibi problemlerden kurtulacağımızı düşünüyoruz. Ancak elbette yeni problemlere yanıt vermek gerekecek ve bu süreç zaten bu şekilde süreklilik kazanacaktır. Başlangıcı olmayan bir evren modelinin olanaklılığını değerlendirmeye başlayınca, bu seçeneğin düşünülmesine engel olarak gösterilen gerekçe; Termodinamiğin II. Yasasının yorumu olmuştur.

Clausius, bu yasadan bir cismin erkesinin sıcaklığına oranı olarak tanımlanan *entropi* ilkesini kurar. Bu yasaya göre yalıtılmış bir sistemde tersinir proseslerde entropi değişimi sıfır, tersinmez proseslerde entropi değişimi sıfırdan büyüktür. Entropi değişimi sıfırdan küçük bir olayın gerçekleşmesi ise olanaksızdır. Clausius, yalıtılmış sistemi, dışarısı ile hiçbir alışverişte bulunmayan sistem olarak tanımlamıştır, daha sonra bu tanım evrene de atfedilmiştir.

dS=çok küçük entropi değişimi, dt=çok küçük zaman değişimi olmak üzere, $dS/dt \geq 0$ ve $dt > 0$ olduğundan $dS \geq 0$ zorunludur. Böylece entropinin artış yönü zamanın okunun yönü olarak belirlenir. Sadece tersinmez prosesler entropi artışına neden olmaktadır. Bu nedenle yalıtılmış bir sistemde entropinin artışı zamanın ileri, azalışı da zamanın geriye doğru aktığı şeklinde anlaşılır. Bu yaklaşıma göre yalıtılmış bir sistemde entropi mutlak termodinamik denge durumuna ulaşılıncaya kadar artacaktır. Sonuç, yalıtılmış bir sistem eninde sonunda termodinamik denge durumuna, her yerde aynı olan bir sıcaklığa, ulaşarak tüm erke akışı duracak, yani sistem mutlak dinginlik durumuna varacaktır.

1877'de L. Boltzman, özdeğin atomik teorisine başvurarak *entropiyi* özdeğin belli bir durumda bulunmasının olasılık fonksiyonu olarak tanımlar. Eğer bir durum daha olası ise o durum daha yüksek entropi demektir ya da tam tersi. Bu yoruma göre entropi düzensizliğin bir ölçüsü olarak değerlendirilmektedir. Bu da demektir ki, entropinin artışı aynı zamanda düzensizliğin artışı olarak yorumlanacaktır. Yalıtılmış bir sistemde entropinin zamanla artacağını söylersek, düzensizliğin zamanla artacağını söylemiş oluruz. Uzamsal olarak sınırlı dolayısı ile yalıtılmış bir evrenin sonsuz geçmişi olduğunu söylersek, sonsuz sürede sonsuz büyüklükte entropi, yani düzensizlik, artışı olmuş olmalıdır. Oysa bugün etrafımıza baktığımızda, kozmolojik ölçeklerde de olsa, son derece düzenli yapılarla karşılaşmaktayız.

Bu sorunun çözümü için araştırma yaptığımızda gördük ki, Boltzman'nın entropiye getirmiş olduğu yorum, aralarında elektriksel ya da kütleçekimsel etkileşim olmayan hipotetik parçacıklarla varmış olduğu bir sonuçtur. Oysa rasgele çarpışmaların bazıları çeşitli tepkimelere ya da kütleçekimsel kuvvet parçacıkların yönbağımlı yığılmalarına neden olabilir. Diğer yandan sonsuz evrenin yalıtılmış bir sistem olarak düşünülemeyeceği dolayısı ile bu yasanın sonsuz büyüklükteki bir yapıya uygulanamayacağı sonucuna vardık. Evrenin uzamsal olarak da sonsuz ve sınırsız olduğunu değerlendirmenin iç tutarlılık bağlamında gerekli olduğunu düşünüyoruz. Ancak uzamsal olarak sonsuz ve sınırsız bir modele getirilen eleştiri Olbers Açmazı olacaktır. Bu problemin olası çözümüne ileride değinilecektir.

1977 yılında, Termodinamiğin II. Yasasına katkılarından dolayı Nobel ödülü almaya hak kazanan Ilya Prigogine, *denge durumundaki sistemler* ile *denge durumundan uzak sistemlerin* yasaları arasında temelden bir farklılık olduğunu, denge durumundan uzak sistemlerin her birinin kendine özgü davranışlarının olabileceğini göstermiştir. Bu durum bizim açımızdan hoş karşılandı çünkü *denge durumunda* imişçesine değerlendirildiğinde anlaşılamayan fiziksel sistemlerle karşılaşmamızı sağlamıştır. I. Prigogine'in, Termodinamiğin II. Yasası çerçevesinde, tersinmez proseslerin düzenli yapıların yıkıcısı değil yapıcısı olarak rol oynayabileceğini önermiş olması önemlidir. Çünkü klasik görüşe göre evrenin sürekli olarak düzensizliğe gitmesi gerekiyordu. Sonsuz bir zamanda ise evrenin mutlak dinginliğe, metaforik bir söylemle ısısal ölüme, varması gerekiyordu. Dolayısı ile evrenimizin sınırlı bir geçmişi olması teorik olarak zorunluluk durumuna geliyordu. Oysa şimdiki yaklaşımla, evrenin sonsuz bir geçmişi olsa da, evrende denge durumundan uzak yapılardan kompleks yapıların oluşabileceğini dolayısı ile sürekli bir düzensizlik üretiminin yanı sıra düzenliliğin de üretilebileceğini önerebiliyoruz. I. Prigogine'nin çalışmaları bize göstermiştir ki, denge durumunda olmamak düzenliliğin kökeni olabilir ve tersinmez prosesler sistemin geçmişindekinden çok farklı tiplerde dinamik denge halindeki yapıların oluşumuna neden olabilir. Sonuç olarak sonsuz geçmişi olan bir evren modelinin olanaksızlığının nedeni olarak görülen entropi yorumu aşılabilir gibi görünüyor. Ancak bu konuya burada daha detaylı olarak değinilmeyecektir.

Big Bang paradigmasına göre en güncel değerle evren bundan 14±10% milyar yıl önce tekil noktanın patlaması ile başladı. Bu sonuca varmak için kullanmış oldukları yöntemde, çeşitli kozmolojik gökcisimlerinin uzaklıkları ile -Doppler etkisinden kaynaklandığı **kabul edilen-** kırmızıya kayma değerlerinden elde edilen dikine hızları arasındaki doğrusal ilişki değerlendirilmektedir. Buradan,

Hubble genişlemesi adı verilen evrenin genişlediği sonucuna varılıyor. $H_0 = v / R$, burada v =gökcisminin -Doppler etkisinden kaynaklandığı kabul edilen- kırmızıya kaymadan elde edilen hızı. R =gökcisminin uzaklığı -çoğu spekülatif çeşitli yöntemlerle elde edilmiştir-. Big Bang'e göre H_0 , "Hubble sabiti" olarak isimlendirilir. $t_H = H_0^{-1}$ Hubble zamanı olarak ifade edilir ve aynı zamanda evrenin yaşıdır. Çünkü, c =ışığın boşluktaki hızı olmak üzere, evrendeki en büyük hız olarak kabul edilir, $R_H = cH_0^{-1}$ ise $t_H = H_0^{-1}$ = R_H / c , burada R_H Hubble mesafesi olarak isimlendirilir. Kozmolojik ölçeklerde, gökcisimlerinin hızı $v = H_0.R$ şeklinde değişmektedir. Buradan evrenin kendisinin genişlemekte, bir benzetme olarak şişmekte, olduğu sonucuna varılmaktadır. Bu yorum elbette Einstein'ın genel görelilik teorisini gündeme getirmektedir. Bizim burada vurgulamak istediğimiz nokta ise söz konusu kütlenin homojen dağılım gösteriyor olmasının gerekliliğidir. Çünkü modele göre, evren genişliyorsa, zamanı geriye döndürdüğümüzde evrenin sınırlı bir geçmişte kendi üzerine, bir tekil nokta olarak, kapanmalıdır. Eğer homojen dağılım yoksa zamanda geriye gittikçe yerel kütle yoğunluk farklılıklarından dolayı evrenin kendi üzerine kapandığı bir tekil nokta değil, bir çok tekil nokta elde ederiz. Einstein'ın kozmolojik ilkesi olarak isimlendirilen bu ilke, uzamda sonsuz ve sınırsız evren düşünüldüğünde, Olbers Açmazı problemini doğurmaktadır. Yıldızlardan gelen ışınım yeğinliği uzaklığın karesi ile ters orantılıdır. Buna karşın evrenin homojen olması durumunda ışınım aldığımız katı açıda ise yıldız sayısı uzaklığın küpü ile artacaktır. Gökyüzü geceleri aydınlık olmadığından evren sonsuz ya da Öklidien geometriye uygun olamaz. Bu problem evrenin homojenliğini ya da Öklidien evren anlayışını dışta bırakarak çözülebilir. Big Bang'de Öklidien evren anlayışını dışta bırakma yöntemi seçilmiştir. Charlier homojenlik varsayımı dışta bırakarak basit bir çözüm olabileceğini gösterdi. Evrenin hiyerarşik yapılar gösterdiğini kabul etti –ki gözlemlenen evren hiyerarşik yapıdadır- ve ortalama yoğunluğun $\rho = kR^{\alpha}$ ($\alpha < -2$) yasasına uyduğunu öne sürdü. Eğer bu doğru ise sonsuz evrende Olbers açmazı çözülmüş olur. 1992 yılında yapılmış bir gözlemsel çalışmaya göre de Vaucouleurs sabiti $\alpha = -3{,}5$ olarak belirlenmiştir.

Gözlemler evrendeki kütle dağılımının homojen olmadığını göstermektedir, ancak daha önce de belirttiğimiz gibi, bu, evrenin bir tekillikten başladığı kabulü ile uyumsuzluk içindedir. En son konsensusa göre evrendeki özdek dağılımı şu şekilde: %4 baryondan, %26'sı soğuk-karanlık-özdekten(Cold Dark Matter-CDM), bir olasılıkla bu oranın içerisinde kütlesi olan nötrinolar da var, evrenin geriye kalan %70'i de karanlık-erkeden(Dark Energy-DE) oluşmaktadır. Big Bang'e göre biz evreni homojen değilmiş gibi görüyoruz. Çünkü, bizler sadece baryon kökenli oluşumları ve yapıları gözlemleyebiliyoruz, dolayısı ile bu yapılardan aldığımız ışık ile yapılan haritalamalar varolan kütlenin %4'ü için evrenin homojen olmadığını gösterse de diğer %96'lık kesri değerlendirmeye kattığımızda evren homojen dağılım sergilemelidir. Ancak karanlık özdeğin olgusal varlığı tartışmalıdır. Kozmologlar bu konu da parçacık fizikçilerden kanıt beklemiştir. Fizikçiler de bu konudaki kuramsal çalışmalarının kanıtı için gerekli erkelerin ancak evrenin başlangıcındaki koşullarda elde edilebileceğini belirtmekteler. Sonuç olarak fizikçiler de kozmologlardan kanıt beklemektedirler.

Karanlık özdek varsayımı Big Bang için şu olguları açıklaması bakımından son derece önemlidir: Birincisi; birçok gökadanın diski üzerinde merkezden dışa doğru ilerlenince dönme hızı Kepler yasalarına uygun olarak değişmemektedir. Daha çok katı bir cismin dönmesini andırmaktadır. Karanlık özdek bu olguyu açıklamaya aday olarak gösterilmektedir. İkincisi; Tully ve Fischer, gökadaların dönme hızı ile salt parlaklığı arasında bir bağıntı olduğundan yararlanarak gökadaların dağılımını haritaladılar ve gökadaların da filamenter yapılar halinde kümelendiklerini gördüler. Bu çalışmaların geliştirilmesi ile ince band halinde yedi milyar ışık yılı uzunluğunda süper süper-gökadakümeleri ile karşılaşılmıştır. Yapılan gözlemlerde birbirlerine göreli hızlarının 500 km/s'den daha büyük olmadığı belirlenmiştir. Buna göre homojen bir dağılımdan başlayarak bu yapının oluşabilmesi için gerekli süre en iyimser değeri ile 150 milyar yıldır. Evrenin içinde evrenden yaşlı bir yapı apaçık bir çelişkidir. Bu çelişkinin çözülmesinde yine karanlık özdek aday gösterilmiştir. Üçüncüsü; evrenin başlangıcındaki büyük patlamada, evrendeki kütle eğer kritik bir yoğunluğun üzerinde ise çok kısa bir sürede evren tekrar kendi üzerine çökmeli, kritik yoğunluğun altında ise bugün gördüğümüz düzenli yapıların oluşmasına olanak olmadan dağılmalı idi. Evrendeki kütlenin %96'sının karanlık özdek ya da karanlık erke olarak var olduğu kabul edilerek bu kritik değer elde edilebilmektedir.

Bu üç olguyu karanlık özdek ya da erke varsayımlarına başvurmadan açıklayabilir miyiz diye araştırdığımızda, Plazma Evren Modelinin bu olguları açıklamak için bir paradigma dönüşümü önerdiğini gördük.

Plazma Evren

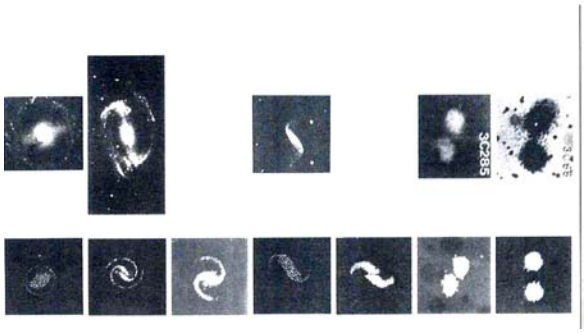
Evrenin morfolojisi hakkındaki en eski kestirimlerden biri filamenter yapıda olmasıdır. Bu kestirim evrendeki özdeğin %99'dan fazlasının plazma durumunda olduğu gerçeğinin bir sonucudur. Bu plazmanın büyük bir kısmı yüksek sıcaklıklarda enerjetik durumdadır. Bütün enerjetik plazmalar gibi, belli bir oylumdaki plazma da homojen değildir ve farklı sıcaklık, magnetizasyon, iyonlaşma derecesi, kimyasal yapı ve göreli devinimlerde plazmalar içermektedir. Plazmanın az önce saydığımız özelliklerinden "göreli devinimin" nedeni saydığımız diğer özellikleridir. Bu özelliği filamenter yapıları üretmektedir. Göreli devinimler plazmaya elektrik akımlarının eşlik etmesine neden olur ve her ikisi bir birini üretir.

Laboratuarda ve Güneş Sisteminde, filamenter ve hücresel morfoloji plazmanın iyi bilinen bir özelliğidir. Özdeğin plazma durumunun, özellikleri bilindiği kadarı ile uzay sondajlarımızın daha da ötesinde bu özellikleri koruyacağına inanılıyor. Bu nedenle plazmanın astrofiziksel ölçeklerde de filamenter yapılar oluşturduğu düşünülüyor.

Ek olarak, farklı plazma türlerinin içerildiği hücre yapılarını belirginleştiren geçiş bölgeleri, radyo bölgesinde, gözlemlenmiştir.(Eastman, 1990).

Gökada, gökadalararası ve daha büyük ölçeklerdeki filamenter yapıların gözlemlendiği 1980'lere kadar, evrenin filamenter ve hücresel olduğu aldırılmıyordu. Bu arada, analitik olarak çalışılması olanaklı olmayan kompleks filamenter geometriler, elektromanyetik alanlar, parçacık devinimleri, non-lineerlikler gösteren plazma, gökada ölçeklerini de kapsayacak şekilde bilgisayar benzetişimleri ile çalışılmaya başlandı. Evrenin büyük oranda plazma olduğu gerçeği, elektromanyetizma ve plazma fiziğinin radyogökada ve gökada oluşumlarına uygulanmasının öneminin anlaşılmasına neden olmuştur.

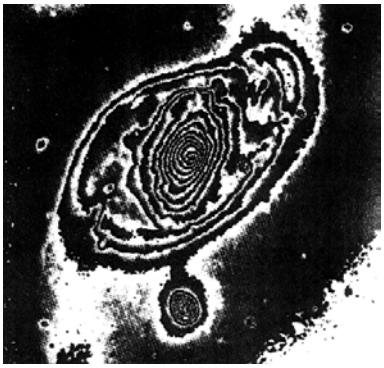
Plazma içerisinde herhangi bir yerel bir farklılık onu devinime geçirir. Devinen plazma, yüklü parçacıklardan oluştuğundan, elektrik akımı dolayısı ile zayıf da olsa kendiliğinden manyetik alan üretir. Bu zayıf manyetik alanda dikine geçen diğer plazma, elektromotor kuvveti oluşturur ve söz konusu manyetik alanın büyümesine neden olur. Manyetik alan ve plazmanın deviniminin birbirine dik olduğu yerlerde, ortam iletken ise, elektromotor kuvvet $f = \int \vec{v} \times \vec{B} dl$ elektrik akımlarına neden olur. Bu akımlara Birkeland akımları denir. Bu olguya bir örnek, güneşten gelen yüklü parçacıkların yerin manyetik alanı ile karşılaşmasıyla oluşan elektrik akımlarının uçlaklarda oluşturduğu auroradır.



Şekil 1.

Bu türden manyetik alanların oluşturmuş olduğu elektrik akımları, kozmik plazma alanında, elektronların çok yüksek erkelere ivmelenmesi, plazmanın filamenter yapılar oluşturması gibi olayların anlaşılmasında önemli bir rol oynayabilir. Bu süreçlerin burada anlatılması bu yazının amacının dışına taşacağından süreçlere detaylı olarak değinmeden devam edeceğiz. Gökada ölçeklerinde Birkeland akımları önermek kozmik plazmada da filamenter yapıların olması anlamına gelecektir. Gerçekten de daha önce söz ettiğimiz gibi gökadalar evreni filamenter yapıları ile bir ağ gibi sarmıştır. İçerisinden aynı yönde akım geçen tellerin birbirini çekmesi gibi Birkeland akımları da birbiri üzerine etkide bulunur. Bu etkileşimin plazmanın davranışını nasıl belirleyeceği teorik olarak ve laboratuar deneyleri ile çalışılmıştır. Teorik çalışmalar ile laboratuar ölçeğindeki çalışmalar birbirine uyumlu sonuçlar vermiştir. Bunun üzerine bilgisayar benzetişimleri ile bu sürecin gökada ölçeklerinde ne sonuç vereceği sınanmıştır ve sonuç şaşırtıcıdır. Resimde (şekil 1) üstte gözlemsel olarak elde edilmiş çeşitli gökcisimleri, alt kısımda ise bilgisayar benzetişimi ile elde edilmiş şekiller, aradaki benzerlik dikkat çekicidir. Plazma ve elektromanyetik kuvvetler düşünülerek yapılan benzeri bilgisayar benzetişimleri, gökada disklerinin Kepler yasalarına uymayan dönüşleri ile uyumlu sonuçlar vermiştir. Böylece yeni paradigmayı dikkate alırsak gökada disklerinin Kepler yasalarına uymaması sorununu, eğer gökadalar

gerçekten elektromanyetik kuvvetlerce belirleniyor ise, karanlık özdek varsayımına başvurmadan çözebiliriz gibi görünüyor. Karanlık özdek varsayımına başvurulmadığında süper süper-gökadakümelerinin oluşması için gerekli süre, evrenin yaşından daha fazla bir zaman dilimi gerektiriyordu. Evrenin sonsuz geçmişi olduğunu düşünürsek bu sorun zaten aşılmış olur. Çünkü sonsuz bir geçmiş varsa, bir yapının oluşması için gerekli süre evrenin yaşı ile sınırlanmış değildir. Bu nedenle bu kümelerin oluşumunu evrenin yaklaşık on beş milyarla kısıtlanmış bir tarihine sığdırmak zorunda olmayışımız, karanlık özdek varsayımına zorunluluğu gereksiz kılar. Karanlık özdeğin varlığı için çeşitli başka gerekçeler de vardır. Öne sürülen bu gerekçeler genelde varolan paradigma içerisinde gerekçe niteliği kazanmaktadırlar. Bizim araştırmalarımızda karşılaştığımız gerekçelerin, karanlık özdeğe yer vermeyen seçenek açıklamalarının olduğunu, ancak üzerlerinde akademik çevrelerce yeterince yoğunlaşılmadığını gördük. Bunun nedenine ileride kısaca değinilecektir. Karanlık özdek ve erke varsayımlarını dışta bırakırsak evrendeki kütlenin, kritik kütle değerinin %4 kadar olduğu sonucu çıkar. Dolayısı ile Einstein'ın Genel Görelilik Teorisi, Newton'un Öklidien uzayına, göz ardı edilebilir küçüklükte, bir düzeltme olarak vardır.



Şekil 2.

Son olarak plazma evren modeli kuazarların evrenin başlangıcında oluşmuş yapılar değil, gökada merkezlerinden fırlatılmış yüksek erkeli plazmalar olduğu seçeneği öneriliyor. Teorik çalışmalar ve plazma bilgisayar benzetişimleri bu olayı öngörüyor. Bu yönde güçlü kanıtlar H. Arp'ın çalışmalarından gelmektedir. Yukarıdaki şekilde NGC 4319 sarmal kollu gökadası ve hemen altında daha küçük olan dairesel yapı Makarian 205 kuazarı görünüyor. İkisinin çok farklı kırmızıya kayma değerlerine göre varolan paradigma içerisinde, aralarında özdek alışverişinin kesinlikle olamayacağı kadar bir mesafe olmalıdır. Ancak, iki gökcismi arasında bağlantı olduğu gözükmektedir.

Epistemolojik Kopuş ve Paradigma Değişimi Önerisi Bağlamında Kozmoloji

Fiziğin kendisi fiziğin konusu değildir. Fizik; kütle, sıcaklık, hız gibi büyüklüklerle ilgilenir. Ancak, fizik biliminin bir kütlesi, sıcaklığı, hızı yoktur. Dolayısı ile, fizik soyut bir varlık olarak fiziğin inceleyebileceği bir varlık değildir. Kozmoloji, tarihsel ve güncel, kuruluşu ve yeniden üretilişi açısından, bilimsel yönteme indirgenemeyecek nitelikte bir çalışma alanıdır. Felsefe ise felsefeye özgü bir tarzla, hem bu konuları inceler hem de nasıl incelediğini incelemekle de kalmaz kendi üzerine döner ve kendini kendisinin konusu yapar bir de kendini inceler.

Bilim nedensellik ilkesine başvurur. Bu ilkeye göre, bir olayın bir kez gerçekleşmesi bir nedensel bağıntı kurmaz. Evrenin başlangıcı varsa, başlangıç değerlerini değiştirip, ne olacak diye izleyemeyiz. Onu benzeri başka bir varlıkla karşılaştıramayız, dolayısı ile bilimsel deneyin kapsamından taşar.

Kozmoloji, pozitivistik ve pragmatik olamayacak bir alandır. Çünkü, o gerçekliğin aranışının bir tarzıdır. Diğer bilimler pragmatik olabilir teknolojiye dönüşebilir. Bu nedenle epistemolojisi göz ardı edilebilir. Bilim salt pragmatik amaçlara araç olabilir ancak araç olmaya indirgenemeyecek implikasyonları vardır. Bilimin salt pragmatik bir yorumu teknolojizme indirgenmiş bilimi yaratır. Elbette bilimin teknolojiye katkılarını ya da teknolojinin bilime katkılarını göz ardı etmiyor veya reddetmiyoruz. Ancak bilimin gerçeklikle ilişkisinin felsefesel bağlamını unutmamakta yarar vardır. *Bilim gerçeklik* ilişkisinin felsefesel değerlendirilmesi göz ardı edilirse; gerçeklik sanılan teknolojizme-indirgenmiş-bilim sonuçta teknoloji fetişizmine yol açar. Kozmoloji için matematiğin keşif mi, yoksa icat mı olduğu özellikle önemlidir. Çünkü, bizler gerçekliği keşif mi ediyoruz, yoksa modelliyor muyuz? Yani, Big Bang gerçekliğin ne olduğunu söylemeye aday mı yoksa görüngüye uygun bir modelleme mi? Bugün Big

Bang sanki gerçekliğin nasıl ve ne olduğunu bir ucundan yakalamış, ancak düzeltmelere gerek duyuyormuş inancı yaygın. Bizim için Big Bang, evrendeki olguları modelleyebilecek bir çok teoriden biridir. Bir teori gerçekliği ne kadar iyi modelliyorsa o kadar iyi bir modeldir ve tarih ilerledikçe daha iyileri başarılıyor, ancak bu gerçekliği keşfediyoruz demek değildir.

Modelleme doğayı soyutlama biçimimizden bağımsız değildir. Bir model soyutlama biçimimiz ve gerçekliğin kendisi tarafından beraberce belirlenir. Gerçeklik soyutlama ile nesneleştirilir, kısımlara ayrılır. Artık, gerçeklik parçalar halinde bölünmüş, nesneler kümesine dönüşmüş olarak zihinde soyut varlıktır. Gerçekliğe dönüp tekrar bakan, artık nesneleri gerçeklikte varlık olarak görür. Bu durum öznenin gerçekliğe ve nesnenin kökenine yabancılaşmasıdır. Çünkü, kendi kurduğu nesne artık öznenin dışında bir varlıktır, özne gerçekliğe baktığında nesneyi doğrudan görür. Nesneler arasındaki ilişkinin tarzı teorimizi belirler ama tamamlamaz. Böylece farklı bir soyutlama biçimi gerçeklikteymişçesine nesnelerin farklı biçimlerde kurulması ile sonuçlanabilir. Böyle olunca, aynı olguya bakan iki kişi bunları farklı anlar, hatta olguyu farklı yerde arar, aynı yerde farklı olgu görür. Böylece paradigma belirlenir. Tüm bu süreç toplumsal dinamikte yeniden üretilir, zaten orada anlam kazanır.

Teori kelimesi dini kökenlere kadar uzanır. Theoros, eski Yunan şehirlerinin kamusal şenliklere gönderdikleri temsilcinin adıydı. *Theoria'da,* yani seyrederek, kendini dini törene yabancılaştırır. Felsefi dilde *Theoria* kozmoza bakışa taşınmıştır. *Teori* sözcüğü, Grek dilindeki *theorein* fiilinden gelir. Bu fiile ait isim *theoria'*dır. *Theorein* fiili, iki kök sözcüğün, *thea*'nın ve *horao*'nun bir araya gelmesinden çıkmıştır. *Thea* (tiyatro/theatre), bir şeyin kendisini gösterdiği, sunduğu dış görüntüdür *Horao* da şu anlama gelir: bir şeye dikkatlice bakmak. Böylece *theorein*, *thean horaon*'dır; varolan şeyin görülebilir hale geldiği dış görünüşe dikkatlice bakmak ve böyle bir görme sayesinde ondan gözlerini ayırmamaktır. Aynı zamanda farklı vurgulandığı zaman *Thea* tanrıçadır. Parmenides'e, kendisinden hareketle ve kendisi içinde varolduğu gizden-çıkma, tanrıça olarak görünür. Grek dilindeki *ora* sözcüğü, bizim sahibolduğumuz itibarı, bizim bahşettiğimiz onuru ve saygıyı imler. Şimdi *theoria* sözcüğünü bu aktarılan sözcükler bağlamında düşünürsek, *theoria,* varolan şeyin gizinden-çıkmasına saygı dolu kulak kabartma olur. Bu anlamda *teori*, gerçekliği gözeten temaşadır. Bununla beraber, modern biçiminde anlaşılan teorinin içerisine erken *theoria*'nın gölgesi gizlice sızar.

Platon teorinin kendisini gerçeklik olarak almıştır. Öyle ki, Ona göre gördüğümüz evren, tümüyle, gerçeklik olarak tasarlanan idealar dünyasının bozuk bir kopyasıdır. Bozuktur çünkü en baştaki mükemmel yapısını korumaktan acizdir. Teorinin kendisine ve kuruluş sürecine yabancılaşma ile teorinin kendisi gerçeklikmiş gibi alınır. İşte bu durum, bizi, bağlı olduğumuz teorimizi destekleyecek gözlemler yapmaya iter. Çünkü, çok açık ki teorinin kendisini gerçeklikmiş gibi değerlendirmek, bizi doğayı teoriye benzetmeye itecektir. Elbette doğa teoriye benzetilemeyecektir, ancak teoriye uygun düşecek gözlemlerin peşinden gidileceği gibi teori ile gözlem çatıştığında bu gözlemler göz ardı edilebilecektir. Oysa bizlerin, teorimizin gerçeklik ile çatışmasının peşinden koşmakta, yakalamakta ve çatışmanın kucağına düşmekte yarar vardır. Bazen teorinin kavramsal çerçevesinin de terk edilmesinde yarar vardır. Aksi durumda gerçeklik ile teori arasında, kendini eninde sonunda dayatacak gerçeklikten dolayı, zıtlaşma doğar. Kabaca indirgemeci bir ifade ile teorilerimizi doğrulamaya değil yanlışlamaya çalışmak daha üretici bir yöntem olacaktır. Ancak bir bireyin kendi teorisini yanlışlaması ve bunu istemesi çok sık karşılaşılan bir durum değil. Dolayısı ile bir kişinin teorisini bir başka kişi, aynı zaman dilimi içerisinde olsalar da, yanlışlamaya çalışmalıdır. Yani diğerinin teorisinin açıklarını bulmak daha uygundur. Ancak literatürde egemen paradigmaya karşı çalışmaların muhafazakarca karşılandığı görülmektedir. Akademik kaygılar karşıt görüşlerin üretilmesini ciddi ölçüde kösteklemektedir. Çünkü, sınıfsal ve yaşamsal, geçim derdi ve aidiyet, yani akademik topluluğun bir parçası olmak bağlamında, mesleğe indirgenmiş akademik-bilimsel çalışmalarda anlaşılır bir şekilde varolan paradigma yeniden üretilmektedir. Bu noktada entelektüel özgür etkinliğin kendisi bir bakıma dumura uğrar. Bu gibi sebeplerden dolayı bilimsel üretimin varolan üretim ilişkilerinden bağımsız olarak, çünkü bu ilişkiler günlük ve siyasal iktidar mücadelesinin yapılanmasını belirler, ele almak mümkün görülmemektedir.

Böylece, biz bir paradigma değişimi olarak uzay ve zamanda sonsuz ve sınırsız, egemen kuvvetin kütlçekim değil elektromanyetik kuvvetler olduğu bir evren modeli önermekteyiz. Bu öneriyi yapmamızın nedeni daha çok gerçeklik-teori ilişkisini farklı bir tarzda değerlendirmemizdir, en net ifade ile bir epistemolojik bir kopuştur.

W-R Bileşenli Çift Yıldızların Moröte Değişkenliği

Şebnem Sezen

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452, Üniversite – İstanbul
sebnem_sezen@yahoo.com

1. GİRİŞ

1867 yılında, Wolf ve Rayet isimli bilimadamları yaptıkları bir gözlem sırasında, tayflarında çok geniş salmalar gösteren üç cisim buldular. Bu tayflar, o güne kadar bilinen yıldız tayflarından farklıydı. Bu cisimler (HD 191765, HD 192103, HD 192641) o günden sonra yeni bir yıldız sınıfını (Wolf-Rayet yıldızları) oluşturmuşlardır.

Bugün, W-R yıldızları yıldız astrofiziğinin en ilginç cisimleri arasında yer almaktadır. Kütleleri 5 - 50 M⊙ arasındadır. Mutlak kadirleri $-7^m.0$ ile $-9^m.5$ arasında bulunmuştur. Etkin sıcaklıkları 35000 K'den başlayarak 60000 K'e kadar çıkabilmektedir. Ayrıca normal olmayan bir element bolluğuna sahip olmaları, galaksimizdeki dağılımları ve yüksek kütle kayıp hızları kuramsal çalışmaları sınırlamaktadır (**Kırbıyık, 1986**).

W-R yıldızlarının tayfları çok geniş salma çizgileri ile karakterize edilir. Bu çizgilerin genişliği 100A 'a kadar çıkabilmektedir. Tayflarında yaygın olarak He, C, O, Si olduğu gözlenen (HeI, HeII, CII, C III, CIV, OII, OIII, OIV, OV, OVI, NIII, NIV, NV, SiII, SiIII, SiIV) ve madde kayıp miktarları büyük olan ($dm/dt >> 10^{-4}$ - 10^{-5} M⊙/yıl) yıldızlardır. Gözlenen kütle kayıp hızları o kadar yüksektir ki; bu yıldızlar W-R döneminde, kütlelerinin hemen hemen yarısını kaybetmektedirler. Yani; bir W-R yıldızı yaşam süresi içinde süpernova patlamasına eşdeğer bir enerjiyi uzaya bırakmaktadır. Buradan da W-R yıldızlarının dev He II bölgelerini beslediğini söylenebilir.

1935 yılına kadar yapılan gözlemlerden, tayflarında N varsa; C ve O 'nun bulunmadığı, C ve O varsa; N 'nin bulunmadığı görülmüştür. Bunun üzerine Beals, 1935 yılında IAU 'nun yıldız tayfları komisyonuna W-R yıldızlarının bu şekilde sınıflandırılabileceğine ilişkin bir teklifte bulunmuştur. 1938 yılında bu teklif kabul edilmiş ve WC ve WN dizileri ortaya çıkmıştır. Ayrıca bu diziler de kendi aralarında ayrılmaktadır ve bu ayrılma bir iyonlaşma dizisidir. Daha sonradan yapılan çalışmalarla birlikle bugün W-R yıldızlarının iki kola ayrılmasının çok kesin olmadığı belirtilmelidir. Çünkü karbon veya azot kollarından herhangi birinde yer alan çoğu yıldızda diğer elementler de görülmektedir. Örneğin WN yıldızlarında C IV veya WC yıldızlarında N V görülür. Önemli olan her bir kolu karakterize eden elementin göze batar bir şekilde kuvvetli olmasıdır. Gerçek bir ikiye bölünme söz konusu olmayıp, elementlerden birinin daha baskın olması esastır. Daha ileri olarak oksijenin büyük bolluğu ile karakterize edilen yıldızlar vardır. Üçüncü grup olarak kabul edilen bu sınıf WO olarak kabul edilmiştir. Bu grubun tanımlaması 1962 yılında Barlow ve Hummer tarafından yapılmıştır.

Günümüze kadar W-R yıldızlarının 7 tane kataloğu yayınlanmıştır. Yayınlanan en son katalog van der Hucht 'un 2001 yılında yayınladığı katalogdur. Bu katalogda 227 tane W-R yıldızı mevcuttur. Bu yıldızlardan 127 tanesi WN, 87 tanesi WC, 10 tanesi WN/WC ve 3 tanesi WO sınıfındandır. Bu katalogda 86 W-R çifti bulunmaktadır.

Daha önce de belirtildiği gibi W-R yıldızlarından rüzgarlarla büyük miktarlarda madde kaybı olmaktadır. Bunun en önemli göstergesi moröte bölgede gözlenen belirgin P-Cygni profilleridir. Özellikle IUE (Uluslararası Moröte Kaşifi) tayflarının çalışılmasıyla gösterilmiştir ki; bu profillerde zamana bağlı değişimler olmaktadır (**Koenigsberger ve Auer, 1985; St-Louis, 1992**). Bu değişimler temelde W-R yıldızının kendisinden ileri geldiği gibi çoğu durumda bir bileşene sahip olması nedeniyle yapmış olduğu yörünge hareketinden kaynaklanmaktadır.

Bu çalışmada van der Hucht 'un 2001 kataloğundan seçilen 9 W-R yıldızının IUE tayfları kullanılarak, yörünge evresine bağlı değişimleri gösterilmeye çalışılmıştır. Bu amaçla C IV, He II ve N IV çizgilerine ait eşdeğer genişlik ölçümleri yapılmıştır.

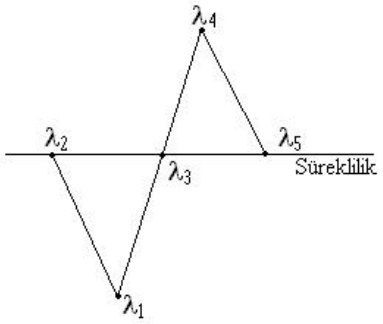
2. VERİLER VE YÖNTEM

Çalışmada kullanılan tayflar 6 Ocak 1978 – 30 Eylül 1996 yılları arasında gözlem yapan Uluslararası Moröte Kaşifi (International Ultraviolet Explorer - IUE) tarafından elde edilmiştir. Bu tayflar IUE 'nin tüm araştırmacılara açık olan internetteki sitesinden elde edilmiştir. Amaç eşdeğer genişlik ölçümleri yapmak olduğu için sadece düşük yaymalı (low dispersion) tayflar seçilmiştir. Ayrıca ölçümlerini yapacağımız çizgilerin bulunduğu bölge dolayısıyla, 1150 - 1900 A aralığında çalışan SWP kamerasının tayfları kullanılmıştır. Bu şekilde 225 adet tayf incelemeye alınmıştır. **Tablo 1.** de bu tayfların yıldızlara göre dağılımı verilmektedir.

Yıldız	Tayf Sayısı
CQ CEP	43
HD 186943	15
HD 193077	9
HD 211853	23
HD 311884	10
HD 90657	37
HD 94546	9
HD 97152	17
V444 CYG	62

Tablo 1. Çalışmada kullanılan yıldızlar ve ölçüm yapılan tayf sayısı. 9 WR çiftine ait toplam 225 tayf kullanılmıştır.

Elde edilen tayflar **Özkan ve ark. (1994)** tarafından benzer bir çalışma için geliştirilen KONTİN programı ile çizdirilmiş ve bunun üzerinden ölçümler yapılmıştır. KONTİN programı aracılığıyla herbir tayf okutulmuş ve tayflar üzerinden süreklilik geçirilmiştir. Daha sonra tayflar normalize edilmiştir. Normalize edilmiş tayflar üzerinden P-Cygni profillerinin soğurma ve salma eşdeğer genişlikleri ölçülmüştür.



Şekil 1. Örnek bir P-Cygni profili üzerinde ölçümlerin yapıldığı noktalar görülmektedir.

Yıldız	Tayf Tipi	Kütle Oranı	M_{WR} (M⊙)	Dönem	T_o (HJD)	Not
HD 90657	WN4+04-6	0,52	11	8,255	2443915,654[a]	-
HD 94546	WN4+08V	0,43	7	4,831	2443140,000[a]	-
HD 97152	WC7+O7V	0,59	20	7,886	2442463,34[d]	-
HDE 311884	WN6+O5V	0,84	50	6,34	2443503,35[b]	-
HD 186943	WN4+O9V	0,52	13	9,5548	2443789,24[a]	-
V444 CYG	WN5+O6	0,40	11	4,21238	2441164,332[a]	Tutulma
HD 211853	WN6+O	>0,22	10-25	6,6884	2443690,32[a]	Tutulma
CQ CEP	WN7+O?	1,19	>23	1,6	2432456,668[c]	Tutulma
HD 193077	WN6+O	-	-	2,31	-	-

Tablo 2. Bu çalışmada kullanılan WR yıldızlarının genel özellikleri.
a: Koenigsberger, G. ve Auer, L. H. (1985).
b: Niemela, V. R., Conti, P. S., Massey, P. (1980)
c: Stickland, D. J. ve ark. (1984)
d: Davis, A. B., Moffat, A. F. J., Niemela, V. R. (1981)

3. BULGULAR

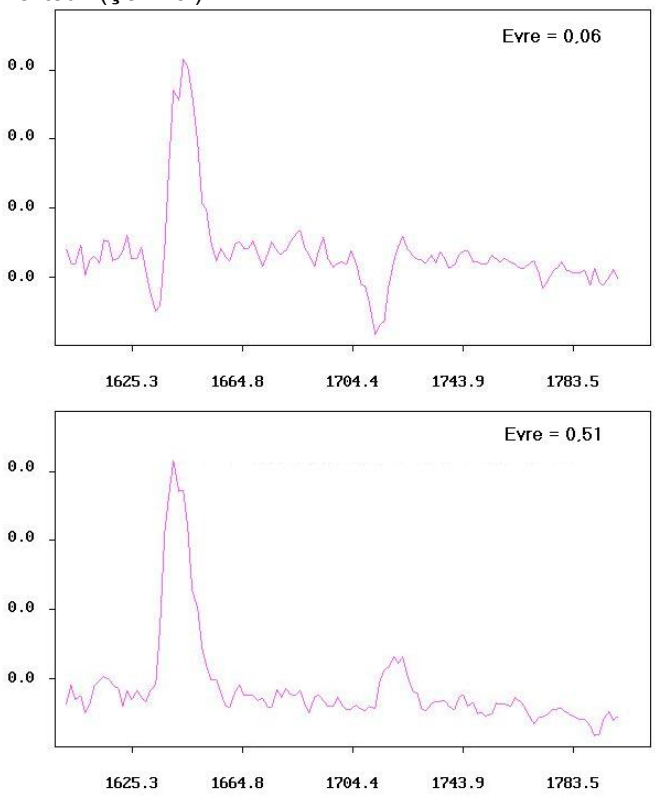
Eşdeğer genişlikleri ölçülen her bir tayfın HJD cinsinden zamanları onlara ait To ve P değerleri kullanılarak evreye dönüştürüldü. Böylece evreye göre eşdeğer genişlik grafikleri elde edildi (**Şekil 1., Şekil 2., Şekil 3., Şekil 4. ve Şekil 5.**)

YILDIZ	CIV EWA	CIV EWE	He II EWA	He II EWE	NIV EWA	NIV EWE
CQ CEP	5,66	6,32	0,89	10,40	4,08	5,78
HD 186943	6,96	5,16	1,21	19,30	1,60	4,20
HD 193077	5,24	5,57	-	29,18	0,99	5,95
HD 211853	6,60	8,69	0,82	14,54	2,02	2,09
HD 311884	6,60	5,74	-	20,95	3,45	5,22
HD 90657	7,83	4,76	1,15	13,92	2,30	2,27
HD 94546	5,57	4,82	0,52	16,83	1,27	4,21
HD 97152	7,56	14,75	-	12,70	0,96	4,15
V444 CYG	7,08	6,11	1,41	18,43	2,53	2,68

Tablo 3. Yapılan ölçümlerin ortalamaları.

4. SONUÇLAR

Şekil 1, 2, 3, 4 ve 5 'ten de görülebildiği gibi W-R sistemlerinin yörünge dönemleri boyunca, çizgilerin eşdeğer genişliklerinde değişim olmaktadır. Bu ulaşılması beklenen bir sonuçtur. Düzenli olarak bileşenler birbirlerini örttüğü için, örten çiftlerdeki ışık azalmasına benzer bir biçimde, tayf çizgilerinin hem şiddetlerinde hem de eşdeğer genişliklerinde değişimler olmaktadır. P-Cygni profillerinin maviye kaymış soğurma bileşeni, WR yıldızı öndeyken daha da şiddetlenmektedir (**Koenigsberger ve Auer, 1985**). Bu durum baş yıldızın O tipindeki bileşen olması nedeniyle 0 evreye karşılık gelmektedir. Baş yıldız örtülmeden çıktığında soğurma bileşeni de zayıflamakta hatta bazı durumlarda görülememektedir (**Şekil 6.**)



Şekil 6. V444 Cyg'nin iki tayfındaki He II ve N IV profillerinin karşılaştırılması. 0,06 evresinde O yıldızı arkada ve soğurma maksimum değerinde; 0,51 evresinde WR yıldızı arkada ve maksimum salma görülmekte.

Bu çalışmada incelenen 9 yıldızdan ancak 5 tanesinde değişimler belirgin bir şekilde görülebilmiştir. Diğer 4 W-R sisteminde bu değişimin belirgin olarak görülememesinin iki nedeni olabilir. Bunlardan birincsi; IUE arşivinde bu yıldızlara ait bulunan tayf sayısının yetersiz oluşudur. Bu durum, verilerin tüm evre aralığını kapsamaması şeklinde ortaya çıkmıştır. İkinci olarak ise, değişimlerin belirgin olarak görülemediği sistemlerde yörünge eğiminin yeteri kadar büyük olmaması söylenebilir.

Bu tip çalışmalarla çift olduğu şüphelenilen WR yıldızlarının çift olma durumları kanıtlanabileceği gibi onların yörünge dönemlerine ilişkin oldukça duyarlı değerler de elde edilebilir. Bunun yanında eğimi yeteri kadar yüksek olan sistemlerde ise ışık değişimlerinden bileşenlere ait daha fazla fiziksel bilgi öğrenilebilir. WR yıldızlarının kütlelerinin bilinmesi onların evrim durumlarının tartışılabilinmesini ve bunun yanında mevcut kuramların test edilebilmesini olanaklı kılar.

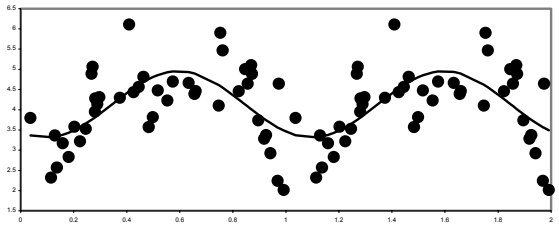
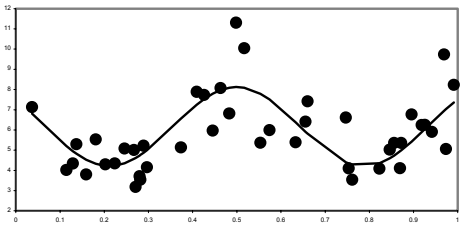
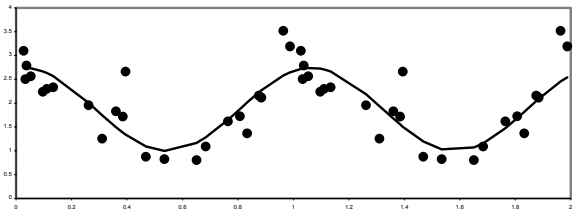
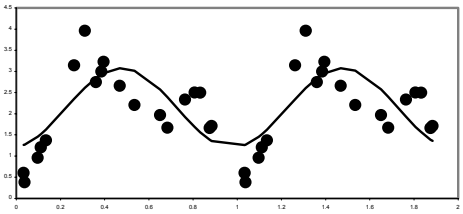
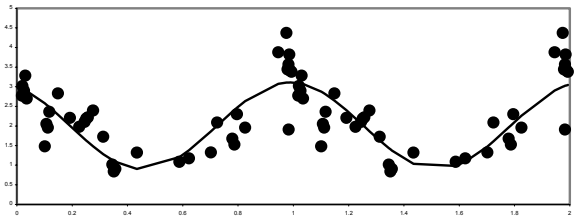
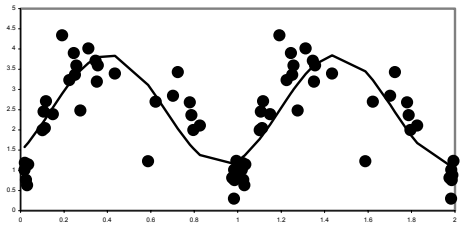
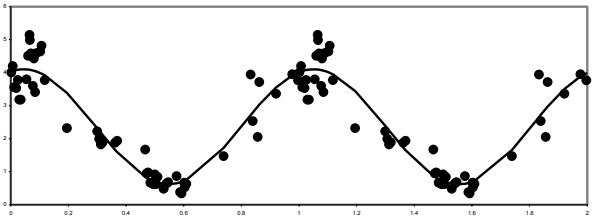
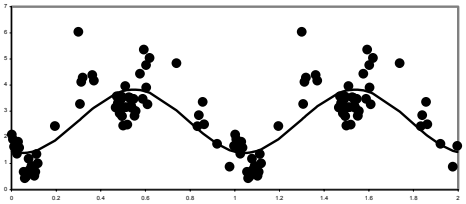
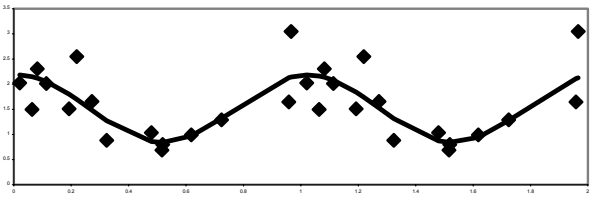
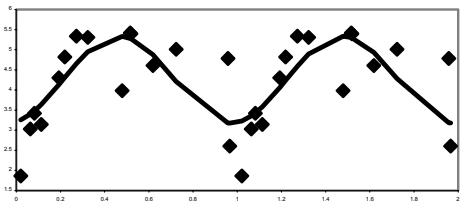
Bununla ilgili olarak, programımızda HDE 228766 isimli ve uzun dönemli (~ 10 gün) bir WR çiftinin CCD ışıkölçümü var. Sistemin tayfsal çalışması en yeni olarak **Rauw ve ark. (2002)** 'da sunulmuştur. Ancak sisteme ilişkin yeteri kadar ışıkölçüm bulunmamaktadır ve **Rauw ve ark. (2002)** sistemde tutulma olduğundan şüphelenmektedirler. Bu amaçla Meksika'dan IAU Hot Star Newsletter'in editörü Philippe Eenens ve grubuyla ortak olarak sistemin ışıkölçümünü yapmaya başladık.

5. KAYNAKLAR

Rauw, G. ve ark., 2002, A&A, Baskıda.
Koenigsberger, G. ve Auer, L. H., 1985, ApJ, 255, 265
Nicole St-louis, ASP Conference Series, Vol. 22, 1992
S. R. Mccandliss, ASP Conference Series, Vol. 22, 1992
A. Niedzielski, K. Rochowicz, 1994, A&A,669,694
A. Niedzielski, K. Rochowicz, 1995, 307, 318
V. Niemela, P. Conti, P. Massey, 1980, ApJ, 1050, 1054
K. Rochowicz, 1991, AcA, 25, 31
A.J. Willis, 1982, MNRAS, 897, 920
Karel A. van der Hucht, 2001, New Astronomy Reviews, 135, 202
H. Kırbıyık, UAT, 1986, 41, 48
O. Demircan, UAT, 1996, 61, 68
P. Conti, A. Underhill, O Stars And Wolf-Rayet Stars, 1988

6. TEŞEKKÜR

M12 Astrofizik Çalışma Topluluğu'na teşekkür ederim.

CQ CEP NIV Eşdeğer Genişlik Değerlerinin Evreye Göre Değişimi	
EWA	EWE
	
HD 211853 NIV Eşdeğer Genişlik Değerlerinin Evreye Göre Değişimi	
	
HD 90657 NIV Eşdeğer Genişlik Değerlerinin Evreye Göre Değişimi	
	
V444 CYG NIV Eşdeğer Genişlik Değerlerinin Evreye Göre Değişimi	
	
	

Yıldız	Tayf Sayısı
CQ CEP	43
HD 186943	15
HD 193077	9
HD 211853	23
HD 311884	10
HD 90657	37
HD 94546	9
HD 97152	17
V444 CYG	62

Tablo 1. Çalışmada kullanılan yıldızlar ve ölçüm yapılan tayf sayısı. 9 WR çiftine ait toplam 225 tayf kullanılmıştır.

Yıldız	Tayf Tipi	Kütle Oranı	M_{WR} (M⊙)	Dönem	T_o (HJD)	Not
HD 90657	WN4+04-6	0,52	11	8,255	2443915,654[a]	-
HD 94546	WN4+08V	0,43	7	4,831	2443140,000[a]	-
HD 97152	WC7+O7V	0,59	20	7,886	2442463,34[d]	-
HDE 311884	WN6+O5V	0,84	50	6,34	2443503,35[b]	-
HD 186943	WN4+O9V	0,52	13	9,5548	2443789,24[a]	-
V444 CYG	WN5+O6	0,40	11	4,21238	2441164,332[a]	Tutulma
HD 211853	WN6+O	>0,22	10-25	6,6884	2443690,32[a]	Tutulma
CQ CEP	WN7+O?	1,19	>23	1,6	2432456,668[c]	Tutulma
HD 193077	WN6+O			2,31		-

Tablo 2. Bu çalışmada kullanılan WR yıldızlarının genel özellikleri.
a: Koenigsberger, G. ve Auer, L. H. (1985).
b: Niemela, V. R., Conti, P. S., Massey, P. (1980)
c: Stickland, D. J. ve ark. (1984)
d: Davis, A. B., Moffat, A. F. J., Niemela, V. R. (1981)

YILDIZ	CIV EWA	CIV EWE	He II EWA	He II EWE	NIV EWA	NIV EWE
CQ CEP	5,66	6,32	0,89	10,40	4,08	5,78
HD 186943	6,96	5,16	1,21	19,30	1,60	4,20
HD 193077	5,24	5,57	-	29,18	0,99	5,95
HD 211853	6,60	8,69	0,82	14,54	2,02	2,09
HD 311884	6,60	5,74	-	20,95	3,45	5,22
HD 90657	7,83	4,76	1,15	13,92	2,30	2,27
HD 94546	5,57	4,82	0,52	16,83	1,27	4,21
HD 97152	7,56	14,75	-	12,70	0,96	4,15
V444 CYG	7,08	6,11	1,41	18,43	2,53	2,68

	Bu çalışma			Koenigsberger ve Auer, 1985				
YILDIZ	EWA	Std.Sap.	EWE	Std.Sap.	EWA	Std.Sap.	EWE	Std.Sap.
CQ CEP	4,08	0,94	5,78	1,84	-	-	-	-
HD 186943	1,60	0,69	4,20	1,14	1,1	0,8	5,1	0,4
HD 193077	0,99	0,26	5,95	0,89	1,3	0,1	5,7	0,3
HD 211853	2,02	0,77	2,09	0,95	1,6	0,9	3,2	1,3
HD 311884	3,45	1,01	5,22	1,54	-	-	-	-
HD 90657	2,30	0,91	2,27	1,15	2,4	1,2	2,7	1,2
HD 94546	1,27	0,45	4,21	0,36	0,8	0,6	6,1	0,6
HD 97152	0,96	0,48	4,15	0,71	-	-	-	-
V444 CYG	2,53	1,57	2,68	1,39	1,8	1,5	3,2	1,5

Tablo 4. Bu çalışmadaki NIV 'e ait eşdeğer genişlik değerlerinin ve hatalarının Koenigsberger ve Auer (1985) ile karşılaştırılması.

Düşük Kütleli X-Işın Çiftlerinin İstatistiği

Tolga Güver

İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Özet

Halen kullanımda olan iki önemli düşük kütleli x-ışın çifti (DKXÇ) kataloğu vardır (Guseinov ve ark.,2000, Liu ve ark.,2001). Bu kataloglardan birine en son yıldız 2000 yılının Ağustos ayında diğerine de 1999 yılında konmuştur. Bu çalışmada amaç bu iki katalogunda yıldızlar için verdiği farklı nicelikleri birleştirip yıldızların çeşitli kaynaklarda verilen özelliklerini kataloglar aracılığıyla görmektir.

1- Giriş

Düşük kütleli x-ışın çiftleri (DKXÇ) bir nötron yıldızı ya da bir kara delik ile bunun üzerine Roche Lobunu doldurduğu için madde aktaran A'dan geç tipten düşük kütleli bir yoldaştan oluşur. Yoldaş yıldız bazı çok evrimleşmiş sistemlerde bir beyaz cüce bile olabilir.

Bu çalışmaya başlamadan önce literatürde yapılan tarama sonucu güncel ve kullanımda olan iki düşük kütleli x-ışın çifti kataloğu olduğu görülmüştür. Bu kataloglardan biri A Preleminary Version of a Catalogue of High-Low Mass X-ray binaries isimli katalogdur diğer katalog ise A Catalogue of Low Mass X-ray Binaries ismindedir.

Çalışmada amaç pek çok kaynakta verilen bu yıldızlara ait özelliklerin kataloglar üzerinden tekrar görülmesi bulunabilirse yeni ilişkilerin incelenmesidir. Yapılan literatür taraması sonucu son zamanlarda bu kaynakların sayısı hızla artsa da kaynakların genel özelliklerini vermesi açısından önemli böyle çalışmaların olmaması da böyle bir çalışmaya girilmesi gerekliliğini arttırmıştır.

2- Kullanılan kataloglar

2.1- A Preleminary Version of a Catalog of High – Low Mass X-ray Binaries

Katalog en son 2000 yılı Ocak ayında güncellenmiştir ve toplam 138 DKXÇ bulunmaktadır. Bu katalogda kaynaklara ait aşağıdaki bilgiler bulunabilir.

1- Kaynakların koordinatlarına göre isimleri, Varsa farklı isimleri
2- Bulunduğu bölge
3- Tipleri
4- Koordinatları, 1950 epokuna göre koordinatları, Galaktik enlem ve Boylamları
5- Yörünge Periyotları, Atım Periyotları
6- X-ışın ısıları (kT)
7- Spektrel indeksleri
8- Uzaklıkları
9- Nötral Hidrojen Kolon Yoğunluğunun logaritması ($\log N_H$)
10- Optik absorpsiyon
11- X-ışın Işınım gücü, X-ışın Işınım gücü ile optik ışınım gücünün oranı
12- Spektrel tipi
13- V filtresi ile parlaklığı, B-V parlaklığı, U-B parlaklığı, E(B-V) parlaklığı
14- Kompakt cismin kütlesi, Yoldaşın Kütlesi, X-ışınlarından elde edilen kütle fonksiyonu, Optik gözlemler ile elde edilen kütle fonksiyonu
15- Yörüngenin dışmerkezliği
16- Kompakt cismin yarı genlikteki hızı, Optik bileşenin yarı genlikteki hızı, Kütle merkezinin hızı
17- Yarı büyük eksen ile yörünge eğiminin sinüsünün çarpımı (asini)
18- Yörünge eğimi

Katalog hakkında daha ayrıntılı bilgi için www.xrbc.org adlı siteden faydalanılabilir.

2.2- A Catalogue Of low mass X-ray binaries

Katalog en son Ağustos 2000 yılında güncellenmiştir. Toplam 150 DKXÇ'nin bulunduğu katalogda 18 Atoll, 7 Z, 18 ultrasoft, 76 süreksiz, 11 çukur gösteren kaynak, 63 patlayıcı, 5 x-ışın

atımları gösteren kaynak ve 13 küresel kümelerde bulunan kaynak vardır. Bu katalogda kaynaklara ait aşağıdaki bilgiler bulunabilir.

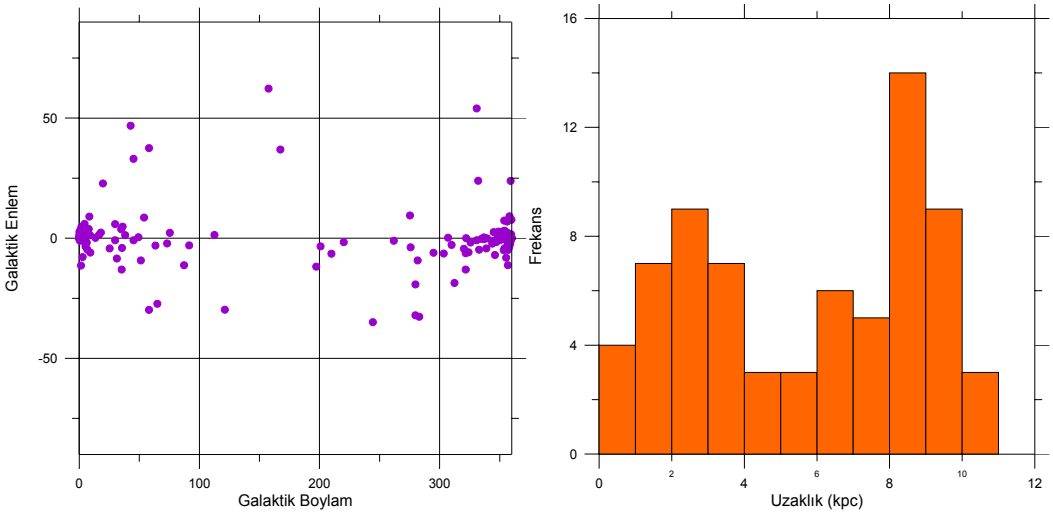
1- Kaynağın ismi
2- Kaynağın tipi
3- Koordinatları, Galaktik enlem ve boylamları
4- Optik bileşenin ismi
5- V filtresi ile parlaklık, B-V, E(B-V)
6- X-ışın akısı, X-ışın akısının ölçüldüğü enerji aralığı
7- Yörünge periyodu, Atım periyodu
8- Varsa kaynağın diğer ismi

Çalışma sırasında daha güncel olduğu için Liu ve ark.'nın katalogundaki yıldızlar kullanılmıştır bu katalogda Guseinov ve ark.'nın kataloğundan hem 12 tane daha fazla kaynak bulunmakta hem de bu katalogdan, her iki kataloğunda temelini oluşturan *X-ray Binaries* (Lewin ve ark.,1995) kitabındaki katalogda ve Guseinov ve ark.'nın katalogunda olduğu halde daha sonra tek bir nötron yıldızı olduğu ya da baş yıldızının bir beyaz cüce olduğu anlaşılan kaynaklar çıkarılmıştır. Yıldızların koordinatları ve türleri bu katalogdan alındıysa da bu katalogda Guseinov ve ark.'nın kataloğunun aksine yıldızlar hakkında çok fazla bilgi yoktur bu yüzden grafikleri çizdirme de kullanılan son birleştirilmiş katalog için Liu ve ark.'nın katalogunda bulunan yıldızlar ile Guseinov ve ark.'nın katalogunda bu yıldızlara ait değerler kullanılmıştır. Böylece her iki katalogun eksik yönleri giderilmeye çalışılmıştır. Ayrıca her iki katalogda da olmayan aşağıdaki kaynaklarda kataloga eklenmiştir. Ancak bu kaynaklar hakkındaki bilgiler henüz tam oluşmadığından bu kaynaklar genel anlamda ortalamayı pek değiştirmemişlerdir.

2.3- Eklenen Kaynaklar

SAX J0840.7+2248 : Bu kaynak 29 Nisan 1998 tarihinde, J. Heise, J. in't Zand, R. Ricci, G. d'Andreta, J. Muller ve L. Piro tarafından gözlenmiştir.
SAX J1719.6-4254 : J. Heise, L. Natalucci, M. Cocchi, M. Smith, G. Tassone, G. Celidonio, L. Di Colo tarafından, 22-23 Eylül 1999'da gözlenmiştir.
SAX J1818.6-1703 : J. in't Zand, J. Heise, M. Smith, J. M. Muller, Ubertini, A. Bazzano, tarafından 11 Mart 1998'de gözlenmiştir.
XTE J1908+094 : M. Feroci, L. Reboa tarafından, 9 Mart 2002'de gözlenmiştir.
XTE J1751-305 : Z. Wang, D. Chakrabarty tarafından 9 Nisan 2002'de gözlenmiştir.

3- Çeşitli Parametrelerin Karşılaştırması



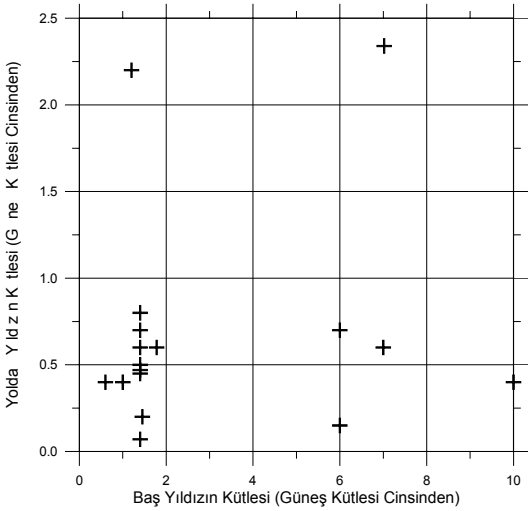
Şekil 1 DKXÇ'lerin gökyüzü ve uzaklık dağılımları

Şekil 1 katalogdaki bütün DKXÇ'lerin galaktik koordinatlarına göre çizilmiştir ve görüldüğü gibi neredeyse bütün DKXÇ'ler galaksi diskinde ve galaksinin bulge kısmında bulunurlar.

Sağdaki şekilde ise bütün DKXÇ'lerin uzaklık dağılımları gösterilmiştir. Uzaklığın gökyüzü dağılımını doğrular şekilde bizim galaksi merkezine uzaklığımız olan yaklaşık ~8-9 kpc civarında yoğunlaştığı görülür. Aynı zamanda bize ~2-3 kpc yakında da çok miktarda DKXÇ olduğu da yine grafikten görülebilir.

Düşük kütleli x-ışın çiftleri tanımda da belirtildiği gibi düşük kütleli bir yoldaşa sahip oldukları için bu ismi almışlardır. Yoldaş yıldızların bu özelliğini ve baş yıldızların da bir nötron yıldızı ya da bir kara delik olup olmadığını görmek için aşağıdaki grafiğe bakmak yeterli olacaktır.

Şekilden de görülebileceği gibi kütlesi tespit edilmiş en büyük yoldaş yıldız yaklaşık 2.5 $M_{\odot}$ kütlelidir ancak yoldaş yıldızların kütlesi genel olarak 1 $M_{\odot}$ 'den azdır. Buna karşılık baş yıldızlar bir nötron yıldızı için standart kütle kabul edilen 1.44 $M_{\odot}$ ya da bir kara delik için gerekli daha büyük kütlelerdedirler. Bu grafikte dikkat edilmesi gereken bir diğer nokta ise bir baş yıldızın bir nötron yıldızı olamayacak bir kütlede yani 0.6 $M_{\odot}$ olmasıdır bunun daha da ilginç bir tarafı bu kaynağın yine baş yıldızı nötron yıldızı olan sistemler için geçerli bir teoriyle açıklanan patlamalar gösteren bir kaynak olmasıdır.

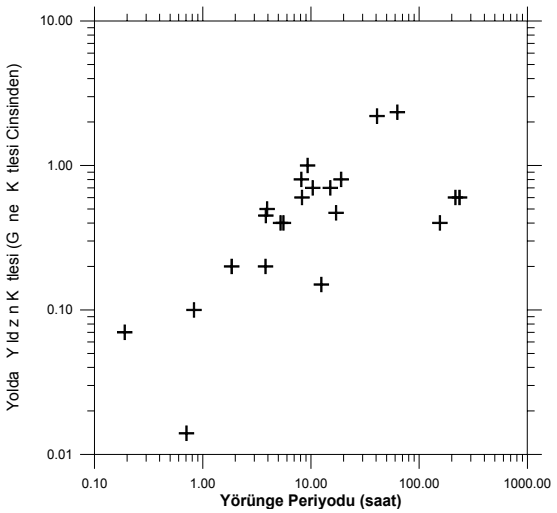


Şekil 2 DKXÇ'lerin kütlelerinin karşılaştırılması

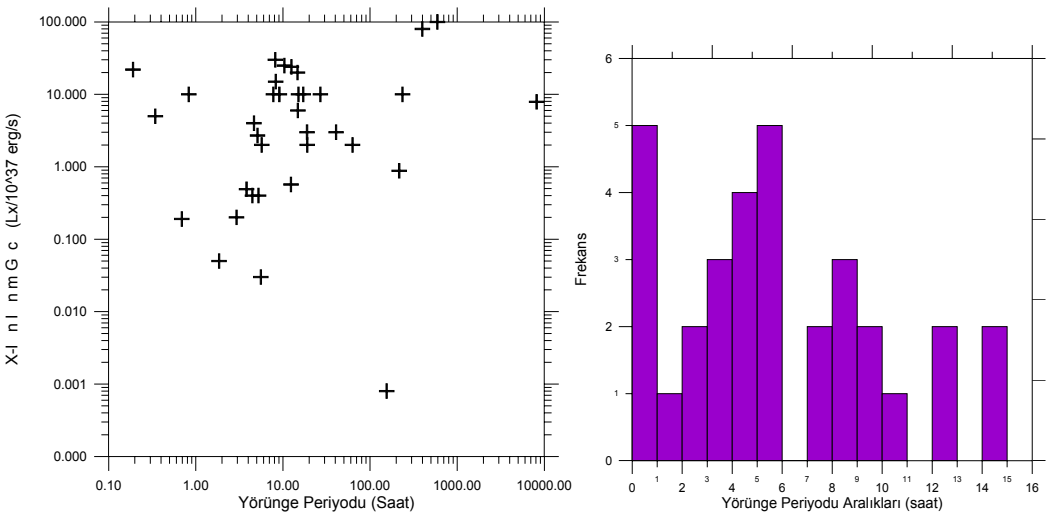
X-ışın çiftleri yoldaşın Roche Lobunu doldurması ve baş yıldıza madde transfer etmesi ile x-ışın bölgesinde ışınım yapmaya başlarlar (P. C. Joss, S. Rappaport,1979). Ancak bu madde transferinin sürekliliğini sağlayan mekanizma yoldaş yıldızın kütle kaybetmesine rağmen sürekli Roche Lobunu doldurmasını sağlayan Manyetik Frenleme'dir (F. Verbunt, C. Zwaan, 1981). Bu mekanizma ile sistem açısal momentum kaybeder ve sistemin ayrıklığı azalır böylece yoldaş yıldız ne kadar kütle kaybederse etsin hep Roche Lobunu doldurur (Lewin ve ark.,1995). Düşük kütleli x-ışın çiftleri ile ilgili bu standart teorinin doğruluğunu test etmek için katalogdaki yörünge periyotları ile yoldaş yıldızın kütlesinin verildiği sütunları karşı karşıya çizdirmek yeterlidir.

Yörünge periyodu değerleri düşük kütleli x-ışın çiftlerinde çok geniş bir alana yayıldığından her iki ekseni de logaritmik çizdirmek daha doğru olur. Aşağıdaki şekilde yörünge ufaldıkça yoldaş yıldızın kütlesinin azaldığı görülebilir.

Bununla beraber açısal momentum kaybı için önerilen bir diğer mekanizma kütle çekimsel ışınımdır (B.Paczynski,1967) ancak yapılan hesaplamalar bu mekanizmanın manyetik frenleme etkinken kendini belli edemeyeceğini sistem daha da yakınlaştığında yörünge periyodu 3 saatten küçüldüğünde etkin hale geleceğini gösterir. Zaten manyetik frenlemede yoldaşın kütlesine bağlı bir mekanizma olduğu için yoldaş kütlesinin büyük bir kısmını kaybettiğinde etkinliğini yitirir bu da, yoldaş yıldız sürekli kütle kaybettiği için yörünge periyodu, ~3 saate kadar, azaldıkça x-ışın ışınım gücünün azalacağı daha sonra eskisi kadar olmasa da kütle çekimsel ışınım ile açısal momentum kaybından dolayı yoldaşın yeniden Roche Lobunu doldurması ile kütle transferinin yeniden ve x-ışın ışınımının yeniden başlaması ile yıldızın yeniden x-ışınlarında görülebilir olması anlamına gelir (Lewin ve ark.,1995). Bütün bu anlatılanlar, aşağıdaki grafiklerde örnek sayıları farklı yörünge periyotlarında farklı olduğundan çeşitli sapmalar varmış gibi görünse de, görülebilir.



Şekil 3 Yoldaş yıldızın kütlesi ile yörünge periyodu arasındaki ilişki



Şekil 4 Yörünge periyodu ışınım gücü ilişkisi ve yörünge periyodu dağılımları

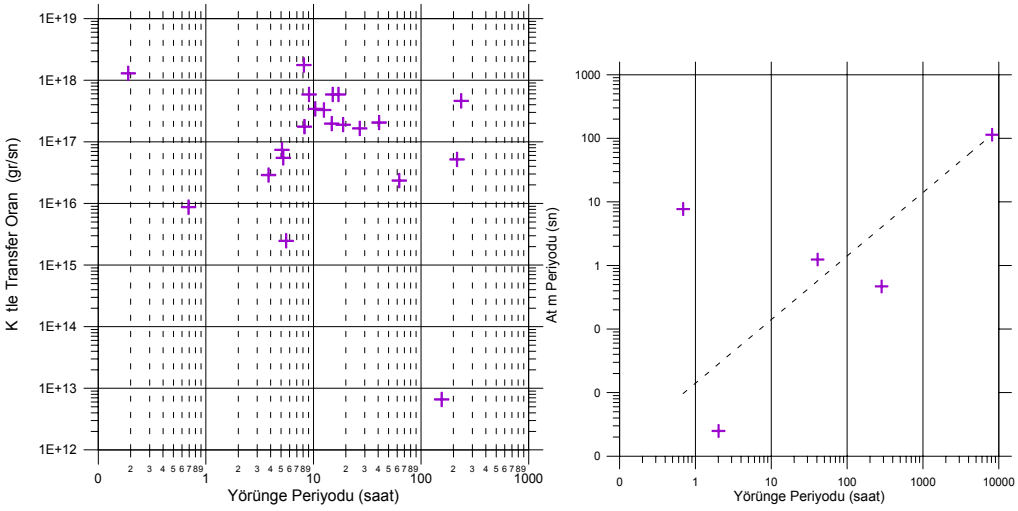
Yukarıdaki şekilde x-ışın ışınım gücü 10^{37} erg/s'ye göre normalize edilmiş ve eksenler yine logaritmik çizilmiştir. Manyetik frenlemenin etkin olmaya başladığı yörünge periyotları olan ~10 saat civarında x-ışın ışınım gücünün yüksekliği daha sonra yörünge kısaldıkça ışınım gücünün azaldığı ve belirli bir değerden sonra (~3 saat) yeniden arttığı görülebilir. Kaynakların x-ışın üretimleri yörünge periyodu dağılımlarından da görülebilir, belirli yörünge periyodu aralıklarında yıldız sayılarında düşmeler olması, bu aralıklarda bazı sistemlerin ölçülebilir seviyelerde x-ışını üretememesinden kaynaklanabilir.

Sağdaki şekilde de kataklismik değişenlerdeki 2-3 saat boşluğuna benzer bir boşluk 1-3 arasında görülebilir.

Benzer bir grafikte, bu kaynakların x-ışın bölgesindeki bütün ışınımlarından sorumlu olanın yoldaştan aktarılan kütlenin kaybettiği kütle çekimsel enerji olduğu varsayılırsa çizdirilebilir bu sefer aynı varsayım altında kütle transfer oranı da aşağıdaki formül ile hesaplanır ve yörünge periyoduna karşılık çizilir.

$$L_x = \frac{GM\dot{M}}{r}$$

Formülde M baş yıldızın kütlesi ve r nötron yıldızları için ortalama bir yarıçap sayılabilecek olan 11 km olarak alınmıştır.



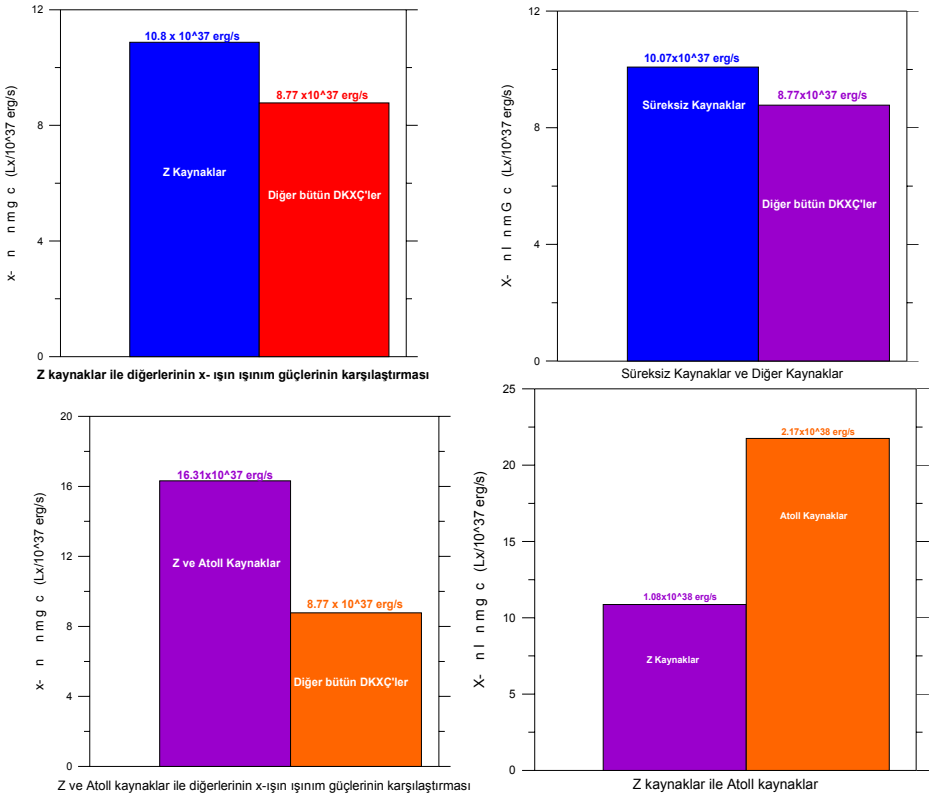
Şekil 5 Kütle transferi ile yörünge periyodu ilişkisi ve baş yıldızın evrimi

Bu sefer y ekseninde gr/sn cinsinden kütle transfer oranı vardır. Kütle transferinin bir diğer sonucu, baş yıldızı nötron yıldızı olan sistemlerde eğer nötron yıldızın manyetik alanı da zayıfsa ki düşük kütleli x-ışın çiftlerinin büyük çoğunluğundan atım alınamadığından böyle olduğu düşünülür, yoldaştan gelen maddenin nötron yıldızına çok yaklaşması ve ona açısal momentum kazandırarak kendi ekseni etrafındaki hareketini hızlandırması olacaktır. Sadece 5 DKXÇ atım gösterdiğinden aşağıdaki grafiğin bu özelliği tam olarak yansıtıp yansıtmadığı tartışılabilir ancak böyle bir eğim bir yıldız hariç çok aşikardır.

Katalogtaki x-ışın çiftlerinin yaklaşık yarısı (80 tane) süreksiz kaynaktır. Bu kaynaklar gökyüzünde zaman zaman görünürler ve bir süre sonra uzun bir süre için kaybolurlar. Bazıları, bu bölgeden uzun bir süre boyunca ışınım alınmadıktan sonra yeniden ışımaya başlar bazılarının ise bir daha ışınım yaptıkları görülmemiştir. Bunun sebebi olarak bu yıldızlarda x-ışın ışınımının yakıtı olan kütle transferinin zaman zaman normal DKXÇ'lerdeki gibi yüksek oranlarda olduğu fakat zaman zaman da bu kütle transferinin durduğu ya da çok azaldığı düşünülür (Lewin ve ark.,1995). Ancak kaynaklara göre bu kaynaklar ışınım yaptıklarında normal düşük kütleli x-ışın çiftlerinden daha yüksek ışınım güçlerine sahiptirler (Lewin ve ark.,1995) ve bu bilgiyi katalogtaki yıldızlarda doğrulamaktadır.

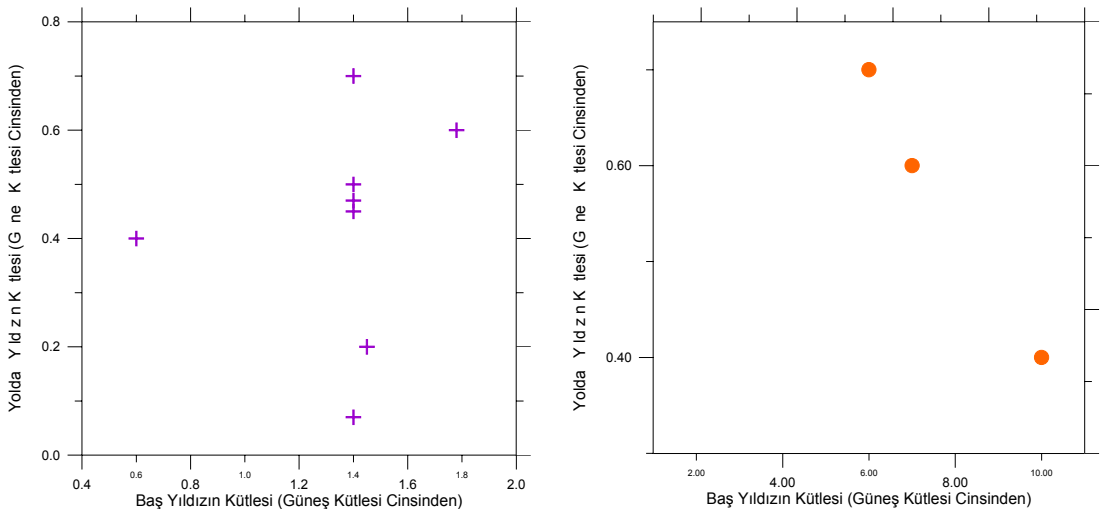
Hem süreksiz kaynakların hem de diğer bütün kaynakların x-ışın ışınım güçlerinin ortalamasını karşılaştıran bu grafik süreksiz kaynakların sürekli olarak ışınım yapan kaynaklardan daha yüksek ışınım güçlerine sahip olduklarını doğrulamıştır.

Işınım güçleri diğer kaynaklardan daha yüksek olan diğer iki sınıf ise Z ve atoll kaynaklardır bu kaynaklara böyle isimler verilmesinin sebebi, Z kaynakların x-ışın renk-renk diyagramlarında zamanla Z harfine benzer bir şekil çizmesi ve atoll kaynakların ise aynı grafikte bir adaya ya da bir muza benzer bir şekil çizmesidir. Bu iki kaynak sınıfı beraber en parlak DKXÇ'leri oluşturur (Lewin ve ark.,1995).



Şekil 6 Kaynakların tipleri ile ışınım güçlerinin karşılaştırılması

Bu grafiklerden en ilginç olanı en son verilen Z ve atoll kaynakların karşılaştırılmasıdır çünkü kaynaklarda atoll kaynakların ışınım güçlerinin Z kaynaklara göre daha az olduğu söylenir (Lewin ve ark.,1995) ancak burada alınan ortalamalar ile yazılan değerler sonucu atoll kaynaklar yaklaşık iki kat daha parlak olarak görülmüştür. Bunun sebebi kataloglarda 10^{39} erg/sn ışınım gücüne sahip bir atoll kaynak olması (J1811-171) olabilir bu kaynak ortalamayı çok yukarı çeker.



Şekil 7 Patlayıcı ve ultrasoft kaynaklar için kütle karşılaştırması

DKXÇ'lerin bir diğer alt sınıfı patlayıcılardır. Bu kaynaklar yaklaşık 3 saatlik periyotlarla ışık eğrilerinde tepeler gösterirler. Bu patlamaların sebebi olarak bu kaynakların baş yıldızlarının nötron yıldızı olduğu ve nötron yıldızı üzerine yığılan maddenin zamanla ısınarak yanması olduğu düşünülür. Yığılan hidrojen yanarak helyuma dönüşür ancak bir süre sonra helyumda yanabilecek ısıya ulaştığında helyum yanmasındaki kararsızlıklar bu ani patlamaları oluşturur (P. A. Charles,1995). Baş ve yoldaş yıldızın kütlelerinin karşılaştırıldığı aşağıdaki grafikte bu tipten DKXÇ'lerin baş yıldızlarının bir nötron yıldızı olduğunu doğrular niteliktedir.

DKXÇ'lerin bir diğer türü de ultrasoft kaynaklardır. Bu kaynakların diğerlerine göre daha yumuşak tayfları vardır bunun sebebinin bu yıldızların baş yıldızlarının bir kara delik olduğu ve alınan x-ışınımının sebebinin yığılma diskindeki viskoz etkileşme olduğu düşünülür. Kataloglarda da çok azının kütlesi belirlenebilmişse de, bu düşünceleri doğrular şekilde ultrasoft kaynakların baş yıldızları için belirlenen kütleler bir nötron yıldızı olamayacak büyüklüktedir.

Kaynaklar

B. Paczynski, 1967, Acta. Astron, **17**, 287
C. Hellier, 2001, Cataclysmic Variable Stars, Springer Praxis
F. Verbunt, C. Zwaan, 1981, A&A, **100**, L7
N. S. Schulz, G. Hasinger, J. Trümper, 1989, A&A, **225**, 48
O. H. Guseinov et al., Astronomy Letters 2000 Vol : 26 No :11 p :725,**729**
P. A. Charles, 1995, Exploring the X- Ray Universe, Cambridge Univ. Press
P. C. Joss, S. Rappaport, 1979, A&A, **71**, 217
Q. Z. Liu, J. van Paradijs, E. P. J. van den Heuvel A&A 2001, **368**, 1021
W. H. G. Lewin, J. van Paradijs, E. P. J. van den Heuvel, 1995, X-Ray Binaries, Cambridge Univ. Press

Posterler

SV Cam, V836 Cyg ve UV Leo Sistemlerinin Dönem Değişimleri

Aslı Elmaslı, Berahitdin Albayrak

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan ANKARA

Bu çalışmada SV Cam, V836 Cyg ve UV Leo çift yıldızlarının yayınlanmış minimum zamanlarından yararlanarak dönem değişimleri, çift sistemde görünmeyen bir üçüncü cismin var olabileceği dikkate alınarak incelenmiştir. Böyle bir cismin varlığını saptayabilmek ve fiziksel parametrelerini bulabilmek için her bir çift sistemin O-C grafikleri oluşturuldu. Olası üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3) hariç diğer fiziksel parametreleri, gözlemsel eğriye en iyi kuramsal çakıştırma elde edilinceye kadar değiştirilerek belirlenmiştir. Ulaşılan sonuçlar Tablo1.'de sunulmuştur. M_3 hesap edilirken üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3), çiftin yörünge eğimine eşit olarak alınmıştır.

Tablo 1. Işık-Zaman Yörünge ve İlave Üçüncü Cismin Parametreleri

	SV Cam	**V836 Cyg**	**UV Leo**
e	0.44	0	0
***w*(°)**	184	0	0
A(gün)	0.0090	0.0085	0.0085
P_{O-C}(yıl)	42.2	90.3	125.94
a_{12}(AB)	1.74	1.49	1.49
***F*(M_3) (M□)**	0.00294	0.00039	0.00020
M_3 (M□)	0.27	0.17	0.10
A(AB)	16.68	30.34	34.29
α(")	0.23	0.08	0.32
□m	9.2	17.9	13.9

Bu çalışma *Türkiye Bilimler Akademisi (TÜBA/GEBİP)* tarafından desteklenmiştir.

Kromosferdeki Isıtma Mekanizmaları

Asuman GÜLTEKİN

İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite-İstanbul
fezada@isnet.net.tr

Kromosfer için belli başlı ısıtma mekanizmaları şunlardır:

1. Dalgalarla Isıtma

Manyetik alanın zayıf olduğu bölgelerde, kromosferin ısıtılmasında sorumlu mekanizmanın, alt fotosferdeki çalkantılı konveksiyonda meydana gelen ses (akustik) dalgaların şokları olduğu düşünülmektedir.

Bu dalgaların atmosferde yayılabilmeleri için frekanslarının, akustik cut-off (ses kesilme ya da sönümlenme) frekansından daha büyük olması gerekir. Atmosferde buna karşılık gelen periyot 200 sn dir. Dalganın periyodu bu değerden büyük olursa dalga atmosferde yayılamaz.

Yapılan hesaplar, periyodu 100 sn den küçük olan dalgaların konveksiyon bölgesinde oluşup, fotosferde yayıldığını ve birkaç yüz km sonra ya da kromosferin tabanında şoklar meydana getirebileceğini ve bu şokların 1000 km ye kadar ilerleyebileceğini göstermiştir. 10-100 sn lik kısa periyotlu dalgaların sağlayabileceği akı değeri 10^8 erg/cmsn olarak tahmin edilmektedir. Bu nedenle kısa periyotlu dalgalar en azından alt kromosferin ısıtılmasında geçerli bir mekanizma olabilir.

Isıtmada rol oynayabilecek bir başka dalga şekli ise manyetohidrodinamik dalgalarıdır. 1942'de Alfven, iletkenliği yüksek bir akışkanın yeterince kuvvetli bir manyetik alan etkisinde kaldığında, mekanik ve manyetik kuvvetlerin etkileşmesiyle dalgaların oluştuğunu ortaya koymuştur. Bu akışkan, çok yüksek sıcaklıklarda erimiş metal de olabilir, yıldız atmosferindeki sıcak plazma da olabilir. Güneş atmosferi bu tür dalgaların oluşması için uygun ortam teşkil eder. Dolayısıyla bu tür dalgalar tek başına yeterli olmamakla birlikte ısıtmada rol oynayabilirler.

2. Manyetik Akı Tüpleri

Ağyapı (network) sınırları gibi manyetik alanın kuvvetli olduğu bölgelerde ise ısıtmada manyetik alan etkindir. Bununla ilgili mekanizmalardan biri enerjinin manyetik akı tüpleriyle taşınmasıdır. Buna göre manyetik akı tüplerinin ayak noktaları fotosfere gömülüdür ve bu ayak noktaları granüler konveksiyonla uyarılarak enerji manyetik alanlar yoluyla fotosferden koronaya doğru iletilir. Gözlemler fotosferin tabanında yarıçapı $D < 200$ km ve manyetik alan şiddeti $B \approx 1600$ Gauss olan küçük ölçekli manyetik akı tüplerinin varlığı göstermektedir.

Aslında manyetik akı tüpleri doğrudan gözlenebilmiş değildir. Fotosferin yüksek çözünürlüklü fotoğraflarında görünen parlak noktalar genellikle bu manyetik akı tüplerinin ayak noktaları olarak tanımlanmaktadır. Ayak noktalarının üç dakika gibi kısa bir süre içindeki 3 km/sn lik hızlı hareketleriyle enerjinin çoğunun cut-off frekansının üzerindeki frekanslarla kromosferin üst tabakalarına ve koronaya taşındığı düşünülüyor.

Manyetik enerjinin yüksek tabakalara nakledilmesinde bir başka mekanizma ise, sıradan olmayan granüler hareketle üst tabakalarda kompleks hale getirilen manyetik alanların tekrar düzenlenmesiyle enerji açığa çıkmasıdır. Hα'da yapılan gözlemlerden bu yolla çıkacak enerji akısının $2x10^5$ - $3x10^7$ erg/cm^{2}sn olduğunu tahmin edilmiştir. Dolayısıyla bu, ısıtma için geçerli bir mekanizma olabilir.

3. Spiküller

Buraya kadar, kromosferin hep iç akışlarla ısıtılmasına dair mekanizmalardan bahsedildi. *Bunların dışında koronadan gelen dış akış da kromosferdeki fazla enerjiyi destekleyebilir.* Ağyapı hücre sınırında 10 km/sn lik hızlara sahip koronal yağmurlar vardır. Büyük bir ihtimalle bu, spiküler maddenin yukarıdan aşağıya düşüşüdür. Spikül, surge gibi aktivitelerin kendini gösterdiği bölgelerde bu olayları takiben kromosfere dönen madde tarafından serbest bırakılan enerji üst kromosferin ısıtılmasında önemli olabilir. Bununla ilgili enerji akısı $F= 2x10^5$ erg/cm^{2}sn dir. Buna göre koronadan gelen bu dış akışlar, üst kromosfer için geçerli bir ısıtma mekanizması olabilir.

Kaynaklar:

1. Bray, R.J. ve Loughhead, R.E., 1974, "The Solar Chromosphere".
2. Foukal, P., 1989, "Solar Astrophysics".
3. Başal, M., "Gözlemler ve teorilerin ışığında yıldız kromosferleri, korona ve rüzgarları", Tektunalı, H.G., İ.Ü. Fen Bilimleri Enst., 1991

Karanlık Madde

Buket Baş, Can Battal Kılınç

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
Bornova, 35100, İZMİR

Evrendeki kütlenin büyük bir kısmının ışınım yapmayan fakat varlığı güçlü çekimsel etkilerle fark edilebilen maddeden oluştuğuna inanılır. Işınım yapan maddenin bilinen özellikleri ile hesaplanabilenden daha büyük bir yoğunluğa sahip olan bu maddeye "Karanlık Madde" adı verilir.

Karanlık madde fikri ilk kez Fritz Zwicky(1933) tarafından öne sürülmüştür. Coma Kümesi'ndeki gökadaların radyal hız dağılımları üzerine yaptığı çalışmalar sonucu Zwicky, bu kümede ışınım yapan maddenin yoğunluğundan daha büyük bir yoğunluğa sahip görünmeyen maddenin var olması gerektiğini söylemiştir. Smith(1936)'in Virgo Kümesi'nin sergilediği yüksek kütlenin küme içindeki internebular maddenin kütlesini temsil ettiğini öne sürmesi, Babcock(1939) tarafından, M31 gökadasının dış bölgesinde kütlenin galaksi merkezli uzaklıklarla arttığını gösteren sonuçların elde edilmesi, Kahn ve Woltjer(1959) tarafından elde edilen Yerel Grup'un kütlesinin çoğunun görünmeyen yapıda olduğu sonucu ve kütlenin ışınımla orantılı olmadığını ortaya koyan, ölçülenin üzerindeki uzunluk ölçeği ile monoton olarak artan M/L ölçümleri tarihsel olarak karanlık maddenin var olduğunu gösteren dinamik gözlemsel verilerdir. Karanlık maddenin varlığına ait dinamik olarak en güçlü kanıt spiral gökadaların düz dönme eğrilerinden gelir. Tek gökadalarda görünür maddenin yarıçaplarına karşılık dönme hızlarının işaretlenmesinden elde edilen düzlük karanlık haloların varlığını gösterir. Karanlık maddenin varlığına ait kanıtlar, dinamik gözlemler yanında onun evrenin yoğunluğuna olan katkısı ve Büyük Patlama çekirdek sentezinden elde edilir.

Günümüz evreninin yapısını açıklayan enflasyon teorisi, yoğunluk parametresi Ω'nın 1'e eşit(Ω=1) olduğu düz bir evrende yaşadığımızı öne sürer. Yıldızlardan elde edilen $M/L\sim(3\text{-}9)M_{\odot}/L_{\odot}$ ve düz dönme eğrilerinden elde edilen $M/L\sim(70\ M_{\odot}/L_{\odot})(R_{halo}/100kpc)$ aralığına karşılık gelen $0{,}002h^{-1} \leq\Omega\leq 0{,}006h^{-1}$ (A.Bottino, N.Fornengo) değeri elde edilir. Görünür maddenin evrenin yoğunluğuna olan katkısı %1'den daha azdır. Bu, yoğunluğa olan en fazla katkının karanlık maddeden geldiğini gösterir.

Büyük Patlama çekirdek sentezi sırasında baryonlar tarafından üretilen helyuma bakılarak Ω parametresi için ışıtmalı ve ışıtmasız evrendeki tüm baryon kökenli maddenin katkısı olan Ω_{baryon}'un değeri $0{,}018h^{-2}\leq\Omega_{baryon}\leq 0{,}020h^{-2}$(Burles ve Tytler,1998) aralığındadır. $\Omega_{baryon}\leq 0{,}1$ olduğu ve $\Omega\sim 1$ olduğu için evrendeki kütlenin çoğunun baryon kökenli olmadığı düşünülür.

Karanlık madde başlıca baryon kökenli maddeden oluşan baryonik karanlık madde ve baryon kökenli maddeden oluşmayan non-baryonik karanlık madde olarak ikiye ayrılır.

Baryonik Karanlık Madde:

Baryonik karanlık madde adayları yalnızca çok zayıf kara cisim ışınımı yayınlarlar. En iyi adayları tek parçacıklar yerine büyük toplanmalardır ve büyük sıkışık halo nesneleri(Massive Compact Halo Objects) yada MACHOs adını alırlar.

Mikro merceklenme etkilerini kullanarak MACHO'ları araştıran EROS ve MACHO çalışmaları benzer sonuçlarla, gökada halomuzun bileşiminin %20'den fazlasının $\sim 10^{-7}M_{\odot}$ ve $10^{-3}M_{\odot}$(Alcock ve ark.,1998) arasında kütleye sahip sıkışık nesneler olduğunu ortaya koymuştur. MACHOlar için en iyi adaylar kahverengi cüceler ve beyaz cücelerdir. Dr. Bennet ve ark.(1996), mikro merceklenme yoluyla LMC doğrultusunda beyaz cüce kütle aralığında($0{,}5M_{\odot}$ ortalama kütleli) olan yedi MACHO keşfettiler ve karanlık halonun %50'sinin beyaz cüce olabileceğini öne sürdüler. Ayrıca gökadaların yıldız oluşum özelliklerinden karanlık maddenin soğuk moleküler gaz yapısında olduğu ileri sürülür. Gazın kütle katkısının Ω_{gas}=0,05 olduğu düşünülür.

Baryonik Olmayan Karanlık Madde:

Baryonik olmayan karanlık madde, sıcak karanlık madde (Hot Dark Matter-HDM) ve soğuk karanlık madde(Cold Dark Matter-CDM) olarak başlıca iki gruba ayrılır.

Not: Bu poster metninin tamamı, www.tug.tubitak.gov.tr adresindeki ilgili bağlantılarda verilmiştir.

Fotosferik Manyetizma

Burcu Beygu

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi
Fizik Bölümü

Güneş atmosferinin tüm katmanlarında manyetik alan nedenli bir çok yapı gözlenmektedir. Plazma davranışını incelemek için MHD yaklaşımında Maxwell denklemleriyle birlikte Ohm kanunu, gaz kanunu, kütle korunumu, hareket ve enerji denklemlerinden yararlanılır. Aşağıdaki bölümlerde bunlara en basit halleriyle değinilmiştir. Değişimlerin rölativistik olmadığı ve plazmanın elektriksel olarak nötr olduğu kabul edilir.

I) Güneş Lekeleri

Fotosferde manyetik alanın en yoğun olduğu bölge güneş lekeleridir. 4000 G' a varan manyetik alan şiddetine sahiptirler. Sıcaklıkları 4000 K' dir. Çapları yaklaşık 30 000 km, ömürleri ise birkaç aydır. Fotosfere altındaki konvektif hareketler vasıtasıyla sürekli sıcak plazma taşınmaktadır. Oysaki güneş lekelerindeki manyetik alan konveksiyonu büyük ölçüde engellemektedir. Bu yüzden lekeler, 5800 K sıcaklıktaki fotosfere göre daha soğuk olmakta dolayısıyla karanlık gözükmektedirler.
Güneş lekelerinin, konveksiyon bölgesinde oluşan manyetik akı tüplerinden meydana geldiği düşünülmektedir. Yüzeyde ise yukarı çıkan manyetik alanın gözenek " pore " denen, karanlık yapılar oluşturduğunu görürüz. Gözeneklerin çapları 700 – 4000 km civarındadır, alan şiddetleri 1500 G' dan fazladır. Birkaç saat sonra yok olabilir ya da gelişerek bir küçük bir leke oluşturabilirler. 3- 10 gün süren güneş lekesinin büyüme evresi boyunca, o bölgeye gittikçe daha çok manyetik akı eklenir.

2) Manyetik Akı Tüpleri

Güneş' in manyetik alanın en küçük yapı bloklarıdır. Güneş lekeleri gibi doğrudan gözlenemez ya da alan şiddetleri ölçülemez ama gelen ışığın polarizasyon özelliklerinden yararlanılarak dolaylı yollardan bilgi edinilebilir. Akı tüpleri yüzeyde herhangi bir yerde ortaya çıkabilirler ancak en yoğun oldukları yerler güneş lekeleri ve aktif bölgelerdir. Akı tüpleri konveksiyon bölgesinde konvektif hareketlerin manyetik alanı içlerinde yoğunlaştırmasıyla oluşur ve manyetik kaldırma kuvveti vasıtasıyla fotosfere yükselirler. Yüzeyde granüllerin arsından çıkarlar.

3) Meşale Alanları

Meşale alanları, fotosferde güneş lekelerinin yanında görülen parlak bölgelerdir. Güneş lekeleri her zaman meşale alanlarıyla birlikte görülürler fakat meşale alanları güneş lekelerinin olmadığı bölgelerde de ortaya çıkarlar. Aslında fotosferde her yerde bulunmalarına karşın sadece disk kenarında görülebilirler. Kromosferde plaj alanları olarak gözükürler. Meşale alanları da manyetik akının yoğunlaştığı bölgelerdir. Güneş lekeleri ve manyetik ağ yapı gibi meşale alanları da Güneş' in parlaklık değişimini etkilerler. Çevrim boyunca, Güneş' in parlaklığını maksimum döneminde, % 0,1 oranında, minimum dönemine göre arttırırlar. Ayrıca büyüklükleri çevrim boyunca değişiklik gösterir.

4) Büyük Ölçekli Tek Kutuplu Alanlar

Aktif bölgelerin bozulma aşamasında, bulundukları yarı küreyle zıt manyetik kutup işaretine sahip olan parçalar kutuplara doğru, aynı işaretli olanlar da ekvatora doğru göç etmeye başlarlar. Kutuplara doğru hareket eden parçaların birçoğu yavaş yavaş kaybolur. Geri kalanlar kaybolmaz ve büyük ölçekli tek kutuplu alanlar olarak adlandırılan alanları oluştururlar. 10^5 km gibi çok büyük bir bölgeye yayılan bu alana yayılmışlatdır. Bir kaç Gauss' luk zayıf bir manyetik alana sahiptirler. Oldukça uzun ömürlüdürler; bir yıl ya da daha fazla yaşarlar. Tek kutuplu alanlar bulundukları bölgedeki plazmadan daha hızlı dönerler ve daha az diferansiyel dönme gösterirler. Bu da onların Güneşte daha derin tabakalara gömülmüş olduklarını düşündürür. Bu alanlar üzerinde koronada görülen koronal delikler oluşur. Koronal delikler de aynı şekilde daha az diferansiyel dönme gösterirler.

5) Geçici Bölgeler

Geçici bölgeler Güneş yüzeyinde herhangi bir yerde, yüksek çözünürlüklü görüntülerde gözlenebilen iki kutuplu çok küçük yapılardır. Yaşam süreleri yaklaşık 4,4 saattir ve 10^8 - 10^9 Wb' lik manyetik akıya sahiptirler. Koronada x ışını parlak noktaları olarak gözükürler.

OO Aql XY Leo Çift Yıldızlarının Dönem Değişimleri

Cem Çetintaş, Berahitdin Albayrak

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan ANKARA

Bu çalışmada OO Aql ve XY Leo çift yıldızlarının yayınlanmış minimum zamanlarından yararlanarak dönem değişimleri, çift sistemde görünmeyen bir üçüncü cismin var olabileceği dikkate alınarak incelenmiştir. Böyle bir cismin varlığını saptayabilmek ve fiziksel parametrelerini bulabilmek için her bir çift sistemin O-C grafikleri oluşturuldu. Olası üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3) hariç diğer fiziksel parametreleri, gözlemsel eğriye en iyi kuramsal çakıştırma elde edilinceye kadar değiştirilerek belirlenmiştir. Ulaşılan sonuçlar Tablo1.'de sunulmuştur. M_3 hesap edilirken üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3), çiftin yörünge eğimine eşit olarak alınmıştır.

Tablo 1. Işık-Zaman Yörünge ve İlave Üçüncü Cismin Parametreleri

	OO Aql	**XY Leo**
e	0,0	0,015
***w*(°)**	176	165
A(gün)	0,0196	0,0135
P_{O-C}(yıl)	71,5	19,0
a_{12}(AB)	3,40	2,55
***f*(M_3) (M⊙)**	0,00770	0,03507
M_3 (M⊙)	0,34	0,54
a(AB)	22,61	8,76
α(")	0,17	0,14
Δm	11,1	6,94

Bu çalışma *Türkiye Bilimler Akademisi (TÜBA/GEBİP)* tarafından desteklenmiştir.

V2150 Cyg ve OU Ser Yıldızlarının Işık Eğrileri

C. Yeşilyaprak
Akdeniz Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, cahit@pascal.sci.akdeniz.edu.tr

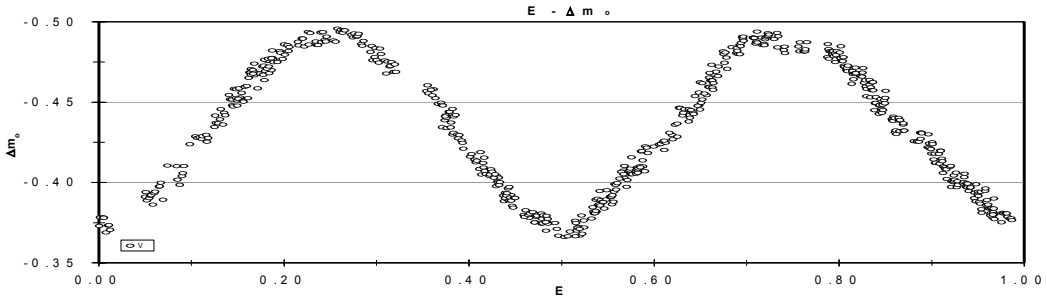
Genel Bilgiler

V2150 Cyg	OU Ser
Hip 105162 – HD 202924	Hip 75269 – HD 136924
$21^h\ 18^m\ 10.88^s$ (*J2000*) $30^o\ 35^l\ 21.60^{ll}$	$15^h\ 22^m\ 43.71^s$ (*J2000*) $16^o\ 15^l\ 40.70^{ll}$
m_v = 8.07	m_v = 8.18
B – *V* = 0.400	*B* – *V* = 0.635
A0	G5
EW	EW
π = 4.73 mas	π = 17.31 mas
P = 0.5918560 $^d \pm$ 0.0000032 (*Hip*)	***P*** = 0.2967645 $^d \pm$ 0.0000008 (*Hip*)
To = 2448500.4340 $\pm$ 0.0010 (*Hip*)	***To*** = 2448500.2780 $\pm$ 0.0010 (*Hip*)

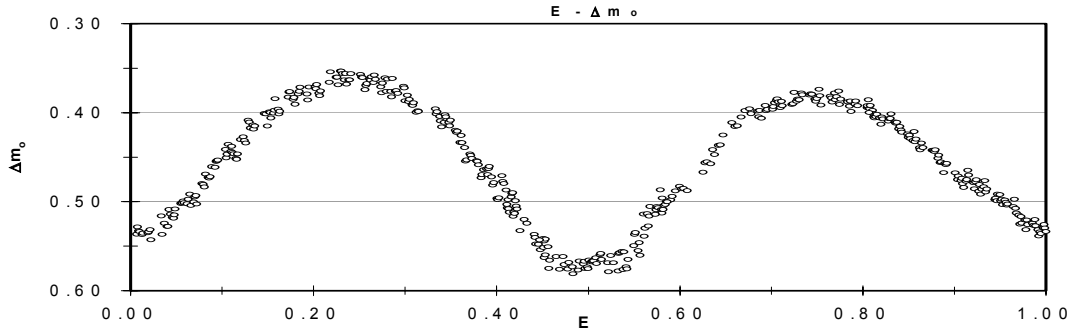
Gözlem Bilgileri

Mukayese : HD 202747	*Mukayese* : HD 136440
Denet : HD 202883	*Denet* : SAO 101509
Gözlemevi : TUG	*Gözlemevi* : TUG
Teleskop : T40	*Teleskop* : T40
Alıcı : SSP5	*Alıcı* : SSP5
Filitre : V	*Filitre* : V
Programlar : Rasat – Kwee	*Programlar* : Rasat – Kwee

Gözlem Sonuçları



Şekil – 1 : V2150 Cyg Yıldızının Işık Eğrisi (Değişen - Mukayese)



Şekil – 2 : OU Ser Yıldızının Işık Eğrisi (Değişen - Mukayese)

V2150 Cyg	OU Ser
To = 2452149.55425 $\pm$ 0.00079	***To*** = 2452441.61065 $\pm$ 0.00076

Kaynaklar

- Hipparcos *(Hip)* - Celestia 2000, ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues
- Kwee, K. K., ve van Woerden, H. *(Kwee)*, 1956, Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands, Vol. 12, No. 464, 327
- Yeşilyaprak C., Parmaksızoğlu M., Uluç K., Aslan Z. *(Rasat)*, XII. UAT, Ed. C. İbanoğlu, 2001, 255

V338 Peg Yıldızının Işık Eğrisi

C. Yeşilyaprak

Akdeniz Üniversitesi, Fen – Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, cahit@pascal.sci.akdeniz.edu.tr

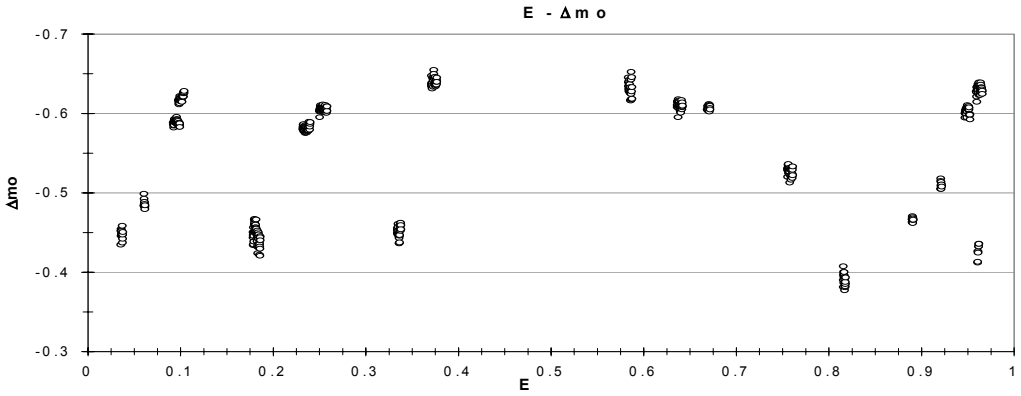
Genel Bilgiler

V338 Peg
Hip 113410 – HD 217115
$22^h\ 58^m\ 06.40^s$ (*J2000*) $21^o\ 30^l\ 47.70^{ll}$
m_v = 7.31
$B - V$ = 1.495
M3
SR
π = 3.84 mas
P = 6.6195 $^d \pm$ 0.0004 (*Hip*)
To = 2448503.5860 $\pm$ 0.0100 (*Hip*)

Gözlem Bilgileri

Mukayese : Hip 113668
Denet : Hip 113635
Gözlemevi : TUG
Teleskop : T40
Alıcı : SSP5
Filitre : R
Programlar : Rasat

Gözlem Sonuçları



Şekil – 1 : V338 Peg Yıldızının R filitresinde Işık Eğrisi (Değişen - Mukayese)

Şekil – 1 'de verilen ışık eğrileri, Hipparcos'un verdiği periyot değerine göre Rasat programı ile indirgenmiş gözlem verilerinden elde edilmiştir. Hipparcos'un verdiği periyot, bizim gözlemlerimizden de bulunmuştur. Elde ettiğimiz ışık eğrisinden çıkan sonuç, henüz periyot analizi için yeterince veri olmamasına karşın, bu yıldızın Hipparcos periyotunun dışında daha uzun bir periyota sahip olduğudur. ilk yaklaşım olarak hesaplanan periyot değerleri, 6.62 gün dışında, yaklaşık 30 ve 300 gün civarında muhtemel periyotlara sahip olabileceğidir. Bu yıldızın V ve R filitresinde gözlemleri halen TUG 'de devam etmektedir.

Kaynaklar

- Hipparcos *(Hip)* - Celestia 2000, ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues
- Yeşilyaprak C., Parmaksızoğlu M., Uluç K., Aslan Z. *(Rasat)*, XII. UAT, Ed. C. İbanoğlu, 2001, 255

Kataklismik Değişen Yıldızlarda Disk Rüzgarları

Cem Uluyazı
İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Kataklismik Değişenler (KD) bir K veya M tipi kırmızı cüceyle etrafında bir yığılma diski olan bir beyaz cüceden oluşmuş yakın çift yıldızlardır. Yoldaş yıldız Roche lobunu doldurmuş ve beyaz cücenin yığılma diskine madde aktarmaktadır.

KD'lere dahil birçok sistem UV bölgede patlama sırasında C IV (1549 A°), N V (1240 A°) ve S IV (1400 A°) 'de 3000-5000 km/sn veya daha büyük hızlarda kısa dalgaboyu tarafına kaymış absorpsiyon bileşeni gösterirler. Bu çizgilerde özellikle en belirgini C IV 'te olmak üzere kırmızıya kaymış bir emisyon bileşeni de gözlenir. Bu tip çizgilere "P Cygni Profili" denir. P Cygni çizgilerinin diskten uzaklaşan maddenin rüzgarlarından ortaya çıktığı düşünülüyor. Ama sadece KD diskleri kütle kaybına ait işaretler vermez; yüksek ve düşük kütleli erken tip yıldızlarda da benzer işaretler görülür. OB yıldızlarından alınan rüzgarlar gibi KD rüzgarları da radyasyonca yönetiliyor gözüküyor. Gözlemsel olarak erken tip yıldızlardan alınan P Cygni profilleriyle KD'lerden alınanlar iki önemli fark gösterir. Birincisi erken tip yıldızların çizgi profillerindeki maviye kaymış absorpsiyonun en derin kısmı, ulaşılan son hızın yakınındadır. Ancak KD'lerde bu, sıfır hız civarındadır. İkincisi, çoğunlukla, erken tip yıldızların çizgi profillerinin absorpsiyon bileşenleri siyahken, KD'lerinkiler kabaca sürekliliğin yarı derinliğindedir. Absorpsiyon bileşeninin mavi kısmından rüzgarın son hızının 5000 km/sn civarında olduğu anlaşılır. Bu rüzgarın son hızı ile beyaz cüceden kaçış hızı arasındaki benzerlikten dolayı, KD'lerdeki rüzgarların yığılma diskinin iç kısımlarından (sınır bölgeden) veya beyaz cüceden kaynaklandığı söylenebilir. Erken tip yıldızlardaki gibi KD'lerin UV çizgilerindeki P Cygni profilleri, rüzgardaki saçılma ile oluşur, yani saçılan ν frekansındaki süreklilik fotonlarının, radyal olarak ivmelenen rüzgar ile rezonans durumunda olmasıyla oluşur. (ν_0; geçişin frekansı, $v(r)=(\nu-\nu_0).c / \nu_0$). Süreklilik kaynağı önünde, gözlemciye doğru rüzgarın içinde gelen madde, fotonları görüş doğrultusundan dışarı doğru saçarak maviye kaymış absorpsiyon bileşenini verir. Rüzgarın (süreklilik kaynağının arkasında kalanların dışında) diğer bütün kısımlarından, görüş doğrultusuna doğru saçılan fotonları (emisyon bileşenini) alırız. Rüzgarın bu kısımlarının görüş doğrultusundaki hızları pozitiften negatife değiştiğinden, emisyon bileşeni ν_0 etrafında kabaca simetrik gibidir.

Rüzgarca oluşan UV çizgilerinin üç şekilde değiştiği belirlenmiştir.

a) Cüce novalarda, patlama, patlama inişi ve çıkışı evrelerine bir bağlılık.
b) Bazılarında yörünge evresine olan bağlılık.
c) Düzensiz değişimler.

İlk denenen modellerde küresel simetrik rüzgar varsayımı kabul edildi (Kallman 1983; Drew & Verbunt 1985; Kalmann & Jensen 1985; Mauche & Raymond 1987). Ve sınır bölge için 3.10^5 K^o alındı (Drew & Verbunt 1985). Ancak sınır bölge için bu sıcaklık kabul edilirse gözlenen C IV ve Si IV çizgilerini açıklamak için $\dot{M}_{Rüzgar} \approx 0{,}3\dot{M}_{yig}$ olmalıdır ki bu oldukça yüksek bir değerdir. Ve kütle kaybı hızları bu kadar yüksekse, o zaman mekanizmayı sürükleyenin radyasyon basıncı olduğu düşüncesi zayıflar.

Daha sonra böyle yüksek kütle kayıp miktarlarını kabul etmek zorunda kalmadan alınan çizgileri açıklamak için, rüzgarların beyaz cüce yakınından (sınır bölgeden) gelmesi durumunu modelleyen Hoare ve Drew, standart ışınım gücünde, düşük sıcaklıklı sınır bölgeli diskler alarak, gözlenen C IV ve N V çizgi şiddetleri ile uyumlu sonuçlar elde edebildi (Hoare & Drew, 1993). Ancak gözlenen Si IV çizgi şiddetleri, modelce tahmin edilenden daha yüksektir. Söz konusu modelde $\dot{M}_{Rüzgar} \approx 6.10^{-10} M_{günes}$ /yıl değerine ulaşıldı. Bu koşullarda diskin iç kısmından gelen radyasyon basıncı, rüzgarı yönetmek için yeterlidir.

Rüzgarların beyaz cüce yakınından değil de diskten kaynaklanması durumunu modelleyen Vitello ve Shlosman, $T_{SB} < 80000$ K^0 ve $\dot{M}_{Rüzgar} \approx 10^{-9} M_{günes}$ /yıl ile RW Tri, RW Sex, V Sge'den alınan profiller için uyumlu sonuçlara ulaştılar (Vitello & Shlosman, 1993). Ancak tam uyum gerçekleşmemiştir. Bu durum muhtemelen, modeldeki serbestlik derecesinin fazla olmasından kaynaklanmaktadır. Bunun yanında modelin başarılı sayılması için, daha çok sayıda sisteme, çeşitli beyaz cüce kütleleri, yığılma hızları ve eğiklikler için uygulanması gereklidir.

Evrimlerinin Sonunda Nötron Yıldızı Doğuran Anakol Yıldızlarının Kütlesinin Alt Limiti

Ebru Aktekin

Akdeniz Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi
Fizik Bölümü

Bu çalışmada gördük ki $l > \pm 90^0$ yönünde genel arka alan ışımasının duyarlılığı güçlü olmasına rağmen gözlenebilen atarcalar ve süpernova kalıntıları (SNK) ayrı ayrı iyonlaşmış hidrojen bölgeleri (HII bölgeleri) ve SNK'lerin ışımalarından az etkileniyorlar ve bulunuyorlar. Bunu Vela ve CAS A yönündeki atarcalar ve SNK'ler içinde diyebiliriz. Gördük ki galaksinin tam merkez yönünde akıları $F_{1400} > 0.2$ mJy olan atarcalar ve yüzey parlaklıkları $\Sigma > 10^{-21}$ W m^{-2} Hz^{-1} sr^{-1} olan SNK'ler galakside hangi yönde olursa olsun gözlenebilir. Aynı zamanda $60^0 < l < 300^0$ açı aralığında yerleşen SNK'ler eğer yüzey parlaklıkları $\Sigma > 3\ 10^{-22}$ W m^{-2} Hz^{-1} sr^{-1} ise bu yönde kolayca gözlenebilirler. Bu şartları sağlayan atarcalar ve SNK'lerin bilinen ve 4 kpc den yakın olan O yıldızlarınca zengin yıldız oluşum bölgeleri (YOB) ile açısal korelasyonuna baktık. Merkez yönünde yerleşen ($l = \pm 90^0$) atarcaların YOB larla korelasyonu zayıftır. Bizim örneklerimize giren atarcaların seçtiğimiz bu yöndeki YOB'lere şans eseri olan izdüşüm yapma olasılığı % 30 dur. Ama gerçekte izdüşüm yapanlar % 37 dir. $60^0 < l < 300^0$ yönünde ise korelasyon daha güçlüdür. Şans eseri izdüşüm yapma olasılığı % 28 dir, gerçekte izdüşüm yapanlar ise % 53 dür. Galaktik merkez yönünde yerleşen SNK' lerin o yöndeki YOB' lerle anti korelasyonu görünür. $60^0 < l < 300^0$ aralığında $\Sigma > 3\ 10^{-22}$ W m^{-2} Hz^{-1} sr^{-1} olan SNK' ler orada yerleşen YOB' lerle izdüşüm yapma olasılığı yaklaşık şans dağılımı kadardır, % 24 tür. Yani korelasyon yoktur. atarcaların ve SNK ler SN patlayışı sonunda doğduklarına rağmen atarcaların gençlerinin bile SNK lerin birbirleri ile uzay dağılımlarının güvenli bir korelasyonu yoktur.

SNK'lerin YOB larla açısal korelasyonun olmamasının nedeni SNK lerin yüzey parlaklıklarının ve yaşama zamanlarının ortamın yoğunluğuna ve SN patlayışının enerjisine güçlü şekilde bağlı olmasının büyük etkisi olabilir. O yıldızlarının ve YOB' lerin güney yarım kürede 2 kpc 'den uzakta ve galaktik merkez yönlerinde kuzey yarım kürede 3 kpc 'den uzakta gözlenmelerinin çok zor olması hem atarcaların hem de SNK'lerin açısal korelasyonuna fazla etkiler yapmaktadır. Bunu göz önüne alarak aynı korelasyonu 3 kpc de yerleşen atarcalar ve SNK'ler için değerlendirdik. Merkez yönünde $d \leq 4$ kpc de olan atarcalar için 0.37 değerin yerine 0.45 bulduk. $60^0 < l < 300^0$ aralığında $d \leq 4$ kpc için bulduğumuz 0.53 değeri yerine 0.64 bulduk. Yüzey parlaklıkları $\Sigma > 3\ 10^{-22}$ W m^{-2} Hz^{-1} sr^{-1} olan SNK'ler için merkez yönünde 4 kpc için bulduğumuz değer 0.15 yerine 0.18 bulduk. $60^0 < l < 300^0$ yönünde 4 kpc için bulduğumuz 0.24 değeri yerine 0.22 bulduk. Böylelikle $\tau \leq 10^6$ yr olan atarcalar için YOB'lerle güvenli açısal korelasyon vardır, ama SNK'ler için korelasyon yoktur.

Bilindiği gibi kütleleri $M > 8 - 9\ M_0$ büyük olan yıldızların yaklaşık % 90 'ı YOB' lerine bağlıdır. Genç atarcaların YOB larda açısal korelasyonu bile % 60'ı aşmadığından onların ana yıldızın ana koldaki kütlesi $7\ M_0$ den fazladır. İçinde hiçbir nötron yıldızı bulunmayan SNK lerin ana yıldızlarının kütlesi ortalama olarak atarca doğuranlardan azdır.

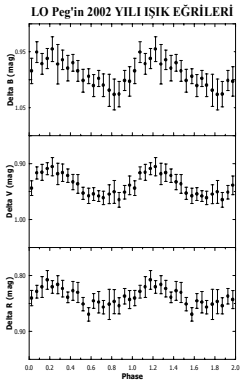
Ultra Rapid Rotator: LO Pegasi

Hasan Ali Dal, Günay Taş, Serdar Evren

Ege- niversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Blümü

LO Peg, tek, genç ve yüksek eşlek dönme hızına sahip geri tayf türünden, yakın bir anakol yıldızıdır. Yüksek eşlek dönme hızı ve yaşi nedeniyle LO Peg ***"ultra-rapid rotators"*** (çok büyük hızda dönenler) sınıfı içine alınmıştır. Yıldızın geri tayf türünden hızlı dönen genç bir yıldız olmasına ek olarak Ca II H, K ve Hα salması gibi soğuk yıldızlardaki aktivitenin kuvvetli göstergeleri olan çizgilerin görülmesi, LO Peg'in güneş benzeri aktiviteye sahip olduğunu göstermektedir. LO Peg, SIMBAD veri tabanında bir "*Flare Yıldızı*" olarak sınıflanırken, Alekseev (2000) tarafından "***BY Dra türü"*** değişen yıldız adayı olarak belirtilmiştir.

LO Peg'in gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 30 cm'lik Schmidt-Cassegrain türü teleskobuna bağlı SSP-5 fotometresi ile 24 Temmuz 2002 ve 25 Ağustos 2002 tarihleri arasında 9 gece boyunca B, V ve R filtreleri kullanılarak yapılmıştır. Gözlemlerde BD +22° 4377 mukayese ve BD +22° 4417 ise denet yıldızı olarak kullanılmıştır. Gözlem noktalarının evresi Jeffries ve ark. (1994)'den alınan ve (1) bağıntısıyla gösterilen ışık öğeleri kullanılarak hesaplanmıştır. HJD (max) = 24 48870.0 + 0^d.42375 x E (1)



Şekil 1. LO Peg'in B, V ve R süzgeçlerinde elde edilmiş ışık değişimi.

Şekil 1'de gözlem sezonu boyunca elde edilen gözlem noktalarından oluşturulan B, V, R ışık eğrileri çift çevrim olarak hataları ile birlikte gösterilmektedir. Şekil 1'den görüleceği gibi ışık eğrilerinin genliği B'de 0.08, V'de 0.06 ve R'de 0.06'dır. Leke minimum evresi ~ 0.80'dir. Renk eğrilerinde belirgin bir değişim görülememektedir. Jeffries ve ark. (1994), gözlemlerine dönem analizi uygulayarak LO Peg için olası 6 dönem bulmuşlardır: 10^h.17, 17^h.76, 9^h.22, 7^h.12, 15^h.02, 6^h.64. Tayfsal gözlemlerle elde edilen yıldızın fiziğine ilişkin sonuçlar, 7^h.12 ve 6^h.64'lik dönemlerin doğru olamayacağını ve en uygun dönem değerlerinin 10^h.17 ve 9^h.22'lik dönemler olduğunu göstermiştir. Robb ve Cardinal (1995) de gözlemlerine dönem analizi uygulayarak 10^h.17'lik dönemin daha doğru olduğunu göstermiştir. Literatürdeki gözlemlerin kısa süreli olduğunu gözönüne alarak, bu çalışmada her renkte elde edilen gözlem noktalarına, PERIOD98 programı (Scargle 1982) kullanılarak, dönem analizi uygulanmıştır. Analiz sonuçlarına göre fotometrik dönem B, V ve R filtrelerinde sırasıyla 10.156, 10.148 ve 10.145 saat olarak bulunmuştur.

Yaklaşık 30 güne yayılan gözlemlerimizin dönem analizi sonuçları, ~10 saatlik dönemi doğrulamış ve 10.15 saat olarak düzeltmiştir. 9 gece süresince elde edilen tüm gözlem noktaları JD'ye göre noktalanmıştır. Buradan, LO Peg'in parlaklığının zaman içinde değiştiği görülmüştür. Bu değişim, dönemli olmaktan çok çevrimli görünmektedir. Uzun ve kısa dönemli değişimin doğası üzerine daha ayrıntılı bilgi alabilmek için bu yıldızın gözlemlerine devam edilmektedir.

Kaynaklar

- Alekseev, I.Y., "*Statistics of BY Dra type stars*", 2000, Astron. Rep., v.44, No 10, p.696.
- Jeffries, R. D., Byrne, P. B., Doyle, J. G., Andres, G. J., James, D. J., Lanzafame, A. C., 1994, MNRAS, 270, 153.
- Robb, R. M., Cardinal, R. D., 1995, IBVS, 4221.
- Scargle, J.D. 1982, ApJ 263, 835.

V1719 Cyg = HD 200925

Hicran Şart

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
Bornova, 35100, İZMİR

Pena ve Bedolla (1979) tarafından bulunmuştur.4 gecelik V süzgecinde yaptıkları gözlemler sonucunda $A=0^m.35$ ve $P=0^d.238$ olan bir değişim önermişlerdir.Bu sinüs arındırıldıktan sonra geriye dönemi $0^d.359$ olan ikinci bir sinüs daha kalmıştır. ***Imbert (1980)*** tarafından tayfsal gözlemleri yapıldı. Buradaki tayfsal parametreler bu yıldızın W Ursae Majoris türü örten çift sistemi olduğu hipotezi ile uyumlu değildir. ***Padalia ve Gupta (1980,1982)*** UBV gözlemleri ile dönemi araştırmışlardır. Dönemi tam olarak belirlenmiş ve zonklayan değişen olarak sınıflandırılmıştır. ***DuPuy (1981)*** çok dönemli olabileceğinden kuşkulanmıştır.Fakat bunun varlığını gösterememiştir. ***Mantegazza ve Poretti (1986)*** ikinci bir dönemin varlığını önesürmüşlerdir. ***E.Poretti (1984)*** UBV fotometrik gözlemlerini yapmıştır.Gözlenen bütün maksimum zamanlarından 5 yıllık zaman ölçeğinde dönemin değişmediğini göstermiştir. Işık eğrisinde evre kayması ile birlikte genlik de değişmektedir. Ayrıca ***Max Hel.JD =2 443 776.715+0^d.267299xE*** olarak belirlenmiştir. ***Joner ve Johnson (1985)*** bu yıldızın garip olduğunu ilk kez savunmuşlardır.Işık eğrisinin en belirgin özelliği çıkış kolunun iniş kolundan daha dik olmasıdır. Böyle bir asimetriye diğer düzenli zonklayan yıldızlarda rastlanmamıştır.(V798 Cyg ve V974 Oph hariç) . ***Johnson ve Joner (1986)*** bu dönemin varlığını uvbyB fotometri gözlemleri ile destekleniyor. y ölçümlerinden **f_1=3.7412c/d $P_1=0^d.267$, f_2=4.678 c/d $P_1=0^d.214$**. ***Antonello ve arkadaşları (1986)*** Delta Scutilere genlik oranından farklı bir orana sahip olduğunu bulmuştur. ***Cox ve arkadaşları(1984)*** f_1/f_2=0.800 dönem oranının zarfına "helyum settling" olan delta scuti yıldızları için geçerli olabileceğini göstermişlerdir.***Johnson ve arkadaşları (1986)*** tarafından m_1 indeks değişimine bakılmış ve sıcaklık azalırken m_1 indeksine artma şeklinde ters bir davranış gözlenmiştir. m_1 indeks değişimi ışık eğrisine göre ters çevrilmiştir.Bu yıldızdaki gariplik için ikinci moddan kaynaklanan mikrotürbilanz önerilmekteir.

V1719 Cyg garip ışık eğrisine sahip olduğu belirlenen ilk yıldızdır. Işık eğrisinin fourier analizinden elde edilen ϕ_{21} evre farkı diğer yıldızlarınkinden tamamen farklıdır. Böyle garip ışık eğrisine sahip diğer iki yıldız V798 Cyg ve V794 Oph. Bu yıldızların ışık eğrileri büyük genlikli Delta Scuti, SX Phe yıldızları ve ikinci bir döneme sahip RR Lyrae yıldızlarının önerilen ışık eğrilerinden açıkça farklıdır. Işık eğrilerinin ana özelliği iniş kolunun çıkış kolundan daha dik olduğu asimetrikliktir. Böyle bir asimetriya diğer düzenli zonklayanlarda rastlanmamıştır. Ayrıca m_1 indeks ve genlik değişiminin diğer Cüce Cepheidler için olandan oldukça farklıdır. Yıldız yüzey çekimi ve açısal çapının değişiminde de garipliğe sahiptir. V1719 Cyg ışıtması ve renk ölçeğine göre kararsızlık kuşağının soğuk kenarına yakındır. Gözlenen dönemler Balona-Stobie yöntemine göre l=0 yani radyal moddur.

V1719 Cyg' nin fotometrik gözlemleri Ege Üniversitesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi' nin 48 cm'lik Cassegrain türü teleskobuyla U, B, V süzgeçlerinde üç renkte yapılmıştır. Gözlemlerde Vilnius üç-kanallı fotometresi kullanılmıştır. Gözlemlerde HD 201034 yıldızı mukayese olarak kullanılmıştır. Bu yıldız 2002 Mayıs-Ağustos ayları arasında 10 gece gözlenmiştir.

	frekans (c/d)	***genlik(A)***	***evre***	***süzgeç***
f_1	**3.741248702**	**0.204164**	**0.326053**	***B***
f_2	**7.482809707**	**0.040023**	**0.410039**	***B***
f_1	**3.741260652**	**0.150101**	**0.689779**	***V***
f_2	**0.003411005**	**0.057532**	**0.683489**	***V***

TABLO 1. V1719 Cyg yıldızının B ve V verilerinin fourier analizinden elde edilen modlara ilişkin parametreler.

Tartışma – Garip ışık eğrisine sahip V1719 Cyg çok dönemli Cüce Cepheid'in ışık eğrisi zarftaki "helyum settling" hipotezini doğrulayan zonklama modlarını belirlemek için analiz edilmiştir. Işık eğrisinin analizinden birinci ve ikinci dönemlere ilişkin modlar belirlenmiştir. Bunlar temel ve birinci harmonik moddur.Fakat tek rasathane ve yetersiz gözlemin etkilerinin giderilmesine , yıldızın ışık eğrisindeki garipliği açıklamak için tayfsal gözlemlerine ihtiyaç vardır.

UX Her, TX Her ve YY Eri Sistemlerinin Dönem Değişimleri

Hakan Volkan Şenavcı, Berahitdin Albayrak

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan ANKARA

Bu çalışmada UX Her, TX Her ve YY Eri çift yıldızlarının yayınlanmış minimum zamanlarından yararlanarak dönem değişimleri, çift sistemde görünmeyen bir üçüncü cismin var olabileceği dikkate alınarak incelenmiştir. Böyle bir cismin varlığını saptayabilmek ve fiziksel parametrelerini bulabilmek için her bir çift sistemin O-C grafikleri oluşturuldu. Olası üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3) hariç diğer fiziksel parametreleri, gözlemsel eğriye en iyi kuramsal çakıştırma elde edilinceye kadar değiştirilerek belirlenmiştir. Ulaşılan sonuçlar Tablo1.'de sunulmuştur. M_3 hesap edilirken üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3), çiftin yörünge eğimine eşit olarak alınmıştır.

Tablo 1. Işık-Zaman Yörünge ve İlave Üçüncü Cismin Parametreleri

	UX Her	**TX Her**	**YY Eri**
e	0	0.56	0.13
***w*(°)**	0	60	41.5
A(gün)	0.017	0.015	0.009
P_{O-C}(yıl)	61.5	52.5	44.0
a_{12}(AB)	2.97	2.70	1.60
***f*(M_3) ($M_\odot$)**	0.00675	0.00706	0.00198
M_3 ($M_\odot$)	0.42	0.44	0.18
a(AB)	23.09	21.30	14.95
α(")	0.08	0.12	0.27
Δm	14.2	12.6	10.20

Bu çalışma *Türkiye Bilimler Akademisi (TÜBA/GEBİP)* tarafından desteklenmiştir.

Radyo Astronomi ve Radyo Emisyon Kaynakları

İnci Akkaya, İbrahim Küçük
Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
38039, Kayseri, Türkiye

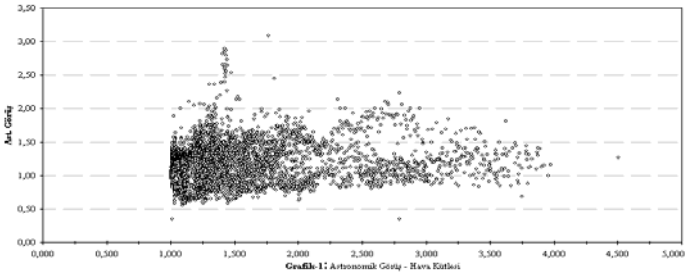
1050222206@erciyes.edu.tr , kucuk@erciyes.edu.tr

30'lu yıllardan önce astronomi çalışmak gece gökyüzündeki cisimleri sadece bakarak incelemekti. Gerçekten insanlar, belki de astronomların sadece karanlığı beklemek suretiyle gözleri, teleskopları ya da dürbünleri yardımıyla gökyüzünü keşfedebileceklerini düşünürlerdi. Bu yıllarda, atmosfer ötesinin başka yollarla da gözlenebileceği düşünülmemişti. Yine bu yıllarda görünür ışığın dalgaboyu ve frekans aralığının elektromanyetik spektrumda çok az yer kapladığı biliniyordu. Görünür ışıktan daha kısa dalga boyları da vardı. Wilhelm Röntgen, 1895'de X-ışınları üreten bir makine icat etmişti.ayrıca, görünür ışıktan daha uzun dalga boyları(infrared) da vardı ki ; bunların sıcaklıkları bazı durumlarda hissedilebiliyordu. Radyo frekans (RF) ışınımlarının varlığı da bilinen bir olguydu. Öyle ki, 1888'de Heinrich Hertz'in ilk defa birkaç santimetre uzunluğunda radyo dalgalarını keşfetmesiyle: radyo, televizyon ve telefon sistemleri ortaya çıktı. Fakat 1931'lerde; hiç kimse milyonlarca dünya dışı kaynaktan RF ışınımın yayınlandığını ve bu frekansların Dünya atmosferinden geçerek bize ulaştığını bilmiyordu. Bu çalışmada Radyo Astronominin başlangıcı ve Radyo Emisyon Kaynakları hakkında bilgi verilmektedir.

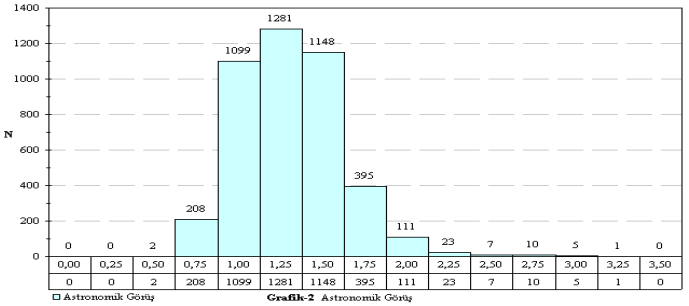
TUG'nde Astronomik Görüş İstatistiği

Murat PARMAKSIZOĞLU[1], Zeki ASLAN [1], Irek KHAMİTOV[1], Kadir ULU,[1]
[1] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi

Bu posterde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde Eylül 2000' den beri RTT150 ile yapılan CCD gözlemlerinin bir yan ürünü olarak elde edilen astronomik görüş istatistiği verilmiştir. CCD yıldız görüntüsünün iki boyutlu Gauss dağılımı gösterdiği varsayılmıştır. Bunu nedeni teleskop takibindeki düzensizliğin yalnız sağaçıklık doğrultusuna etkimesi ve atmosferin ikinci derece etkileridir. Gauss dağılımında yarı maksimum tam genişlik görüş ölçüsü olarak alınmış. Hamveriler IRAF' ile ön indirgeme yapıldıktan sonra IDL programı kullanılarak hesaplanmıştır.

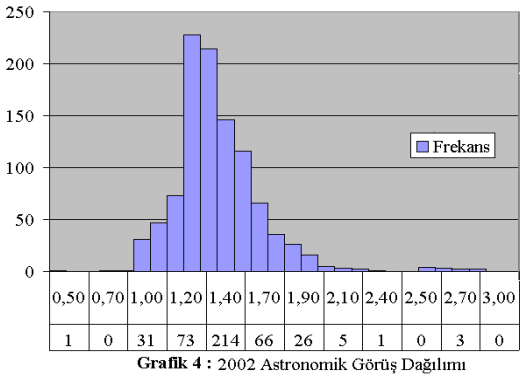


Grafik-1' de verilecek sonuçlar, ST8-E ile yapılan 500 geceyi kapsayan 6200 görüntünün işlenmesinden elde edilen sonuçlardır.



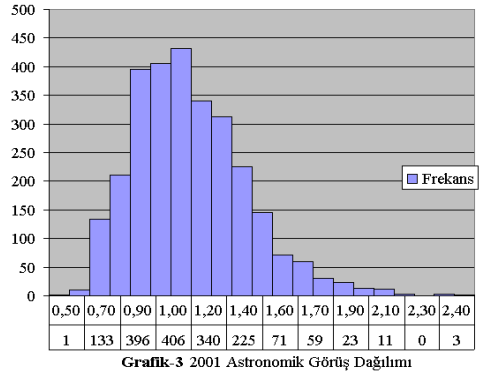
0,00	0,25	0,50	0,75	1,00	1,25	1,50	1,75	2,00	2,25	2,50	2,75	3,00	3,25	3,50
0	0	2	208	1099	1281	1148	395	111	23	7	10	5	1	0

Grafik–2 Astronomik görüşü, hava kütlesinin fonksiyonu olarak göstermektedir. Dikkat edilirse en küçük görüşte dağılımın bir çizgisel zarfı vardır. En küçük görüş, hava kütlesi ile yavaşça artmaktadır. Tüm gözlemlerin frekans dağılımı (histogram) Grafik –2 dedir.



0,50	0,70	1,00	1,20	1,40	1,70	1,90	2,10	2,40	2,50	2,70	3,00
1	0	31	73	214	66	26	5	1	0	3	0

Grafik 4 : 2002 Astronomik Görüş Dağılımı



0,50	0,70	0,90	1,00	1,20	1,40	1,60	1,70	1,90	2,10	2,30	2,40
1	133	396	406	340	225	71	59	23	11	0	3

Grafik-3 2001 Astronomik Görüş Dağılımı

Grafik–3, 2001 yılına ait görüş dağılımını göstermektedir. Ortalama görüş kış aylarında 0".99, yaz aylarında 1".1 dir	**Grafik-4**, 2002 yılı dağılımını vermektedir. Ortalama görüş 1".04 dir.

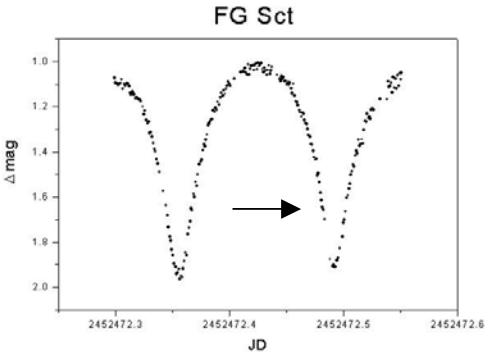
Sonuç: TUG' un astronomik görüşü 1".0 yöresindedir. Bunun içinde, teleskop optiği ve kubbe görüşü de vardır.

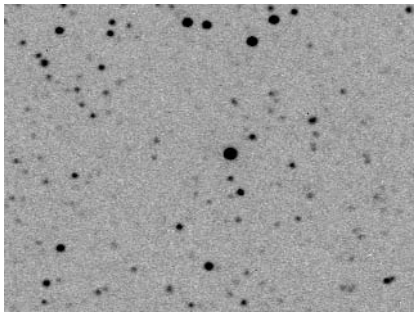
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi CCD Gözlemleri

M. Zejda, V. Bakış, O. Demircan, S. Özdemir , A. Erdem, C. Çiçek, A. Bulut, A. Kabaş, I. Bulut, M. Tüysüz

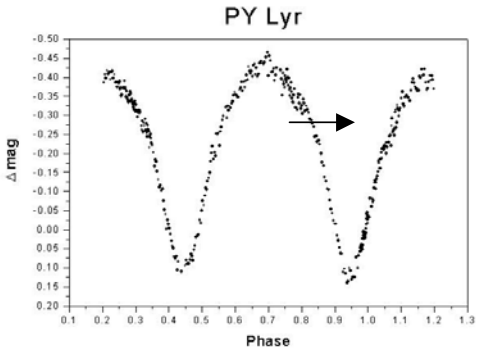
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi
Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
e-mail: caam@physics.comu.edu.tr

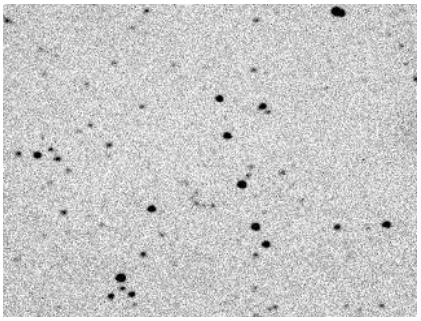
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevinde 12 Temmuz 2002 tarihinden bu yana yapılmakta olan ilk CCD gözlemleri sunulmuştur. Gözlemler 30cm çaplı Cassegrain-Schmidt aynalı teleskopuna monte edilmiş ST-237 CCD kamerası ile yapılmaktadır. Teleskop tamamen bilgisayardan otomatik olarak yönetilmektedir. Gözlem verilerinin indirgemesi Masarek Üniversitesi Araştırma Geliştirme Grubu tarafından yazılan MUNIPACK programı ile yapılmaktadır. Deneme amacıyla iki örten çift yıldızın ışık eğrisi elde edildikten sonra gözlem yanılgısının (yaklaşık 0.01 kadir) büyük olması nedeniyle sadece filtresiz minimum gözlemleri yapılmaktadır. Gözlem duyarlılığının iyileştirilmesi için çalışmalar yeni başlatılmıştır.





FG Sct, EW, P= $0^{g}.270548$, Max=$13^{m}.6$, Min=$14^{m}.7$, Poz süresi= 15 s





PY Lyr, EW, P=$0^{g}.3857582$, Max=$12^{m}.5$, Min=$13^{m}.5$, Poz süresi= 15 s

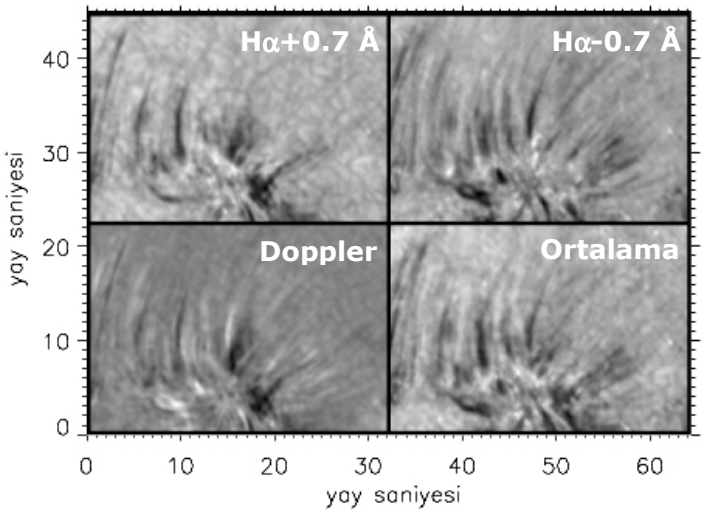
Kromosferik Hα Yapılarının İki-Boyutlu Speckle Spektroskopisi

N. Al[1,2], J. Hirzberger[3], F. Kneer[1], T. Özışık[4]
[1]Universität-Sternwarte, Geismarlandstrasse 11, D-37083 Göttingen
[2]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, 34452, İstanbul
[3]Institut für Geophysik, Astrophysik und Meteorologie, Universitätsplatz 5, A-8010 Graz
[4]TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, 07100, Antalya

3 Mayıs 2002 tarihinde Güneş'in kromosfer tabakası, Kanarya Adaları Astrofizik Enstitüsü'nün Teide Gözlemevi'nde (Tenerife) kurulu Vakum Kule Güneş Teleskobu'ndaki İki-Boyutlu Spektrometre ile gözlenmiştir. Bu gözlemlerin amacı Hα spektrel çizgisinin (6562.8 Å) kanatlarında gözlenebilen ve *mottles* olarak adlandırılan ince yapıları araştırmak olduğundan, ilgili çizgi 125 mÅ'luk adımlarla taranarak, her tarama noktasında iki-boyutlu dar-band ($\Delta\lambda$ ~72 mA) görüntüler elde edilmiştir. Bu görüntülerle birlikte eşzamanlı olarak geniş-band beyaz ışık görüntüleri de elde edilmiş, "spectral ratio" (v. d. Lühe, 1984) ile "speckle masking" (Weigelt, 1977) metodları yardımıyla işlenerek indirgenmiştir. Bu indirgemelerden itibaren, gerek beyaz ışık görüntüleri gerekse Hα görüntüleri her türlü hatadan ve atmosferik etkilerden arındırılmış olarak tekrardan oluşturulmuştur.

Görüntüler hazırlandıktan sonra, her bir tarama için Hα+0.7 Å ile Hα-0.7 Å dalgaboylarında, Suematsu'nun (1995) çalışmasında olduğu gibi, kontrast görüntüleri, doppler ve ortalama bir kontrast görüntüsü hesaplanmıştır. Doppler görüntüsünde gözlemciye ve gözlemciden uzağa doğru hareket gösteren yay şeklinde yapılar göze çarpmaktadır. Suematsu, Hα çizgisinin kanatlarında kaydedilen görüntülerde ağyapıda uzamış olarak plâzmik yapılar gözlemiş ve bunları disk kenarında iyi gözlenen iplikçiklerin (spicules) disk üzerindeki görünüşleri (disk spicules) olarak adlandırmıştır. Belki de bu çalışmada gözlenen yapılar ile onların gözlemiş oldukları yapılar aynı kökenlidir.

Aşağıda sunulan Şekil 1'in üst kısmında yukarıda bahsi geçen dalgaboyları için hesaplanmış kontrast görüntüleri, alt kısmında ise bu kontrast görüntülerinden itibaren hesaplanan doppler ve ortalama kontrast görüntüleri verilmiştir.



Şekil 1. Hα±0.7 Å için hesaplanmış kontrast görüntüleri ile bu görüntüler yardımıyla elde edilen doppler ve ortalama kontrast görüntüleri. Doppler görüntüsünde açık bölgeler gözlemciye doğru bir hareketin, koyu bölgeler ise gözlemciden uzağa doğru bir hareketin varlığına işaret etmektedir.

Çalışmanın bundan sonraki aşamasında, oluşturulan bu yeni görüntüler yardımıyla saptanan ince yapıların gerek morfolojik gerekse fiziksel parametrelerine gidilecek ve bu yapıların dinamiği hakkında detaylı bilgiler elde edilmeye çalışılacaktır.

Bu çalışma, Deutsche Forschungsgemeinschaft'a sunulmuş olan KN 152/26 no'lu araştırma projesi tarafından desteklenmektedir.

REFERANSLAR

v. d. Lühe, O., 1984, J. Opt. Soc. Am. A1, 510.
Suematsu, Y., Wang, H., Zirin, H., 1995, Astrophys. J., 450, 411.
Weigelt, G. P., 1977, Optics Comm. 21, 55.

AR Aur ve TZ Boo Sistemlerinin Dönem Değişimleri

Ozan Aksu, Berahitdin Albayrak

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan ANKARA

Bu çalışmada AR Aur ve TZ Boo çift yıldızlarının yayınlanmış minimum zamanlarından yararlanarak dönem değişimleri, çift sistemde görünmeyen bir üçüncü cismin var olabileceği dikkate alınarak incelenmiştir. Böyle bir cismin varlığını saptayabilmek ve fiziksel parametrelerini bulabilmek için her bir çift sistemin O-C grafikleri oluşturuldu. Olası üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3) hariç diğer fiziksel parametreleri, gözlemsel eğriye en iyi kuramsal çakıştırma elde edilinceye kadar değiştirilerek belirlenmiştir. Ulaşılan sonuçlar Tablo1.'de sunulmuştur. M_3 hesap edilirken üçüncü cismin yörünge eğimi (i_3), çiftin yörünge eğimine eşit olarak alınmıştır.

Tablo 1. Işık-Zaman Yörünge ve İlave Üçüncü Cismin Parametreleri

	AR Aur	**TZ Boo**
e	0,06	0,33
***w*(°)**	99,7	302
A(gün)	0,008	0,0329
P_{O-C}(yıl)	24,8	24,6
a_{12}(AB)	1,44	5,91
***F*(M_3) ($M_\odot$)**	0,00485	0,31
M_3 ($M_\odot$)	0,51	1,00
A(AB)	14,79	10,17
α(")	0,10	0,06
Δm	13,2	-

Bu çalışma *Türkiye Bilimler Akademisi (TÜBA/GEBİP)* tarafından desteklenmiştir.

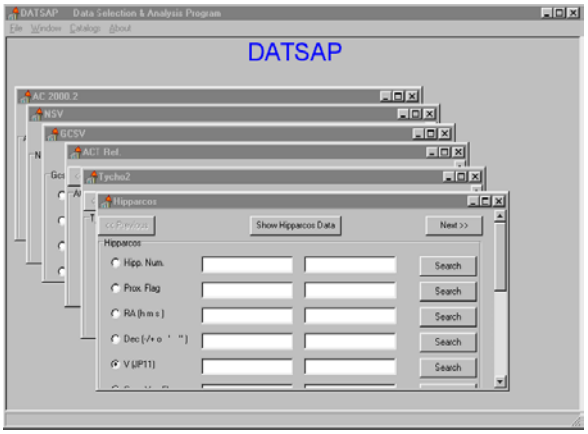
DATSAP (Data Selection and Analysis Program)

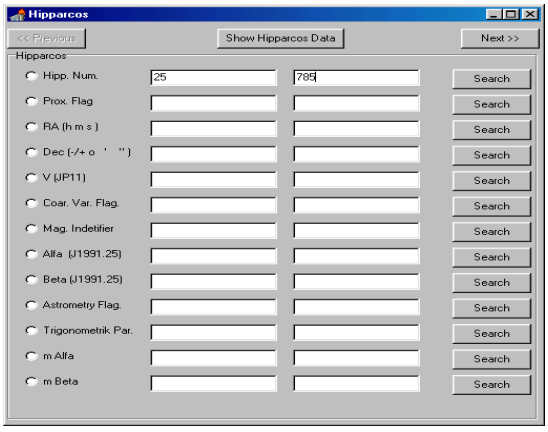
Osman Bilen[1], Cahit Yeşilyaprak[1], Zeki Aslan[1,2]

[1] Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü
[2] TUBİTAK Ulusal Gözlemevi

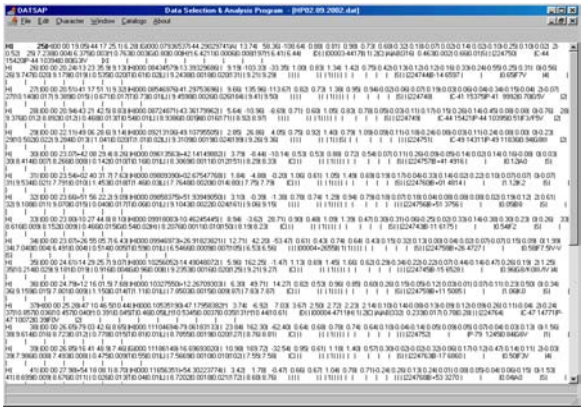
DATSAP programının amacı temel Astronomi Kataloglarını tarayıp sonucunu kullanıcının belirleyeceği dizin ve dosyaya kaydetmek. DATSAP suanda Hipparcos, Tycho 2, ACT Ref., GCSV, NSV,AC2000.2, UCAC 1 kataloglarını tarıyabiliyor. Bu katalogların içinde değişik kriterlere göre arama yapilabiliyor. Aynı zamanda arama sonuçlarını karşılaştıra bileceğiniz bir text editörüde mevcuttur. Programın ara yüzleri aşağıda kısca verilmiştir:

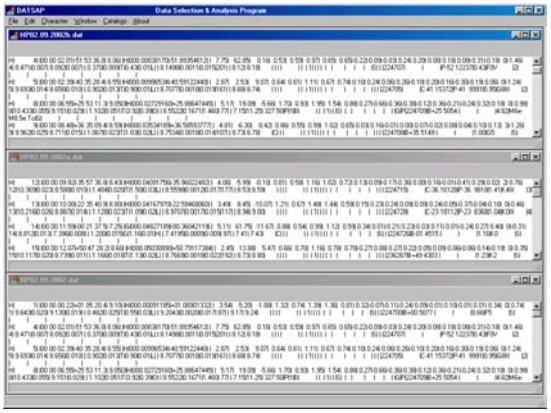
DATSAP:





Örnek : Hipparcos Kataloğu'nda 50 'nin üstünde farklı arama kriteri kullanabilirsiniz. Hipparcos Katalogu'nda örnek bir arama: Hipparcos Kataloğu'nda Hip. Numarası 25 ile 785 arasında olan yıldızları arayalım. Bunun için şekildeki gibi yazıp "Search" düğmesine tıkladığımızda, ara sonucunun nereye kaydedileceği ve dosya adı görülür. Aramanın sonucu:





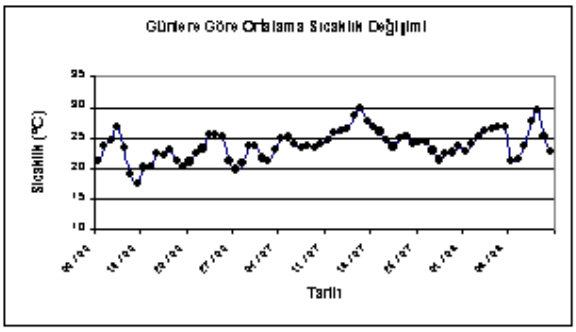
Benzer mantıkla diğer kataloglarda da arama yapılabilir. Farklı kataloglardaki aramalar veya aynı katalogda farklı kriterlere göre yapılmış aramalar karşılaştırılabilir.

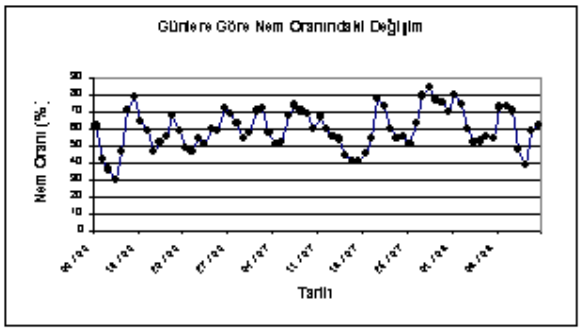
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi Meteoroloji Kayıtları

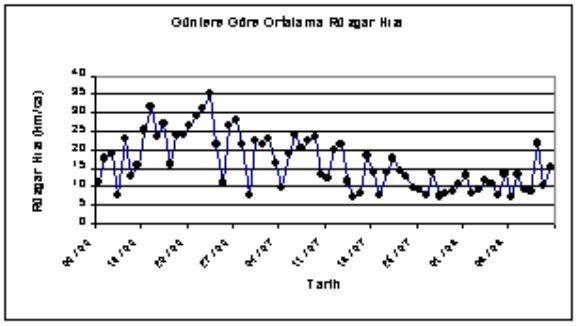
Osman Demircan, Sacit Özdemir, Volkan Bakış, Afşar Kabaş

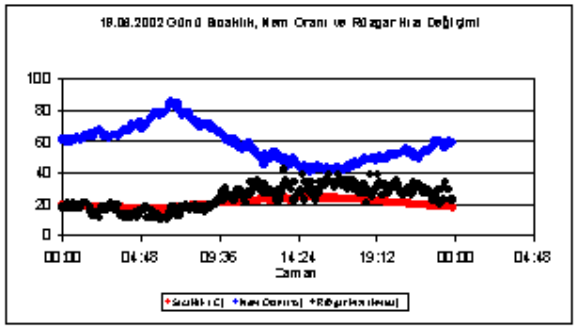
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi,
Fen-Edebiyat Fakültesi
Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale
e-mail: caam@physics.comu.edu.tr

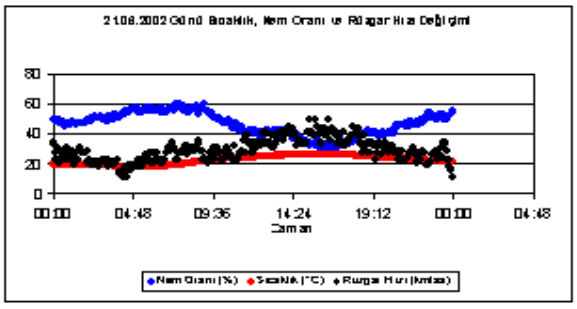
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Astrofizik Gözlemevi'nde Haziran 2002 başında kurulan "6150EU Vantage Pro" (URL: *http://www.davisnet.com* ve *http://www.ubsltd.com.tr*) modeli meteoroloji istasyonu ile ~2.5 ay boyunca kaydedilmiş veriler grafikler halinde sunulmaktadır. Meteoroloji istasyonu nem, yağış, basınç, (yönle birlikte) rüzgar gibi parametreleri aralıksız olarak ve istenilen sıklıkta ölçebilmektedir. Bu kayıtlara dayanılarak günlük ve 3 aylık dönem boyunca gerçekleşen ölçüm sonuçları aşağıda verilmektedir. Grafiklerden de görüleceği gibi, rüzgar hızı ile nem oranı arasında güçlü bir ters ilişki vardır. Dolayısıyla özellikle rüzgar hızının arttığı sonbahar/kış dönemlerinde, nem oranının çok daha düşük seviyelere ineceği tahmin edilmektedir.

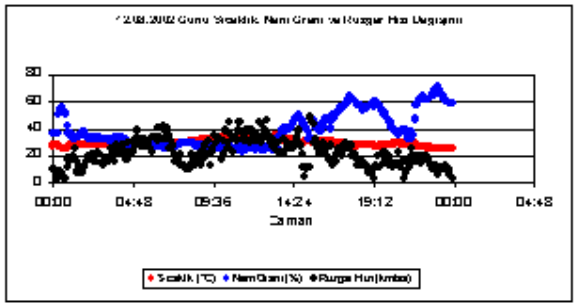












TUG CCD'li Astrolabı Güneş Gözlemleri

Orhan Gölbaşı[1,2], Hüseyin Kılıç[1], Fernand Chollet[2,3]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya
[3] Observatoire de Paris, France

TUG CCD'li Astrolabıyla Güneş yarıçapının değişimi gözlemleri 1999 yılında başlatılmıştır. 1999-2001 yıllarına ait gözlem sonuçları yayınlanmıştır. Posterde, 2001-2002 yıllarına ait gözlemler ve bunların analizi verilecektir.

Bilimsel Yazılım Kullanımı ve Üretiminde Metodoloji Geliştirme I: Türkiye'de Astronomi Alanında Yazılım Kullanma/Geliştirme Eğiliminin Belirlenmesi

Sevinç Gülseçen
İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
(gulsecen@istanbul.edu.tr)

Bilimsel gerçeklerin ortaya konmasında deney ve teori kadar güncel ifade ile bilişimi (*informatics*) kullanma aslında çok eski bir yaklaşımdır. Bu konuda öncü olan astronomi alanından örnek vermek mümkün: bazı kaynaklarda, Tycho Brahe (1546-1601) bir uygulamalı bilimci, Newton (1642-1727) bir teorik bilimci, Kepler (1571-1630) ise, Tycho'nun gözlemsel verileri üzerinde yaptığı uzun hesaplamalardan dolayı, modern terminolojiye göre bir bilişimci-bilimadamı olarak tanımlanmaktadır. Kepler'in hareket kanunları, veri arşivlemeye dayalı çalışmanın astronomideki ilk örneklerindendir. Bu anlamda da Kepler, bilişim tabanlı çalışan bir bilimadamıdır denilebilir **[Zachary, 1998; Albrecht ve Benvenuti, 1999]**.

Astronomi alanında bilgisayar kullanımı, bilgisayarın ortaya çıkışı kadar eskidir. Ancak profesyonel anlamda astronomi ile ilgili yazılım geliştirmenin yaklaşık 20 yıllık bir geçmişi vardır **[Teuber,1989; Gülseçen,1999]**. Astronomlar genellikle kendilerine hizmet edecek yazılımları, ya bilgileri sınırlarında kendileri geliştirme yoluna gider ya da, çok sınırlı ölçüde hazır yazılımlardan yararlanırlar. Veri arşivleme, veri indirgeme ve veri analizi, Astronomide yoğun biçimde yazılım kullanmayı gerektiren çalışma konularıdır.

Bu çalışma, daha geniş kapsamlı "Bilimsel Yazılım Geliştirmede Metodoloji Kullanma" adlı çalışmanın küçük bir bölümüdür ve amacı, Türkiye'de Astronomi alanında bilimsel yazılım kullanma/geliştirme potansiyelini ve bilimsel yazılım kullanımı ve üretiminde metodoloji kullanma eğilimini saptamaya yöneliktir. Çalışmanın hedef kitlesi, Türkiye'de Astronomi alanında çalışan bilimadamları ve bilim adamı adaylarıdır. Çalışma için gerekli verileri toplamak amacı ile hedef kitleye on-line test yöntemi uygulanmış ve ASP dili ile hazırlanan bir anket formu, www.astronomianket.cjb.net adresinde Nisan-Haziran 2002 döneminde kullanıma sunulmuştur. Yanıtlar Access-Excel veritabanında biriktirilmiştir **[Yeşildağ, 2002]**. Çalışmanın sonunda elde edilen bazı önemli bulgular aşağıda sıralanmıştır:

- Türk astronomlar da yabancı meslektaşları gibi, yazılım kullanma/geliştirme faaliyetlerine en yoğun biçimde veri indirgeme ve analizi konusunda başvurmaktadır.
- Çoğu, diğer ülkelerde de olduğu gibi, yazılım platformu olarak artık Unix/Linux'u tercih etmekte ve yazılım aracı olarak da C ve FORTRAN dillerini daha çok kullanmakta (bkz. Tablo 1).
- Veri indirgeme ve analizi konusunda hazır sistemlere (IRAF, MIDAS, ...) başvurmanın yanısıra bazı astronomlar BASIC, FORTRAN, Excel ve Delphi gibi programlama araçlarını kullanarak, kendileri de yazılım geliştirmektedirler.
- Yazılım geliştirme için varolan standart yazılım geliştirme (yinelemeli, şelale, sarmal, vb.) ve proje yönetimi metodolojilerinin çok azını kullanmakta ya da hiç kullanmamaktadırlar.
- Internet tabanlı programlama konusundaki istek ve performans, yabancı astronomlardakine oranla daha düşüktür.

Tablo 1: *Birincil yazılım geliştirme dili ve kullanım oranı*

Diller	C/C++	BASIC	FORTRAN	IDL	Delphi
Kullanım oranı (%)	56	7	27	7	3

Çalışmamızda daha geniş bir hedef kitleye ulaşılmak istenmiş ise de bu gerçekleştirilememiş ve örneklem kritik bir rakam olan "30" ile sınırlı kalmıştır. Buna rağmen elde edilen bilgilerden, Türkiye'de zaten az olan astronomların içinde, bu otuz kişinin yazılım geliştirme eğiliminde olduğu ve bunların içinden seçilecek bir "istekliler grubunun" doğru yönlendirilmesi ve motive edilmesi ile ve doğru metodolojiyi uygulayarak, başarılı yazılım ürünleri ortaya koyabileceği gerçeği çıkmıştır. Gözlemsel çalışmalarda dışa bağımlılık azalmaya başladığı gibi, yazılım kullanma/geliştirmede de böyle olacağını ümit etmekteyiz.

TEŞEKKÜR: Bu çalışma için gerekli verilerin toplanması ile ilgili yardımları için öğrencilerim Kenan Yeşildağ ve Ali Şahin'e teşekkür ederim.

Uydu İletişim Sistemleri

Şeyma Çalışkan, İbrahim Küçük

Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
38039, Kayseri, Türkiye

1050222220@erciyes.edu.tr , kucuk@erciyes.edu.tr

Yer yüzeyinin etrafında 120 aralıklarla yerleştirilmiş ve jeosenkron yörüngeli uydularla dünyanın her tarafıyla haberleşme gerçekleştirilmektedir. Uyduya haberi göndermek ve almak için yer yüzeyinde yer istasyonları kurulmuştur. Uydu yer istasyonu vericisinde temel bantta bulunan işaret bir taşıyıcı ile modüle edilip yüksek güçlü kuvvetlendirici ise kuvvetlendirilerek daha sonra modüle edilmiş işaret yüksek kazançlı ve dar ışın demetli bir anten ile ışınlanmaktadır. Uydu yapı bakımından üç bölüme ayrılabilir. Birinci, bölüm, hizmet bölümü diyeceğimiz uyduyu yörüngede kararlı tutan, hareketlerini düzenleyen, dengeleyen, kimyasal ve elektriksel tepki motorlarının hareket sistemini, yakıtı ve aküleri barındıran bölümdür. İkinci bölümde, uydunun ana görevini yerine getiren transponderler, vericiler, alıcılar, bilgisayarlar v.s. tüm haberleşme donanımı bulunur. Üçüncü bölüm ise güneş levhaları ve tüm antenler bulunan dış kısımdır. Uydu ile haberleşmede dünyanın her tarafını görebilmek için en az üç uydu gerekmektedir.120°'şer aralıklarla ve yeryüzeyi ile eşzamanlı dönen uydular vasıtasıyla dünyanın her tarafıyla haberleşme sağlanabilmektedir.

Türkiye'de Astronomi Eğitiminin Yaygınlaştırılması İçin Yapılan Çalışmalar

A. Talat Saygaç, Dursun Koçer

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

Bu çalışmada, özellikle İstanbul Metropolü'nün olanakları kullanılarak Astronomi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri'nin ilk ve orta öğretim ile halk düzeyinde yaygınlaştırılması için 1995 yılından beri yürütülen sınırları belirli çalışmaların bir özeti, elde edilen sonuçlar ve bu sonuçlardan yola çıkılarak bundan sonra nelerin yapılması gerektiği, bu çalışmaların nasıl yaygınlaştırılabileceği, profesyonel astronomların astronominin Türkiye'deki geleceği açısından alt yapının oluşturulması için örgütlü çalışmalarının gereği ve benzeri konularda açılabilecek tartışma ile izlenecek yollar konusunda, Türk Profesyonel Astronomi Camiası'nın dikkatini çekerek bir işbirliğinin oluşturulması amaçlanmıştır.

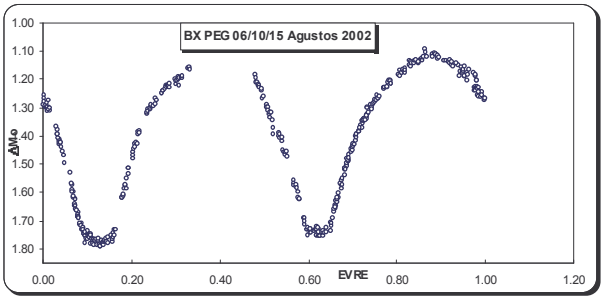
Örten Çiftlerin Işık Ölçümü

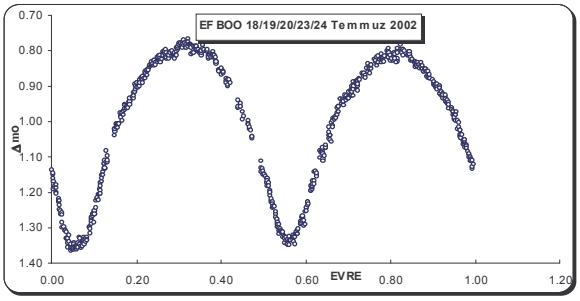
Timur Şahin[1], Cahit Yeşilyaprak[1], U. Serdar Özer[1], Osman Bilen[1], Zeki Aslan[1,2]

[1] Akdeniz Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
[2] Tübitak Ulusal Gözlemevi

Örten Çiftlerin Işık Ölçümü başlığı ile sunulan bu çalışmada EF Boo, FI Boo, AU Ser, BX Peg ve LO And örten çift dizgelerin ışık ölçüm gözlemlerinin yapılması planlanmış ve ışık ölçüm gözlemleri tamamlanan bu örten çiftlere ilişkin sonuçlar aşağıda sunulmuştur. FI Boo ve AU Ser örten çift sistemi öğrenci posteri olarak ayrıca sunulmaktadır. Işık eğrilerinin analiz çalışmaları devam etmektedir. Işık ölçüm gözlemleri, Tübitak Ulusal Gözlemevi'ndeki T-40 teleskobu ve ona bağlı tek kanallı OPTEC SSP-5A türü R-1414 Hamamatsu fotokatlandırıcılı ışık ölçer ile Johnson V süzgecinde yapılmıştır. Gözlemlere ait minimum zamanların hesaplanmasında Kwee ve van Woerden (1956) metodundan yararlanılmıştır.

Johnson V süzgecindeki standart hata = 0.010
JD Yer Merkezli Min. I = 2452501.6225 ± 0.0001
JD Yer Merkezli Min. II = 2452514.6629 ± 0.0001
Değişim genliği = 0.708^m





BX Peg - 06/10/15 Ağustos 2002 ***EF Boo - 06/10/15 Ağustos 2002***

Johnson V süzgecindeki standart hata = 0.007
JD Yer Merkezli Min I = 2452473.4901 ± 0.0001
JD Yer Merkezli Min II = 2452474.5381 ± 0.0002
Değişim Genliği : 0.596^m

İlk olarak Tycho kataloğunda yer alan EF Boo (Høg et al., 1997) Hipparcos progamının bir parçası olarak Perryman vd. (1997) tarafından keşfedilmiştir. Yıldıza ait olarak Tycho kataloğunda yer alan Johnson V süzgecindeki değişim aralığı $9.427\text{-}9.994^m$ dir. Hipparcos kataloğunda yer alan değişim aralığı $9^m.401 - 9^m.988$ ve değişim genliği ise 0.587^m olarak verilmektedir (HIPPARCOS, ESA, 1998). EF Boo örten dizgesine ilişkin ilk yer merkezli ışık ölçüm gözlemleri Samec vd. (1999) tarafından yapılmıştır. Mukayese yıldız olarak Samec vd. (1999) ve Demircan vd. (2001) tarafından kullanılan SAO 29184=HIP 71043=HD 127807 yıldızı seçilmiştir Denet yıldız olarak ise Samec vd. (1999) tarafından seçilen GSC 3479 230 yıldızının zonklayan bir değişen olması nedeni ile GSC 3479 714 no'lu yıldız seçilmiştir.

KAYNAKLAR:

ESA, 1998. The Hipparcos & Tycho Catalogues, SP-1220

Hog E., Baessgen G., Bastian U., Egret D., Fabricius C., Grossmann V., Halbwachs J.L., Makarov V.V., Perryman M.A.C., Schwekendiek P., Wagner K., Wicenec A., 1997. *A&A*, **323**, L57

Kwee, K.K., and van Voerden, H., 1956, *B.A.N.*, **12**, 327

Perryman M.A.C., Lindegren L., Kovalevsky J., Hog E., Bastian U., Bernacca P.L., Creze M., Donati F., Grenon M., Grewing 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., Petersen C.S., 1997. *A&A*, **323**, L49

Samec, R.G., Tuttle, J.P., Brougher, J.A., Moore, J.E., Faulkner, D.R., 1999. *IBVS*, No. 4811

Ay, H., 1999. Tübitak Ulusal Gözlemev'inde Gözlem Bilgilerinin Veri Tabanına Aktarılması ve Gözlem Sonuçlarının Değerlendirilmesi. *Yüksek Lisans Tezi*, Akdeniz Üniversitesi, 45 ss, Antalya

Deneb ve 6 CAS'ın Moröte Çizgi Tanısı

Taner Tanrıverdi, Fehmi Ekmekçi

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

ÖZET

A türü süperdev yıldızlar moröte bölgede yıldız rüzgarları nedeniyle aşırı kütle kaybı göstermektedir ve bu nedenle bazı çizgiler asimetrik ve/veya maviye kaymış profil göstermektedir. Özellikle MgII , FeII çizgileri de morötede kayma göstermektedir ve bu kayma hızları aynı multipletteki farklı dalgaboylu çizgiler için farklı olmaktadır ki bu durum farklı hızlarda genişleyen katmanların varlığını düşündürmektedir. A türü süperdev yıldızlardan Deneb ve 6 Cas 'ın IUE ile alınmış tayflarında çizgi tanısı yapıldı ve yıldız rüzgarlarından etkilenen çizgilerin özellikleri sunulmaktadır. A türü süperdevler kütle kaybı gösteren ve göstermeyenler olmak üzere iki grubta incelenmektedir .Deneb ve 6 Cas kütle kaybı gösteren A türü süperdevler grubuna girmektedir.Talavera (1987). Bu çalışmada Deneb(A2Ia) ve 6 Cas(A3Ia)'ın moröte bölgedeki IUE tayf verileri kullanılarak, NEWSIPS ile indirgenmiş bu tayflardaki çizgi tanısı ve yıldız rüzgarlarından etkilenmiş çizgilerin özellikleri sunulmaktadır.

Not: Bu poster metninin tamamı, www.tug.tubitak.gov.tr adresindeki ilgili bağlantılarda verilmiştir.

Kromosferik İnce Yapıların Dinamiği

Z. Funda Bostancı

İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite-İstanbul
bostanci@istanbul.edu.tr

Güneşin Atmosfer Tabakaları

Güneş atmosferi değişik fiziksel özelliklere sahip üç tabakadan oluşur ve en büyük özelliği yükseklikle sıcaklığının artmasıdır.

Fotosfer	Kromosfer	Korona
Yoğunluk: 10^{-9} g/cm^3	Yoğunluk: 10^{-12} g/cm^3	Yoğunluk: 10^{-16} g/cm^3
Sıcaklık: 6050 °K	Sıcaklık: 4300-50000 °K	Sıcaklık: $8x10^5$- $3x10^6$ °K
Kalınlığı: ~500 km	Kalınlığı: ~2000 km	Kalınlığı: ~5$R_\odot$

Kromosfer Tabakası

Fotosferin üzerinde bulunan kromosfer, sıcaklığın minimum olduğu bölgeden (~500 km) başlayıp 2.500 km yüksekliğe kadar uzanır. Sıcaklık kromosfer boyunca tekdüze artmaz. Tabaka boyunca önemli sıcaklık gradyenti gösteren bölgeler vardır ve bundan dolayı da kromosfer, *alt, orta ve üst kromosfer* olmak üzere üç alt tabakaya ayrılmıştır. Bu bölgeler farklı dalgaboylarında gözlenir. Örneğin alt kromosfer hidrojenin alfa çizgisinde (H_α=6563 Å), orta kromosfer de Ca II K çizgisinde (3933 Å) incelenebilir.

Kromosferik İnce Yapılar

Plajlar: H_α gibi kuvvetli Frounhofer çizgileri ile elde edilen monokromatik görüntülerde gözlenen parlak alanlardır. Her güneş lekesi daima bir plaj tarafından kuşatılmıştır. Plajlar manyetik alan toplanmasıyla ilişkilidir ve ağyapı (network)'nın bir parçasını oluşturur. Bu bölgelerin ortalama manyeteik alanları 100-200 Gauss'dur.

Filamentler ve Prominensler: H_α da görülen koyu ipliksi yapılardır. Bu yapılar yoğun, oldukça soğuk ve manyetik alan tarafından güneş yüzeyinde asılı tutulan plazma bulutlarıdır. Prominensler ve Filamentler gerçekte aynı yapılardır. Prominensler güneş diski kenarında, filamentler ise güneş diskinin üzerinde bulunur. Flament ve Prominensler günlerce veya haftalarca sakin bir durumda kalabilirler

Spiküller: Yüksek ayırma güçlü bir teleskop ve H_α filtresi ile güneş diskinin kenarına bakıldığında ilk göze çarpan yapı, bütün disk kenarını kuşatan ve *Spikül* olarak isimlendirilen kısa ömürlü (5-15 dakika) plazma jetleridir. Spikülerin çapı birkaç yüz km'den 1500 km ye kadar ulaşır, maksimum uzunlukları 10-20 bin km dir. Spiküller, manyetik alan çizgileri boyunca koronanın içine kadar uzanırlar. Spiküller ağyapı ile ilişkilidir. Spiküller demet şeklinde gözlenen ağyapıdaki parlak ince beneklerin disk kenarındaki görüntüleridir.

Ağyapı (Network): CaII-K çizgisinde alınan fotoğrafta, yüzey parlak ve koyu beneklerden oluşan mozaik bir yapı göstermektedir. Bu mozaik yapıyı oluşturan benekler yer yer kümeleşerek bir ağyapı ortaya koymaktadırlar. Ağyapının küçük ölçekli manyetik alan yoğunlaşması ve süpergranüler akıntıyla yakından bir ilişkisi vardır. Manyetik alan, bu bölgelerde akı tüpleri şeklinde (parlak nokta olarak görünürler) yoğunlaşmışlardır. Bu akı tüpleri, ömürleri birkaç dakika ile birkaç saat arasında, çapları 100 ile 200 km arasında, manyetik alan kuvvetleri ise 1 ile 2 kG olan küçük ölçekli yapılardır.

K-Grainler: Hücrelerin iç bölgelerinde, çapları 1500 km den küçük, kısa ömürlü (~100s), 140 ile 250 saniye arasındaki aralıklarda birkaç kez (2-5) ortaya çıkan, parlama evreleri 45 ile 60 saniye arasında olan parlak noktasal yapılardır. Bu parlak noktalar bazen tek bir kez parlayabiliyorlar. Bunlar özellikle aktivitenin olmadığı, kuvvetli manyetik yapıların bulunmadığı (güneş lekeleri gibi) bölgelerde ortaya çıkmaktadır.

Bu çalışmada amaçlanan, güneşin atmosfer tabakalarından biri olan kromosfer tabakasındaki yapıların morfolojilerini ortaya çıkarmak (ömürleri, boyutları, yerleri, hız alanları gibi...) ve bu yapılara neden olan dinamik olayları, fiziksel süreçleri araştırmaktır.

Kaynaklar

1.Bray, R.J. ve Loughhead, R.E., 1974, "The Solar Chromosphere".
2.Esin, F., 1996, "Yaşamımızın Kaynağı Bir Cüce Yıldız Güneş".
3.Foukal, P., 1989, "Solar Astrophysics".

Ek

Pulsarların ve Elektron Yoğunluğunun Galaktik Dağılımının Yeniden İncelenmesi

İsmail YUSİFOV ve İbrahim KÜÇÜK

Erciyes Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, TÜRKİYE. yusifov@erciyes.edu.tr , kucuk@erciyes.edu.tr.

Özet

Son yıllarda Avustralya Parks ve Swinburnda yapılan araştırmalar, mevcut pulsarların (atarcaların) sayısını yaklaşık iki kez artırmıştır. Aynı zamanda çok miktarda dispersion measure'ı (DM) büyük olan (1000 civarında) pulsar bulunmuştur. Pulsarların istatistik özelliklerinin incelenmesinde ve tersine, uzak pulsarların yardımı ile saman yolunun uzak bölgelerinin incelenmesinde, bu pulsarlara kadar olan mesafenin doğru bulunması çok önemlidir. Fakat pulsarların mesafesini değerlendirmek için şimdiye kadar yaygın olarak kullanılan Taylor&Cordes(TC) elektron yoğunluğu modeli bu pulsarlara kadar olan uzaklıkları yanlış vermektedir. Hali hazırda, kalibrator olarak kabul edilen ve mesafeleri bağımsız olarak bilinen pulsarların sayıları TC'nin kullandığından ~%50 daha fazladır. Öte yandan şimdilerde, saman yolunun farklı bileşenleri konusunda da daha detaylı ve kapsamlı bilgiler mevcuttur. Bu bilgilere dayanarak, saman yolunda elektron yoğunluğunun yeni modeli teklif olunmaktadır. Bu modele dayanarak pulsarların mesafeleri hesaplanmış, istatistiksel özellikleri incelenmiş ve bu sonuçlar daha önceki araştırma sonuçları ile karşılaştırılmıştır.

Giriş

Pulsarların evriminin ve istatistik özelliklerinin incelenmesinde, onlara kadar olan mesafenin doğru değerlendirilmesinin çok önemi vardır. Pulsarlara kadar olan mesafe konusunda ilk bilgiyi, direkt gözlemlerden ölçülebilen parametreler (örneğin DM) vermektedir. DM, farklı dalga boylarında pulsarlardan gelen atmaların varış farklarına dayanarak hesaplanmaktadır. Bu parametre, yıldızlararası ortamdaki elektron yoğunluğu ile doğru orantılı olmakta ve

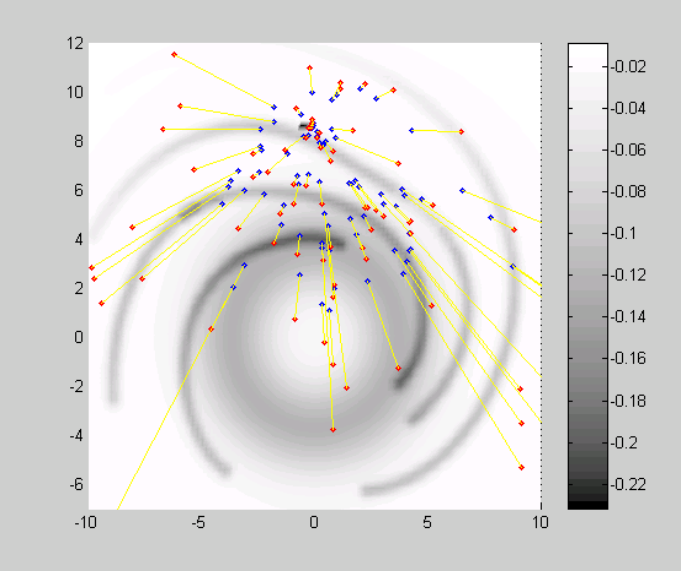
$$DM = \int_0^D n_e dr \ , \text{[cm}^{-3}\text{pc]} \qquad (1)$$

formülü ile hesaplanmaktadır (Manchester & Taylor, 1977). Burada D, pulsara kadar olan mesafe ve n_e yol boyunca bu istikametteki elektron yoğunluğudur. Dolayısıyla, galaksideki elektron yoğunluğu (n_e) dağılımı bilindiği takdirde pulsarlara kadar olan mesafe (1) entegralinden hesaplana bilinir.

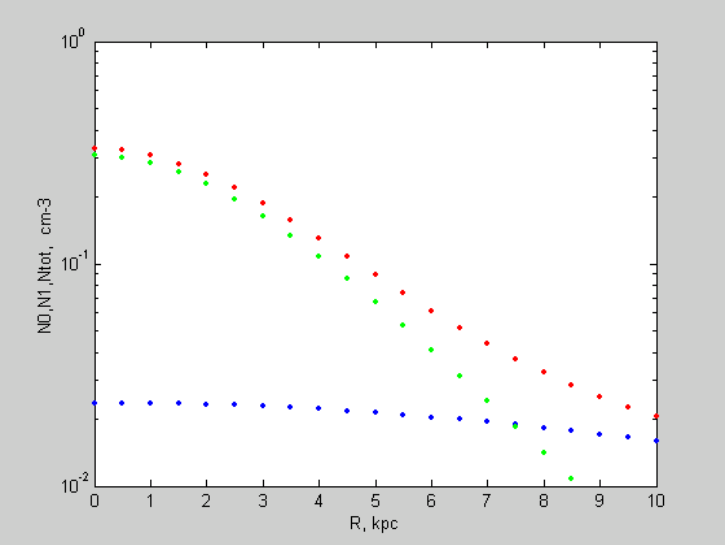
n_e için farklı modeller teklif edilmiştir ve bunlardan en yaygın kullanılanı Taylor & Cordes, 1993 (TC) modelidir. O tarihlerde mesafeleri bağımsız olarak bilinen 74 pulsar-kalibrator mevcut idi ve genel olarak model bu verilere dayanmaktadır. Modelde, bilinen tüm HII bölgeler de kullanılmış ve saman yolu spiral kollarının o zaman için en iyi modeli olarak sunulmuştur. χ^2 metodu kullanılarak hesaplanan ve gözlenen DM farkının minimumlaştırılması metodu ile alınan n_e dağılımı Şekil 1'de gri tonla verilmiştir.

TC modeli 1993'e kadar bilinen daha yakın mesafedeki pulsar-kalibratorlara dayanmaktadır. Bu modeli yeni bulunan ve DM'i büyük olan pulsarlara uyguladığımız zaman çok büyük mesafeler elde edilmekte (örneğin bakınız Edwards et al., 2001, Manchester et al., 2001) ve hatta bazı pulsarlar için bu model ve (1) denklemi ile mesafelerin hesaplanması imkansız olmaktadır.

Yeni bulunan pulsarlara kadar olan mesafeleri bulmak için, yeni verilere, yeni kalibratörlere, saman yolunun bileşenleri konusunda yeni bilgilere artan ihtiyaç duyulmaktadır. Bu probleme iyi bir yaklaşım Gomez et al. 2001 (GBC) tarafından yapılmıştır. GBC, mesafeleri bağımsız olarak bilinen 109 pulsar-kalibratoru kullanarak, galaksideki elektron dağılımı için simetrik, basit ve 7 parametreden oluşan bir model önermişlerdir. Bu modele göre alınan elektron yoğunluğunun dağılımı Şekil 2'de verilmiştir.



Şekil 1. TC modeline göre n_e dağılımı gri tonla verilmiştir. Şekilde, alt ve üst sınır mesafeleri bilinen pulsar-kalibratorlar farklı renkte gösterilmiş ve araları sarı çizgiyle birleştirilmiştir.



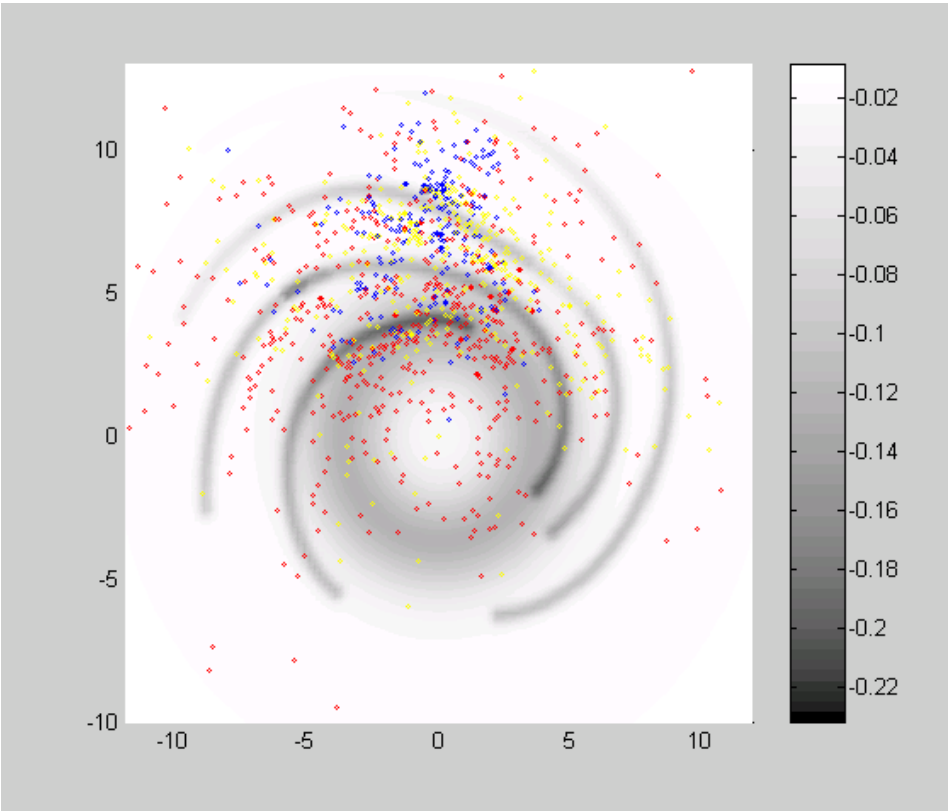
Şekil 2. GBC modeline göre elektron yoğunluğunun galaksinin merkezine bağlı olarak dağılımı. Şekilde n_e'nin iki bileşeni ve onların toplamı gösterilmiştir.

Bu model mesafe hesaplama işlemini biraz basitleştirse de TC modelindeki zorlukları tam olarak ortadan kaldırmamaktadır. Bu probleme bir çözüm bulmak için, yeni bulunmuş veya mesafeleri iyileştirilmiş pulsar-kalibratorların ortaya çıkması ve pulsarların istatistik özelliklerinin incelenmesinin önemini de göz önüne alarak galakside n_e dağılımı ve pulsar mesafeleri konusunun yeniden incelenmesini kararlaştırdık.

Metot ve sonuçlar

Genel olarak bu araştırmada galakside n_e dağılımını değerlendirmek için GBC tarafından önerilene benzer bir χ^2 'nin minimumlaştırılması metodu kullanılmıştır. Bizim metodumuzda kalibrator olarak genelde GBC tarafından önerilen 109 pulsar kullanılmıştır. Sadece bazı pulsarların mesafeleri değiştirilmiş ve birkaç yeni kalibrator eklenmiştir. Yeni eklenen ve mesafeleri değiştirilmiş pulsarların listesi Yusifov & Küçük, 2003'de Tablo-1'de verilmiştir. Mesafelerin üst ve alt sınırı bilinen pulsar-kalibratorlar Şekil 1'de gösterilmiştir. Son zamanlarda bazı araştırmacılar saman yolunun merkezine kadar olan mesafenin 7.5kpc civarında olması gerektiği sonucuna varmışlardır. Metodumuzda bu bilgiler de göz önüne alınarak iki farklı R_G değeri (8.5kpc ve 7.5kpc) için pulsarlara kadar olan mesafeler hesaplanmıştır.

Kullanılan metot ve alınan sonuçlar konusunda daha detaylı bilgiler Yusifov & Küçük, 2002'de verilmiştir. Şekil 3'te pulsarların galaksideki dağılımının R_G=8.5kpc için hesaplanmış mesafeler için TC metoduyla karşılaştırılması görülmektedir.



Şekil 3. Pulsarların saman yolundaki dağılımı. TC modeli ile karşılaştırmak için, TC modeline göre elektron dağılımı gri fonda verilmiştir. Işıma gücü farklı olan pulsarlar farklı renkte verilmiştir.

Kaynaklar

Edwards, R.T., vb., 2001, astro-ph/0105126.
Gomez, G. C., Benjamin, R. A. and Cox, D. P., AJ, 2001, **122**, 908.
Manchester, R.N., vb., 2001, astrp-ph/0106522.
Manchester, R.N. & Taylor, J.H., "Pulsars", Freeman and Company, 1977.
Taylor, J. M., Cordes, J. M., ApJ, 1993, **411**, 674
Yusifov, I.M. & Küçük, İ., Astronomy and Astrophysics, 2003, (kabul edildi, baskıda).

Pre-cataclysmic bir Çift Yıldız olan HW Vir'in Üç Kanallı Hızlı Fotometrisi

Ö. Çakırlı, C. İbanoğlu, G. Taş, S. Evren

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Pre-cataclysmic bir çift yıldız olan HW Vir'in Üç kanallı hızlı fotometrisi. HW Vir örten çift sistemi Ege Üniversitesi Rasathanesinde Üç kanallı-hızlı fotometre (VILNIUS System) ile gözlenerek B ve V renklerinde ışık eğrileri elde edilmiştir. Dönem analizi yapılarak sistemin yeni ışık öğeleri belirlenmiş ve üçüncü cismin ikili sistem etrafındaki dolanma dönemi 17.4 yıl olarak elde edilmiştir. Işık eğrileri modern yöntemlerle çözülerek sistemin geometrik ve fiziksel parametreleri belirlenmiştir.

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ
Akdeniz Üniversitesi Yerleşkesi
07058 – Antalya
Tel : (242) 2278401 - 2279067
Faks : (242) 2278400
E – Posta : tug@tug.tug.tubitak.gov.tr
(www.tug.tubitak.gov.tr)